



**HAL**  
open science

# La formation d'étoiles massives dans la Galaxie vue par le relevé infrarouge ISO GAL

Frédéric Schuller

► **To cite this version:**

Frédéric Schuller. La formation d'étoiles massives dans la Galaxie vue par le relevé infrarouge ISO GAL. Astrophysique [astro-ph]. Université Pierre et Marie Curie - Paris VI, 2002. Français. NNT : . tel-00003754

**HAL Id: tel-00003754**

**<https://theses.hal.science/tel-00003754>**

Submitted on 7 Apr 2004

**HAL** is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

# THÈSE DE DOCTORAT DE L'UNIVERSITÉ PARIS VI

Spécialité  
Astrophysique

présentée par  
M. Frédéric SCHULLER

Pour obtenir le grade de  
DOCTEUR de l'UNIVERSITÉ PARIS VI

## **La formation d'étoiles massives dans la Galaxie vue par le relevé infrarouge ISOGAL**

soutenue le 16 décembre 2002

devant le jury composé de :

M. Pierre Encrenaz	Président
M. Alain Abergel	Rapporteur
M. Philippe André	Rapporteur
M. Alain Omont	Directeur de thèse
M. Frank Bertoldi	Examineur
M. Claude Bertout	Examineur
M. Michel Pérault	Membre invité



*À mes parents et mes amis,  
sans qui je ne serais pas.*



# Remerciements

Je tiens à remercier en tout premier lieu tous ceux qui ont fait que ce travail de thèse puisse prendre naissance. Après m'avoir proposé de travailler sur ce sujet, Alain Omont a parfaitement su diriger cette formation durant plus de trois années, et m'aider à conduire à terme ce projet. C'est aussi en grande partie grâce à l'équipe enseignante regroupée autour de Pierre Encrenaz que j'ai pu accomplir ce travail de recherche, et en tirer un immense intérêt. De plus, je remercie Bernard Fort pour sa disponibilité, et pour avoir contribué à rendre agréable mon séjour à l'Institut d'Astrophysique de Paris pendant ces quelques années.

Je suis extrêmement reconnaissant envers mes rapporteurs, Alain Abergel et Philippe André; leur lecture en profondeur d'une première version du présent manuscrit a clairement contribué à en clarifier plusieurs sections, ainsi que quelques idées dans ma tête. Merci beaucoup aussi aux autres membres du jury, qui ont accepté de lire ce manuscrit et de donner leur point de vue sur le travail que j'ai présenté.

Je n'aurais bien sûr jamais pu réaliser ce travail tout seul, et je tiens à adresser mes plus sincères remerciements aux personnes qui m'ont apporté une assistance déterminante. Je pense en premier lieu à Alain Omont, qui a su rester très disponible pendant ces trois années malgré un emploi du temps souvent chargé; et également à Mathias Schultheis, qui a lui aussi manipulé les données ISOGAL dans tous les sens, et qui a participé de façon décisive à l'élaboration de plusieurs des résultats présentés dans cette thèse. En outre, le traitement et l'analyse de ces données ont représenté un travail colossal, auquel de très nombreuses personnes ont participé. Je souhaite toutes les remercier pour leur contribution à la réussite de ce projet, notamment ceux qui ont travaillé sur ISOGAL directement à l'IAP pendant plus ou moins longtemps, comme Shashi Ganesh, Andrea Moneti, Christophe Alard, Bastien Aracil, Anthony Soive et Thomas August. Le travail réalisé par l'équipe de l'École Normale Supérieure fut également d'une importance cruciale pour la préparation du projet ISOGAL, et l'exploitation des données effectuée par Michel Pérault, Patrick Hennebelle, David Teyssier et Marc-Antoine Miville-Deschênes a conduit à des résultats tout à fait intéressants et prometteurs pour l'avenir du projet.

Je suis aussi très reconnaissant envers tous ceux qui ont contribué de façon déterminante aux progrès réalisés sur les données ISOGAL en dehors de nos frontières, et ils sont nombreux. Je les ai inévitablement rencontrés bien plus épisodiquement. Je souhaite en

particulier exprimer toute ma gratitude envers Joris Blommaert et Maria Messineo, pour leurs contributions majeures sur plusieurs points du traitement des données au cours de mes années de thèse ; ainsi que Leonardo Testi et Marcello Felli, avec lesquels nous avons conduit un projet scientifique central pour mon sujet de recherche. Beaucoup d'autres, que j'ai rencontrés au moins une fois, comme Harm Habing, Ian Glass, Gerry Gilmore, Frank Bertoldi, Steve Price, Mike Eagan, Martin Cohen, Martin Groenewegen, Martin Burgdorf, ont également joué un grand rôle dans la mise en œuvre et la réussite du projet ISOGAL.

Outre les données provenant des observations ISO, certaines données du relevé DENIS font partie intégrante du catalogue de sources ISOGAL. Je remercie très chaleureusement ceux qui ont permis que ces données soient rapidement disponibles, en particulier Guy Simon à l'Observatoire de Paris et Serge Bégon à l'IAP.

J'adresse enfin mes sincères remerciements à de nombreuses personnes de l'IAP, parmi lesquelles François Sèvre, qui en plus de m'avoir fait découvrir le Pic du Midi et d'avoir partagé moult trucs et astuces, a su animer nombre de discussions passionnantes à la cafeteria ou ailleurs. Merci beaucoup aussi à Cécile Loup pour sa gentillesse et sa compréhension au cours d'autres discussions, et pour avoir accepté de relire attentivement l'ébauche de mon manuscrit alors que l'attente d'un heureux événement l'occupait déjà beaucoup ! Je pense également à Emmanuel Bertin, Stéphane Colombi, Jean-Philippe Beaulieu, Carlos De Breuck, et à tous ceux qui font que la machine peut tourner, de Georges à Alexandre, en passant par Valérie Bona et Valérie de Lapparent, Xavier, Catherine, Jeff, Sylvie, et al. Enfin, je garderai parmi les souvenirs impérissables de ces quelques années la bonne humeur des étudiants de l'IAP, Jérémy, Damien, Sébastien, Raphaël, Esther, Maria, Claudia, Bastien, Thibaut, Julie, Emmanuel, Olivier, Aurélien... et de quelques autres que je n'ai vus que trop rarement.

# Table des matières

Liste des tableaux	11
Table des figures	13
Introduction	17
<b>1 L’astronomie infrarouge</b>	<b>21</b>
1.1 Les différents domaines de l’infrarouge . . . . .	21
1.1.1 L’infrarouge proche . . . . .	22
1.1.2 L’infrarouge moyen . . . . .	22
1.1.3 L’infrarouge lointain . . . . .	25
1.2 Les sources infrarouges . . . . .	26
1.2.1 Étoiles détectées dans l’infrarouge proche . . . . .	26
1.2.2 Étoiles géantes avec perte de masse . . . . .	27
1.2.3 Jeunes objets stellaires . . . . .	32
Le processus de formation des étoiles . . . . .	32
Les objets stellaires jeunes de faible masse . . . . .	33
Formation des étoiles massives . . . . .	35
1.3 Les données infrarouges existantes . . . . .	37
1.3.1 Les moyens d’observation au sol . . . . .	37
Infrarouge proche . . . . .	37
Infrarouge moyen . . . . .	38
1.3.2 Les grands relevés en infrarouge proche . . . . .	39
Le relevé européen DENIS . . . . .	39
Le relevé américain 2MASS . . . . .	40
1.3.3 Le télescope spatial Hubble . . . . .	41
1.3.4 Le satellite IRAS . . . . .	42
1.3.5 La mission MSX . . . . .	43
Description des instruments . . . . .	43
Résultats obtenus . . . . .	44

1.3.6	Le satellite ISO . . . . .	45
	Instrumentation . . . . .	45
	Résultats scientifiques . . . . .	47
<b>2</b>	<b>Le relevé infrarouge ISOGAL</b>	<b>51</b>
2.1	Présentation générale . . . . .	52
2.2	Extraction du catalogue de sources ponctuelles . . . . .	55
2.2.1	Réduction des données ISOCAM . . . . .	55
2.2.2	Méthode d'extraction des sources . . . . .	56
	Détermination de la PSF . . . . .	56
	Photométrie . . . . .	59
2.2.3	Étalonnage . . . . .	60
2.2.4	Élimination des répliques . . . . .	61
2.2.5	Qualité photométrique . . . . .	62
	Incertitude photométrique . . . . .	62
	Estimation de la complétude . . . . .	64
	Réalité des sources . . . . .	65
	Indices de qualité . . . . .	66
2.2.6	Simulations de sources artificielles . . . . .	67
2.2.7	Association aux données DENIS . . . . .	68
2.2.8	Le catalogue de sources ponctuelles . . . . .	68
2.3	Extraction des sources étendues . . . . .	71
2.3.1	Les nuages sombres vus par ISOGAL . . . . .	71
2.3.2	Extraction des objets étendus par analyse en ondelettes . . . . .	72
2.3.3	Objets de faible extension dans le PSC . . . . .	72
2.4	Les diagrammes magnitude couleur . . . . .	73
2.4.1	Introduction . . . . .	73
	Définitions . . . . .	73
	Notations et exemple du corps noir . . . . .	75
	Influence de la poussière, cas du corps gris . . . . .	80
2.4.2	Les diagrammes couleur couleur . . . . .	82
<b>3</b>	<b>Formation stellaire dans le Bulbe</b>	<b>87</b>
3.1	Introduction . . . . .	87
3.1.1	Le Bulbe Galactique interne . . . . .	87
3.1.2	Particularités de la formation stellaire dans le Bulbe Galactique interne . . . . .	89
3.2	Identification des étoiles évoluées dans le Bulbe . . . . .	91
3.2.1	Les étoiles variables à longue période . . . . .	91
	Commentaires sur les sources particulières . . . . .	97

3.2.2	Autres candidats étoiles variables . . . . .	97
3.2.3	Les étoiles OH/IR . . . . .	98
3.2.4	Conclusions . . . . .	98
3.3	Étude complète du champ FC-00027-00006 . . . . .	101
3.3.1	Identification des étoiles évoluées . . . . .	101
3.3.2	Jeunes objets stellaires . . . . .	104
	Sources ISOGAL associées à des sources connues . . . . .	104
	Candidats objets jeunes sans association connue . . . . .	115
	Estimation du taux de formation stellaire . . . . .	117
3.4	Les régions de formation stellaire dans le bulbe interne . . . . .	122
3.4.1	Sélection par des critères de couleur et d'extension . . . . .	122
3.4.2	Bilan de la formation stellaire très récente . . . . .	124
3.5	Spectroscopie en infrarouge proche . . . . .	128
3.6	Les supergéantes rouges et autres sources lumineuses . . . . .	133
3.6.1	Extinction interstellaire . . . . .	134
3.6.2	Appartenance au bulbe interne . . . . .	138
3.6.3	Détermination de la luminosité des étoiles rouges lumineuses . . . . .	140
3.6.4	Nature des sources lumineuses infrarouges . . . . .	143
	Supergéantes rouges . . . . .	143
	Étoiles AGB lumineuses . . . . .	145
	Discrimination entre supergéantes rouges et étoiles AGB . . . . .	146
3.6.5	Relation avec le taux récent de formation stellaire . . . . .	147
	Comparaison avec un modèle d'évolution et de formation stellaire . . . . .	148
	Discussion . . . . .	150
3.7	Conclusion... dans le Bulbe Galactique . . . . .	151
<b>4</b>	<b>Objets jeunes dans le Disque Galactique</b> . . . . .	<b>153</b>
4.1	Sélection des candidats YSO dans l'ensemble des données . . . . .	154
4.1.1	Candidats brillants sélectionnés par un critère de couleur . . . . .	154
	Étude des champs situés à $l = +45^\circ$ . . . . .	154
	Extension à tous les champs ISOGAL . . . . .	155
4.1.2	Comparaison avec les critères de sélection utilisés dans le Bulbe Galactique . . . . .	160
4.2	Étude de la nébuleuse de l'Aigle M16 . . . . .	162
4.3	Spectroscopie visible . . . . .	167
<b>5</b>	<b>Perspectives et conclusion</b> . . . . .	<b>171</b>
5.1	L'avenir du relevé ISOGAL . . . . .	171
5.2	Vers les grands télescopes et les grandes $\lambda$ . . . . .	173
5.3	Conclusion générale . . . . .	177

<b>Bibliographie</b>	<b>181</b>
<b>ANNEXES</b>	<b>189</b>
<b>A Liste des acronymes</b>	<b>189</b>
<b>B Article “Explanatory Supplement”, Schuller et al. 2003</b>	<b>191</b>
<b>C Résumé de l’article de synthèse sur ISOGAL, Omont et al. 2002</b>	<b>231</b>
<b>D Galerie d’images des champs FC</b>	<b>235</b>
<b>E Associations ISOGAL-LPVs</b>	<b>253</b>
<b>F Résumé de l’article sur le champ FC-00027-00006 (Schuller et al., en préparation)</b>	<b>261</b>
<b>G Régions de formation stellaire dans le bulbe interne</b>	<b>263</b>
<b>H Table des sources brillantes ISO et MSX détectées dans le bulbe interne</b>	<b>275</b>
<b>I Article Felli et al. 2000</b>	<b>283</b>
<b>J Article Felli et al. 2002</b>	<b>301</b>
<b>K Images multi-longueurs d’onde du Bulbe Galactique interne</b>	<b>323</b>

# Liste des tableaux

1.1	Principales caractéristiques des filtres usuels dans l'infrarouge proche . . .	23
1.2	Principales caractéristiques des filtres usuels dans l'infrarouge moyen . . .	24
1.3	Coefficients de l'extinction $A_\lambda/A_v$ . . . . .	25
1.4	Température effective et luminosité des étoiles O et B . . . . .	36
1.5	Principales caractéristiques des bandes du relevé DENIS . . . . .	40
1.6	Les bandes du relevé 2MASS et leur sensibilité typique . . . . .	41
1.7	Principales caractéristiques des bandes IRAS . . . . .	42
1.8	Principales caractéristiques des bandes MSX . . . . .	44
1.9	Récapitulatif des relevés infrarouges existants . . . . .	46
1.10	Caractéristiques des filtres ISOCAM . . . . .	47
2.1	Caractéristiques des filtres ISOCAM utilisés pour ISOGAL . . . . .	55
2.2	Coefficients de l'expression analytique des PSFs utilisées pour l'extraction des sources ponctuelles . . . . .	59
2.3	Résultats de la comparaison entre observations répétées avec un même filtre	63
2.4	Résultats de la comparaison entre observations d'un même champ dans des configurations différentes . . . . .	63
2.5	Valeurs de [7]-[15] pour des corps noirs de 20 à 100000 K . . . . .	76
2.6	Coefficients de la loi donnant la couleur en fonction de la température pour toutes les combinaisons de filtres . . . . .	77
3.1	Sources IRAS dans le champ FC-00027-00006 . . . . .	106
3.2	Sources radio dans le champ FC-00027-00006 . . . . .	107
3.3	Sources radio visibles sur la carte de LS95 . . . . .	107
3.4	Jeunes étoiles dans FC-00027-00006 . . . . .	109
	Jeunes étoiles dans FC-00027-00006 (suite) . . . . .	110
3.5	Luminosités des jeunes étoiles dans FC-00027-00006 . . . . .	116
3.6	Candidats objets jeunes détectés à 7 et 15 $\mu m$ dans FC-00027-00006 . . .	118
3.7	Candidats objets jeunes détectés uniquement à 15 $\mu m$ dans FC-00027-00006	119
3.8	Candidats YSOs MSX dans le bulbe interne en dehors des champs ISOGAL	127
3.9	Procédure de détermination de l'extinction des sources . . . . .	138

3.10	Procédures pour déterminer $M_{\text{bol}}$ dans le bulbe interne . . . . .	141
3.11	Grandeurs photométriques des étoiles massives considérées . . . . .	144
3.12	Comptages des sources brillantes observées dans le bulbe interne et prédites par les modèles d'évolution stellaire . . . . .	150
E.1	Associations entre les LPVs et le catalogue DENIS-ISOGAL . . . . .	254
G.1	Régions de formation stellaire détectées à 7 et 15 $\mu m$ dans le bulbe interne dans les catalogues "regular" . . . . .	264
G.2	Régions de formation stellaire détectées uniquement à 15 $\mu m$ dans le bulbe interne . . . . .	270
G.3	Régions de formation stellaire détectées à 7 et 15 $\mu m$ dans le bulbe interne dans les catalogues "edge" . . . . .	273
G.4	Nébuleuses planétaires dans le bulbe interne avec des couleurs similaires aux YSOs . . . . .	274
H.1	Sources brillantes dans le bulbe interne . . . . .	276

# Table des figures

1.1	Transmission atmosphérique dans l'infrarouge proche . . . . .	22
1.2	Transmission atmosphérique dans l'infrarouge moyen . . . . .	23
1.3	Comparaison entre le spectre d'une naine brune et celui de Vega, et exemple d'excès infrarouge . . . . .	27
1.4	Diagramme de Hertzsprung-Russel Luminosité - Température effective . . .	29
1.5	Schémas de la structure interne d'une géante rouge et d'une étoile AGB . .	30
1.6	Schéma du cycle de la matière interstellaire . . . . .	32
2.1	Carte des champs ISOGAL dans la région centrale de la Galaxie . . . . .	53
2.2	Carte des champs ISOGAL dans le Disque Galactique . . . . .	54
2.3	Comparaison entre les PSFs théoriques et celles extraites des images ISOGAL	58
2.4	Profils des PSFs utilisées pour l'extraction des sources ponctuelles . . . . .	59
2.5	Différences entre les magnitudes mesurées pour des sources associées entre deux observations indépendantes d'une même région du ciel. Chaque graphe regroupe un ensemble d'observations obtenues avec un filtre donné. . . . .	63
2.6	Différences entre les magnitudes mesurées dans deux configurations différentes	64
2.7	Histogrammes en magnitudes des sources extraites dans des régions ob- servées plusieurs fois . . . . .	65
2.8	Magnitudes correspondant à un niveau de complétude de 50% en fonction de la densité de sources . . . . .	67
2.9	Distribution des magnitudes et des indices de qualité à 7 et 15 $\mu m$ . . . . .	69
2.10	Distribution des distances et des indices de qualité pour les associations 7-15 $\mu m$ . . . . .	70
2.11	Distribution des distances et des indices de qualité pour les associations ISO-DENIS . . . . .	71
2.12	Exemples de sources étendues extraites dans le PSC . . . . .	73
2.13	Couleur [7]–[15] en fonction de la température d'un corps noir . . . . .	76
2.14	Diagramme HR et diagramme magnitude couleur $M_V$ sur $B - V$ . . . . .	78
2.15	Diagrammes magnitude couleur théoriques dans l'infrarouge . . . . .	79
2.16	Distributions spectrales d'énergie de corps noirs et de corps gris à différentes températures . . . . .	82

2.17	Diagrammes couleur couleur théoriques dans l'infrarouge . . . . .	83
2.18	Exemples de diagrammes magnitude couleur et couleur couleur dans des champs ISOGAL . . . . .	85
3.1	Champs ISOGAL dans la région observée par Glass et al. (2001) . . . . .	92
3.2	Comparaison entre les magnitudes $K_s$ de DENIS et $K$ de Glass et al. (2001)	93
3.3	Relations période - magnitude absolue dans les bandes $K_s$ et $K$ . . . . .	95
3.4	Relations période - magnitude bolométrique . . . . .	96
3.5	Positions dans le diagramme magnitude couleur [15] / [7]-[15] des sources de la région observée par Glass et al. (2001) . . . . .	100
3.6	Image en couleurs du champ FC-00027-00006 . . . . .	102
3.7	Diagrammes magnitude couleur du champ FC-00027-00006 . . . . .	103
3.8	Image à $15 \mu m$ du champ FC-00027-00006 et positions des sources IRAS et radio . . . . .	105
3.9	Contours du candidat amas d'étoiles jeunes dans FC-00027-00006 . . . . .	111
3.10	Diagramme [15] / [7] - [15] et $\sigma_{15}$ dans FC-00027-00006 . . . . .	112
3.11	Histogrammes de $\sigma_{15}$ et [7] - [15] pour les sources brillantes de FC-00027-00006 . . . . .	112
3.12	Exemples de photométrie d'ouverture . . . . .	114
3.13	Distribution des luminosités des YSOs dans FC-00027-00006 . . . . .	120
3.14	Carte des YSOs dans le bulbe interne . . . . .	124
3.15	Relation masse-luminosité des étoiles massives . . . . .	125
3.16	Fonctions de masse et de luminosité des YSOs du bulbe interne . . . . .	126
3.17	Diagrammes $M_{bol}/CO$ et $M_{bol}/H_2O$ . . . . .	130
3.18	Exemples de spectres de sources ISOGAL . . . . .	131
3.19	Diagramme [15] / [7]-[15] des sources observées avec SOFI . . . . .	133
3.20	Détermination de l'extinction dans FC-00027-00006 . . . . .	135
3.21	Histogramme des $A_v$ dans le bulbe interne . . . . .	137
3.22	Histogramme des $M_{bol}$ dans le bulbe interne . . . . .	142
3.23	Diagramme $BC_K/(K-[15])_0$ . . . . .	143
3.24	Tracés d'évolution dans le diagramme HR des étoiles plus massives que $2,2 M_{\odot}$ . . . . .	145
3.25	Diagramme $M_{bol}/(K_s-[15])_0$ . . . . .	147
3.26	Nombre d'étoiles par case du diagramme HR d'après les modèles de Padoue	149
4.1	Diagrammes [15] sur [7]-[15] pour les sources ISOGAL associées à des sources radio, et les sources ISOGAL à haute latitude galactique. . . . .	156
4.2	Diagrammes [7] sur $K_s$ - [7] pour les sources ISOGAL associées à des sources radio, et les sources ISOGAL à haute latitude galactique. . . . .	156
4.3	Diagramme [15] sur [7]-[15] des sources ISOGAL associées à des sources fictives. . . . .	157

4.4	Distribution galactique des candidats jeunes objets stellaires sélectionnés dans le catalogue ISOGAL . . . . .	158
4.5	Densité des candidats jeunes objets stellaires extraits du catalogue ISOGAL	159
4.6	Densité de jeunes objets stellaires dans le bulbe interne . . . . .	160
4.7	Diagramme $\sigma_{15}$ / [7]-[15] de toutes les sources plus brillantes que [15] = 5 .	161
4.8	Carte des candidats YSO massifs dans l'ensemble du Disque Galactique . .	162
4.9	Image en couleurs du champ FC+01694+00081 . . . . .	163
4.10	Image à $7 \mu m$ du champ FC+01694+00081 . . . . .	164
4.11	Diagrammes magnitude couleur $K_s$ / $J-K_s$ et [15] / [7]-[15] (droite) du champ FC+01694+00081 . . . . .	165
4.12	Diagrammes magnitude couleur $M_V$ / $(B - V)_0$ et [7] <sub>0</sub> / $(K_s-[7])_0$ des sources BKP dans FC+01694+00081 . . . . .	166
4.13	Exemples typique et atypique de spectres visibles . . . . .	168
5.1	Distributions des magnitudes extraites dans ISOGAL et avec la nouvelle procédure . . . . .	172
K.1	Image CHANDRA (1-8 keV) autour du Centre Galactique . . . . .	324
K.2	Image composite ISOGAL+MSX autour du Centre Galactique . . . . .	325
K.3	Image IRAS 60+100 $\mu m$ du Bulbe Galactique interne . . . . .	326
K.4	Images SCUBA à 450 et 850 $\mu m$ du Bulbe Galactique interne . . . . .	327
K.5	Image Radio à $\lambda = 20,5$ cm autour du Centre Galactique . . . . .	328
K.6	Image Radio à $\lambda = 90$ cm autour du Centre Galactique . . . . .	329
K.7	Carte de $^{12}\text{CO}$ intégrée sur $V_{\text{LSR}} = \pm 250$ km/s autour du Centre Galactique	330



# Introduction

Les étoiles passent la majeure partie de leur vie sur la séquence principale. Pendant cette phase, ce sont des sphères de gaz, en particulier d'hydrogène, en situation d'équilibre assuré par les différentes interactions fondamentales. La gravitation a tendance à comprimer ces sphères gazeuses, qui devraient s'effondrer sous leur propre poids. Cependant, les propriétés thermodynamiques caractéristiques du gaz stellaire empêchent l'effondrement immédiat, et c'est grâce à l'évacuation de l'énergie par le rayonnement électromagnétique qu'il peut se poursuivre. Enfin, au cœur de l'étoile, le gaz atteint une température de plusieurs millions de degrés, ce qui permet de déclencher des réactions thermonucléaires, en particulier la fusion de l'hydrogène en hélium sur la séquence principale, puis d'autres réactions dans les phases ultérieures. Ces réactions génèrent une température élevée et donc une pression interne, qui résiste à l'effondrement et maintient l'équilibre sur de très longues durées.

Avec des températures de surface de quelques milliers de degrés K (jusqu'à quelques dizaines de milliers pour les étoiles les plus massives), le rayonnement émis tombe essentiellement dans la partie visible (ou infrarouge proche) du spectre électromagnétique, tant que le modèle simple d'une sphère de gaz reste valable. En revanche, pendant certaines phases de la vie d'une étoile, et en particulier lors de sa formation, ainsi que lors de l'évolution vers les phases de géantes après la séquence principale, ces sphères gazeuses se trouvent entourées d'enveloppes de gaz plus froid et de poussière. Or, cette poussière, dont la température n'est que de quelques centaines à environ 1000 K tout au plus, absorbe la lumière émise par l'étoile, et en réémet la majeure partie dans le domaine infrarouge.

Par conséquent, le domaine visible est bien adapté pour caractériser la phase principale de la vie des étoiles, mais leur formation ne peut être étudiée que dans le domaine infrarouge, également adapté à l'étude de la poussière lors des phases post-séquence principale, ou dans le submillimétrique. Les observations dans ces domaines nécessitent des développements instrumentaux spécifiques : d'une part, des types de détecteurs particuliers permettent d'atteindre une sensibilité satisfaisante pour ces photons moins énergétiques que dans le visible. D'autre part, le rayonnement infrarouge, et en particulier l'infrarouge moyen (autour de  $\lambda = 10 \mu m$ ), est dominé sur Terre par le rayonnement thermique de tous les corps placés à température ambiante, ainsi que par celui de l'atmosphère. Enfin, la vapeur d'eau et d'autres molécules absorbent le rayonnement dans

certains domaines de longueur d'onde, et seules quelques fenêtres relativement transparentes sont observables depuis le sol.

Avec l'avènement des satellites, et en particulier des télescopes spatiaux comme Hubble, ou ISO pour le domaine infrarouge, il est maintenant possible de s'affranchir des effets de l'atmosphère. Grâce à la qualité de l'instrumentation installée à bord d'ISO, de la grande sensibilité et de la bonne résolution spatiale de ses détecteurs, ainsi que de sa longévité, une très grande quantité d'observations dans un domaine largement inexploré de l'infrarouge a pu être réalisée ces dernières années. Nous nous intéresserons ici en particulier aux données du relevé ISOGAL, comprenant près de 500 images observées à 7 ou à 15  $\mu m$  dans diverses régions de notre galaxie, et dont le traitement permet la publication d'un catalogue de plus de 100 000 sources infrarouges ponctuelles.

Si la grande majorité de ces sources peut être interprétée comme correspondant à des étoiles de types géantes rouges de la première branche (RGB) et de la branche asymptotique (AGB), quelques milliers d'entre elles correspondent au contraire à des étoiles en train de se former, entourées par des cocons ou des disques de poussière plus ou moins épais. La bonne qualité astrométrique du catalogue ISOGAL, assurée par une association systématique avec les sources détectées dans l'infrarouge proche par le relevé DENIS, facilite l'identification des sources infrarouges avec des données obtenues à d'autres longueurs d'onde. La combinaison des données ISO avec l'infrarouge proche de DENIS ou 2MASS permet en outre d'estimer l'extinction interstellaire sur la ligne de visée, et de dérouter les magnitudes mesurées aux différentes longueurs d'onde, ce qui est essentiel pour caractériser les sources observées.

Enfin, la relativement faible incertitude photométrique (typiquement inférieure à 0,2 magnitude) permet de construire des distributions spectrales d'énergie assez fiables pour en déduire quelques propriétés caractéristiques des objets détectés. Pour les sources détectées à plusieurs longueurs d'onde, il est également possible de distinguer plusieurs catégories d'objets selon des critères de couleurs.

Avec une bonne couverture par les observations ISOGAL de la région la plus centrale de la Galaxie, dans un rayon de 1,5° autour du Centre Galactique, il est possible de contribuer à l'établissement du bilan de la formation stellaire récente dans cette région. En outre, grâce aux observations moins complètes, mais réparties sur un grand intervalle de longitudes dans le Disque Galactique, nous discuterons l'apport d'ISOGAL à la caractérisation de la formation stellaire dans l'ensemble de la Galaxie.

Après une introduction générale sur les spécificités de l'astronomie infrarouge, nous décrirons les caractéristiques des données du relevé ISOGAL, les procédures mises en œuvre pour construire le catalogue de sources ponctuelles et pour analyser leur qualité. Nous verrons également qu'une population de sources légèrement étendues, qu'on interprète comme associées à des régions de formation stellaire, peut être extraite de ce catalogue.

Dans un troisième chapitre, nous verrons comment l'exploitation de ces données permet de caractériser les populations stellaires et plus particulièrement d'analyser la forma-

tion stellaire actuelle et récente dans le Bulbe Galactique interne. Grâce aux nombreuses données disponibles à diverses longueurs d'onde pour les champs les plus proches du Centre Galactique, il est possible d'identifier une quantité appréciable de sources ISOGAL avec des objets connus, et d'en déduire des critères de classification pour les sources sans association connue. Nous nous intéresserons dans le quatrième chapitre au Disque Galactique, et tenterons de généraliser les critères de sélection des objets jeunes à l'ensemble des données ISOGAL. Nous étudierons plus en détail le champ particulier de la nébuleuse de l'Aigle M 16, une région de formation stellaire bien connue.

Dans une dernière partie, nous aborderons les perspectives ouvertes par le présent travail, aussi bien grâce aux futurs traitements prévus sur les données ISOGAL que grâce à la possibilité d'obtenir de très riches observations complémentaires, dans l'infrarouge ou dans d'autres domaines comme le submillimétrique.



# Chapitre 1

## L'astronomie infrarouge

### 1.1 Les différents domaines de l'infrarouge

Le terme infrarouge désigne une large bande du spectre électromagnétique, qui couvre les longueurs d'onde comprises entre  $0,8 \mu m$  et  $100-200 \mu m$ , c'est-à-dire entre le domaine visible et le domaine submillimétrique qui s'étale jusqu'au domaine millimétrique puis celui des fréquences radio. La région infrarouge du spectre est dominée par l'émission des objets astrophysiques relativement froids (de quelques dizaines à quelques milliers de degrés K), mais aussi par le rayonnement thermique de l'atmosphère et de tout ce qui se trouve sur Terre.

Des fenêtres atmosphériques plus ou moins transparentes existent à l'intérieur des différents sous-domaines de l'infrarouge : infrarouge proche, infrarouge moyen et infrarouge lointain. L'infrarouge proche est le premier domaine rencontré aux longueurs d'onde plus grandes que le visible, et s'étend de  $0,8 \mu m$  (limite entre le rouge et l'infrarouge) à  $5 \mu m$ . L'infrarouge moyen couvre les longueurs d'onde comprises entre  $5 \mu m$  et  $30 \mu m$ , et l'infrarouge lointain couvre l'espace situé entre l'infrarouge moyen et le submillimétrique, soit entre  $30 \mu m$  et  $100-200 \mu m$ . Ces limites ne sont pas parfaitement définies et varient d'un auteur à l'autre, mais nous utiliserons pour notre part ces définitions.

Si les techniques d'observation dans l'infrarouge proche se rapprochent de plus en plus de celles du visible, dans la plus grande partie du reste du domaine infrarouge elles sont loin d'être aussi efficaces que dans le visible ou dans le domaine des fréquences radio. En effet, les photons infrarouges sont nettement moins énergétiques que ceux du domaine visible, ce qui rend les détecteurs directement sensibles aux photons (photoconducteurs, bolomètres...) moins efficaces ; d'autre part, les fréquences des ondes électromagnétiques associées sont déjà bien trop élevées pour permettre l'utilisation commune de méthodes de détection hétérodyne, qui s'étendent maintenant de façon courante à tout le domaine submillimétrique.

### 1.1.1 L'infrarouge proche

L'atmosphère terrestre montre une courbe de transmission assez complexe dans cette gamme de longueurs d'onde, alternant des fenêtres de bonne transmission avec de courtes régions quasiment opaques, principalement à cause de la vapeur d'eau et d'autres gaz moléculaires tels  $\text{CO}_2$  et  $\text{N}_2\text{O}$  (voir Figure 1.1). Les principales caractéristiques des fenêtres observables depuis le sol sont résumées dans le tableau 1.1. Ces fenêtres ont été largement exploitées récemment au cours de plusieurs relevés systématiques (voir § 1.3.2) et restent un domaine privilégié pour caractériser des sources fortement éteintes par la poussière interstellaire, par exemple en observant leur spectre (voir paragraphe 3.5). En effet, l'extinction interstellaire varie fortement avec la longueur d'onde et est divisée par un facteur 10 environ entre le visible et la bande K à  $2 \mu\text{m}$  (la valeur précise du rapport entre l'extinction dans le visible et dans la bande K varie entre 0,08 et 0,12 selon les auteurs (Draine et Lee, 1984), (Rieke et Lebofsky, 1985), (Mathis, 1990) ; voir aussi la discussion dans le paragraphe 5.4 de Glass (1999)). On donne les coefficients  $A_\lambda/A_v$  dans l'infrarouge proche et moyen que nous avons utilisés dans cette étude dans la Table 1.3.

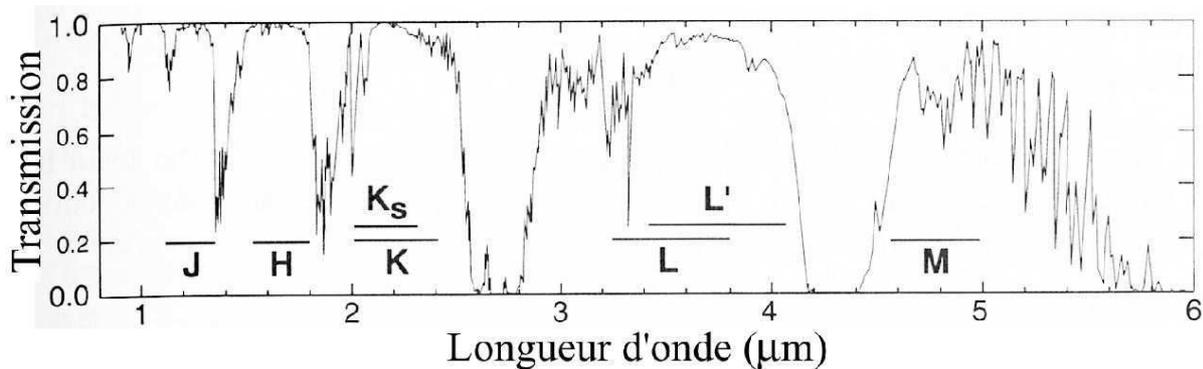


FIG. 1.1: Transmission atmosphérique dans l'infrarouge proche, pour une altitude de 4,2 km, un angle zénithal de  $30^\circ$  et une épaisseur équivalente de vapeur d'eau égale à 1 mm. Les traits horizontaux montrent les positions et largeurs des filtres usuels. D'après AQ (2000).

### 1.1.2 L'infrarouge moyen

Les observations depuis le sol dans le domaine infrarouge moyen sont particulièrement difficiles, non seulement à cause de l'opacité de l'atmosphère dans certaines bandes (voir Figure 1.2), mais aussi à cause de l'émission thermique. En effet, un corps noir dont la température est d'environ 300 K (autrement dit de quelques degrés au-dessus de  $0^\circ\text{C}$ ), émet selon une loi de Planck dont le maximum d'émission se situe à environ  $10 \mu\text{m}$ .

TAB. 1.1: Principales caractéristiques des filtres usuels dans l'infrarouge proche (d'après AQ (2000, Table 7.5) et Fouqué et al. (2000)) : noms des filtres, longueurs d'onde isophotales, largeurs à mi-hauteur, et points zéros (ou densités de flux de l'étoile Vega) exprimés en  $F_\lambda$  et en  $F_\nu$ .

Filtre	$\lambda_{iso}$ [ $\mu m$ ]	$\Delta\lambda$ [ $\mu m$ ]	$F_\lambda$ [ $W.m^{-2}.\mu m^{-1}$ ]	$F_\nu$ [Jy]
I	0,791		$1,20 \times 10^{-8}$	2499
J	1,215	0,26	$3,31 \times 10^{-9}$	1630
H	1,654	0,29	$1,15 \times 10^{-9}$	1050
$K_s$	2,157	0,32	$4,30 \times 10^{-10}$	667
K	2,179	0,41	$4,14 \times 10^{-10}$	655
L	3,547	0,57	$6,59 \times 10^{-11}$	276
L'	3,761	0,65	$5,26 \times 10^{-11}$	248
M	4,769	0,45	$2,11 \times 10^{-11}$	160

Or c'est typiquement la température des télescopes terrestres en général, ainsi que de l'air qui les entoure, qui est ainsi nettement plus brillant que les sources astronomiques à ces longueurs d'onde. Néanmoins, certains instruments équipés de systèmes cryogéniques particulièrement efficaces (citons notamment MANIAC, installé au télescope de 2,2 m de l'ESO, ainsi que TIMMI-2, au 3,60 m de l'ESO, tous deux à La Silla) permettent d'observer dans les fenêtres atmosphériques N et Q (voir Tableau 1.2).

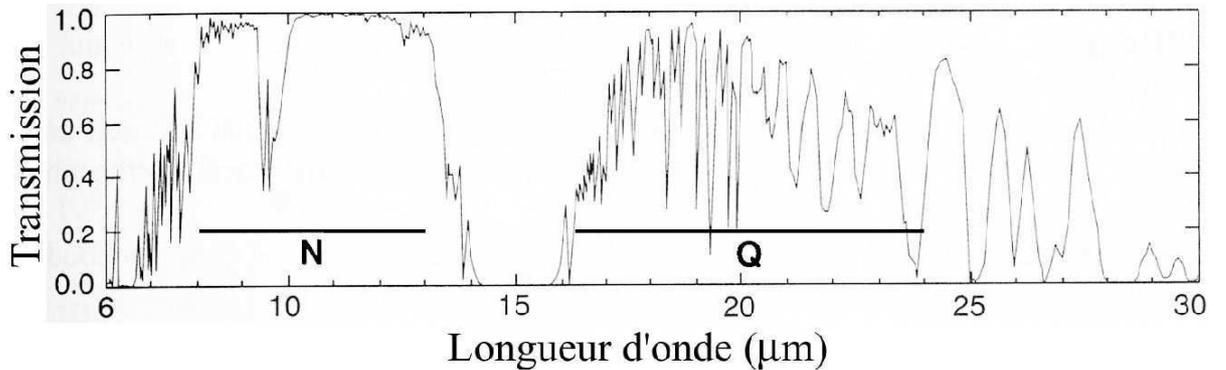


FIG. 1.2: Transmission atmosphérique dans l'infrarouge moyen, dans les mêmes conditions que pour la Figure 1.1 (AQ, 2000).

Les observations depuis l'espace ne souffrent évidemment pas des mêmes limitations. L'absorption atmosphérique est inexistante, et il est plus facile de refroidir un système placé en dehors de l'atmosphère (même si un système cryogénique reste généralement

TAB. 1.2: Principales caractéristiques des filtres usuels dans l'infrarouge moyen (d'après AQ (2000), Table 7.5).

Filtre	$\lambda_{iso}$ [ $\mu m$ ]	$\Delta\lambda$ [ $\mu m$ ]	$F_\lambda$ [ $W.m^{-2}.\mu m^{-1}$ ]	$F_\nu$ [Jy]
8.7	8,756	1,2	$1,96 \times 10^{-12}$	50,0
N	10,472	5,19	$9,63 \times 10^{-13}$	35,2
11.7	11,653	1,2	$6,31 \times 10^{-13}$	28,6
Q	20,130	7,8	$7,18 \times 10^{-14}$	9,70

indispensable), ou, du moins, de ralentir son réchauffement, à condition simplement de lui faire "tourner le dos" au Soleil, et de bien l'isoler thermiquement.

Après le satellite pionnier IRAS (voir paragraphe suivant), qui observa la quasi-totalité du ciel de 12 à 100  $\mu m$ , ce domaine a été largement exploré par le satellite européen ISO, qui occupera une place centrale dans le présent exposé. Ce satellite, qui a permis de couvrir un très large domaine spectral (entre 2,5 et 240  $\mu m$ ) était notamment équipé d'une caméra, ISOCAM, dont le domaine d'observation s'étendait de 2,5 à 17  $\mu m$ . Nous y reviendrons plus en détail dans le deuxième chapitre. Le satellite ISO a pris des données pendant deux ans et demi, et l'analyse de certaines de ces données fait l'objet de cette thèse.

Enfin, le satellite MSX occupe une place intermédiaire entre IRAS et ISO. Il a en effet observé l'intégralité du plan Galactique dans six bandes entre 4 et 26  $\mu m$ , avec une résolution spatiale bien meilleure que celle d'IRAS mais nettement moins bonne que celle d'ISO, gagnant toutefois un ordre de grandeur en sensibilité par rapport à IRAS dans la bande à 8  $\mu m$ .

Citons également quelques expériences antérieures à IRAS qui consistèrent à envoyer un petit télescope à bord d'une fusée pour observer des régions choisies du ciel. Le relevé AFGL (Price et Walker, 1976), par exemple, permit dès les années 1970 d'observer de grandes portions du ciel entre 3 et 24  $\mu m$ , et de découvrir de nouvelles classes d'objets, comme les sources protostellaires ou les nébuleuses protoplanétaires.

L'extinction interstellaire dans l'infrarouge moyen est encore largement méconnue. Elle est toutefois environ 4 ou 5 fois plus faible que dans la bande  $K$ , mais peut encore atteindre une magnitude d'extinction dans les régions les plus obscurcies du Centre Galactique. Les valeurs des coefficients  $A_\lambda$  à 7 et 15  $\mu m$  sont encore très incertaines (Rosenthal et al., 2000; Hennebelle et al., 2001; Jiang et al., 2003); celles que nous avons choisies pour l'analyse présentée dans cette thèse sont données dans la Table 1.3.

TAB. 1.3: Coefficients de l'extinction  $A_\lambda/A_v$  dans l'infrarouge proche et moyen utilisés pour la présente étude.

	DENIS			ISOGAL		MSX			
Bande	<i>I</i>	<i>J</i>	<i>K<sub>s</sub></i>	[7]	[15]	A	C	D	E
$\lambda$ [ $\mu m$ ]	0,791	1,228	2,145	7	15	8,3	12,1	14,7	21,3
$A_\lambda/A_v$	0,59	0,241	0,085	0,020	0,025	0,048	0,057	0,025	0,025

### 1.1.3 L'infrarouge lointain

L'atmosphère terrestre devient totalement opaque au-delà de  $\lambda = 30 \mu m$ , et ce n'est qu'à une altitude supérieure à 10 km (accessible en avion, ou, mieux encore, à l'aide de ballons stratosphériques ou de satellites) que la transmission devient suffisante pour effectuer des observations. De plus, l'émission thermique de tous les corps terrestres reste importante dans l'infrarouge lointain, et il est par conséquent difficile de distinguer les photons provenant des sources astronomiques de ceux du bruit thermique. Les photons de ces longueurs d'onde sont en outre moins énergétiques que ceux de l'infrarouge moyen, et la sensibilité des détecteurs reste aujourd'hui très limitée dans ce domaine.

Par conséquent, ce domaine ne fut réellement exploré que grâce à l'apparition de satellites équipés d'instrumentation particulièrement efficace, tel IRAS, qui observa quasiment l'intégralité du ciel, dans quatre bandes centrées à 12, 25, 60 et 100  $\mu m$ . Ces observations, bien que limitées en sensibilité et en résolution spatiale, restent aujourd'hui encore particulièrement précieuses de par leur complétude, puisque tout le ciel fut observé, et qu'au total plus de 250 000 sources "ponctuelles" (à l'échelle de la résolution d'IRAS, soit environ une minute d'arc!) furent détectées.

D'autres expériences plus récentes, comme ISOPHOT à bord du satellite ISO (voir § 1.3.6), ont permis d'observer plus en détail certaines sources à la frontière entre l'infrarouge lointain et le submillimétrique. Citons notamment l'expérience française PRONAOS (Lamarre et al., 1994), un télescope de 2 m de diamètre placé dans la nacelle d'un ballon stratosphérique, envoyé suffisamment haut dans l'atmosphère pour s'affranchir de la majeure partie des problèmes liés à la vapeur d'eau. Ce télescope a effectué plusieurs vols ces dernières années, et les données acquises ont permis de caractériser plus finement des régions comme la nébuleuse d'Orion ou la nébuleuse M17 (Dupac et al., 2002), ou certains cirrus galactiques (Bernard et al., 1999), et nuages moléculaires (Stepnik et al., 2003).

## 1.2 Les sources infrarouges

Les sources astronomiques que l'on détecte dans l'infrarouge sont d'abord des objets froids, ayant des températures caractéristiques comprises entre quelques dizaines et environ 1000 degrés K. Des objets plus chauds, tels les photosphères d'étoiles de types évolués, émettent néanmoins une large fraction de leur luminosité dans l'infrarouge proche. D'autre part, des sources situées dans l'univers lointain et qui émettent essentiellement dans le visible, telles les galaxies, voient leur énergie transférée dans l'infrarouge dès qu'elles subissent un décalage spectral suffisant. Nous les laisserons toutefois de côté dans cet exposé pour nous concentrer sur les sources Galactiques. Leur contribution au flux infrarouge détecté dans des régions centrées sur le plan Galactique reste en effet négligeable.

### 1.2.1 Étoiles détectées dans l'infrarouge proche

Les étoiles de type solaire (type spectral G2), avec une température effective de l'ordre de 6000 K, émettent l'essentiel de leur luminosité dans le domaine visible. Par contre, les étoiles de type plus avancé (types spectraux K ou M), ainsi que les naines brunes, ont des températures effectives plus basses, et voient par conséquent le pic de leur émission déplacé dans le proche infrarouge. Ainsi, l'accumulation d'observations dans l'infrarouge proche, comme celles effectuées par les relevés du ciel DENIS et 2MASS (mais aussi le relevé SDSS, Sloan Digital Sky Survey, dans le domaine visible), a permis ces dernières années de détecter, outre des dizaines de millions de géantes rouges, de plus en plus de naines brunes. On connaît ainsi aujourd'hui plus de 300 naines brunes dans la Galaxie (Kirkpatrick, 2003), et en particulier des probables jeunes naines brunes sont détectées dans des régions de formation stellaire (Vuong et al., 2001). Plusieurs jeunes naines brunes ont également été détectées très récemment dans l'infrarouge moyen, et cette émission provient probablement d'une sorte de disque (Pascucci et al., 2003).

Les étoiles de types spectraux plus précoces, et donc plus chaudes, peuvent également être détectées dans l'infrarouge pour peu qu'elles soient suffisamment lumineuses, par exemple si elles sont proches. C'est ainsi que Vega, de type A0V, émet principalement dans le visible et en particulier dans le bleu, mais sa densité de flux dans l'infrarouge détectable sur Terre reste très élevée (voir Figure 1.3) parce qu'elle n'est située qu'à 25 années-lumière. C'est d'ailleurs parce qu'elle est très brillante qu'on a pu choisir de prendre sa densité de flux comme zéro de référence pour les magnitudes, aussi bien dans le visible que dans l'infrarouge<sup>1</sup>.

En dehors de la séquence principale, les étoiles peuvent également être détectées dans l'infrarouge lorsqu'elles sont entourées de poussières, ce qui est le cas d'une part lors de leur

---

<sup>1</sup>En particulier dans l'infrarouge proche. Il existe plusieurs conventions légèrement différentes dans l'infrarouge moyen, car Vega montre en fait un excès infrarouge dû à la présence d'un disque de poussières révélé par IRAS.

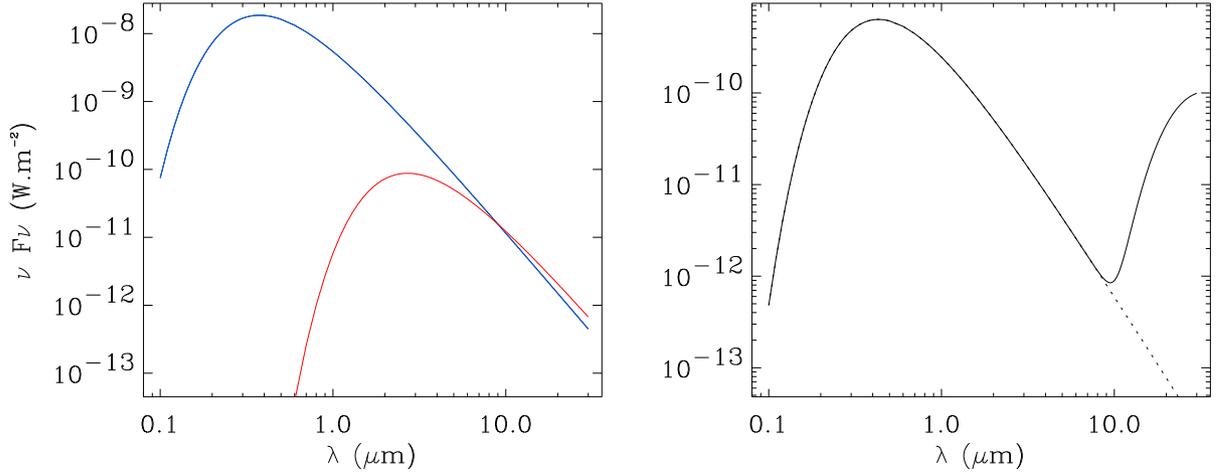


FIG. 1.3: *Gauche* : Comparaison entre le spectre d'une naine brune (corps noir à 1360 K,  $R = 0,088 R_\odot$ , trait rouge) située à 0,08 pc, et celui de Vega (type spectral A0V,  $T_{eff} = 9790$  K,  $R = 2,4 R_\odot$ , trait bleu) située à 7,76 pc. *Droite* : Exemple d'excès infrarouge correspondant au système  $\beta$ -Pic. Une étoile de type A5V ( $T_{eff} = 8500$  K,  $R = 1,46 R_\odot$ ) située à une distance de 19,28 pc, est entourée par de la poussière à 85 K dont la loi d'émission est celle d'un corps noir modifié par un paramètre d'émissivité proportionnel à  $\lambda^{-1}$ . D'après Heinrichsen et al. (1999).

formation, et d'autre part lors des derniers stades de leur évolution. On parle alors d'excès infrarouge, car le spectre de la source est celui d'une photosphère relativement chaude auquel s'ajoute le spectre de la poussière, nettement plus froide (voir la représentation schématique Figure 1.3).

### 1.2.2 Étoiles géantes avec perte de masse

Les étoiles de faible masse et de masse intermédiaire ( $M < 7 M_\odot$ ) ont une évolution post-séquence principale assez complexe. Lorsqu'elles ont épuisé l'hydrogène disponible dans leur cœur, la combustion de l'hydrogène en hélium s'arrête, et le cœur d'hélium commence alors à s'effondrer puisque la pression interne n'est plus suffisante pour maintenir l'équilibre. L'énergie gravitationnelle libérée chauffe alors les couches extérieures au cœur, essentiellement composées d'hydrogène, et lorsque la température y devient suffisante, de nouvelles réactions thermonucléaires se produisent et dégagent encore davantage d'énergie. Pour évacuer celle-ci, l'étoile se met alors à gonfler, en gardant une luminosité à peu près constante dans un premier temps, ce qui a pour effet de diminuer sa température

effective : l'étoile devient plus rouge ; puis, lorsque la température atteint 3000 ou 4000 K selon la masse de l'étoile, d'importants mouvements de convection entrent en jeu, ce qui lui permet de continuer à gonfler tout en restant à la même température, et sa luminosité augmente énormément : elle devient une géante (voir par exemple Prantzos et Montmerle (1998, Chapitre IV)). Cette évolution se retrouve parfaitement sur le diagramme de Hertzsprung- Russel (Figure 1.4), sur lequel on reporte la luminosité (ou la magnitude absolue) en fonction de la température effective (voir aussi § 2.4.1). La phase que l'on vient de décrire correspond à la première branche des géantes rouges, que l'on notera RGB.

Pendant ce temps, le cœur d'hélium continue de se contracter et de s'échauffer, jusqu'à une température suffisante pour que l'hélium se mette à brûler. Pour les étoiles de petite masse ( $< 2 M_{\odot}$ ), cette combustion démarre de façon explosive : on parle du flash de l'hélium, qui se produit au sommet de la branche des géantes. La luminosité diminue ensuite fortement, et les étoiles de métallicité solaire redescendent vers la base de la branche des géantes rouges dans le diagramme HR pendant cette phase de combustion de l'hélium. Les étoiles de faible métallicité se déplacent sur la branche horizontale (la température augmente alors que la luminosité reste constante) pendant cette phase.

Lorsque le cœur d'hélium a été intégralement transformé en carbone et oxygène, les réactions nucléaires s'arrêtent et un nouvel effondrement se produit. De nouveau, l'énergie gravitationnelle libérée chauffe les couches situées autour du cœur, dans lesquelles l'hydrogène ou l'hélium restant se mettent à brûler alternativement, la combustion de l'hélium provoquant des pics de luminosité qu'on appelle "pulses thermiques", tandis que l'enveloppe convective se remet à gonfler et que la luminosité augmente une fois de plus : c'est la branche asymptotique des géantes, que l'on notera AGB (pour une description détaillée, voir la revue par Habing (1996)). Ce type d'étoile possède finalement une structure en couches, dont une représentation schématique est donnée Figure 1.5.

Le phénomène de combustion en couches libère de l'énergie qui doit traverser toutes les couches externes pour être évacuée. De plus, les couches internes sont perpétuellement réalimentées par les produits synthétisés dans les couches supérieures. Ceci provoque des instabilités dans la structure de l'étoile, qui se manifestent par des pulses thermiques répétés, avec une période de quelques milliers d'années. Au cours de ces pulses, de la matière provenant du cœur de l'étoile est soulevée et mélangée aux couches externes, amenant des matériaux plus lourds à la surface ("dredge-up"). Du carbone peut ainsi être transporté à la surface de l'étoile en quantité suffisante pour excéder l'abondance de l'oxygène : on parle alors d'étoile carbonée.

Pendant cette phase AGB, l'étoile subit également une perte de masse. C'est alors une étoile variable à longue période, soumise à des pulsations avec des périodes de l'ordre d'un an. Au cours de ces pulsations, lorsque l'étoile se rétracte, de la matière peut rester plus ou moins en suspension à quelques rayons stellaires. Lorsque la température diminue en dessous de  $\sim 1000$  K, le gaz peut se condenser et former des grains de poussières. Ceux-ci

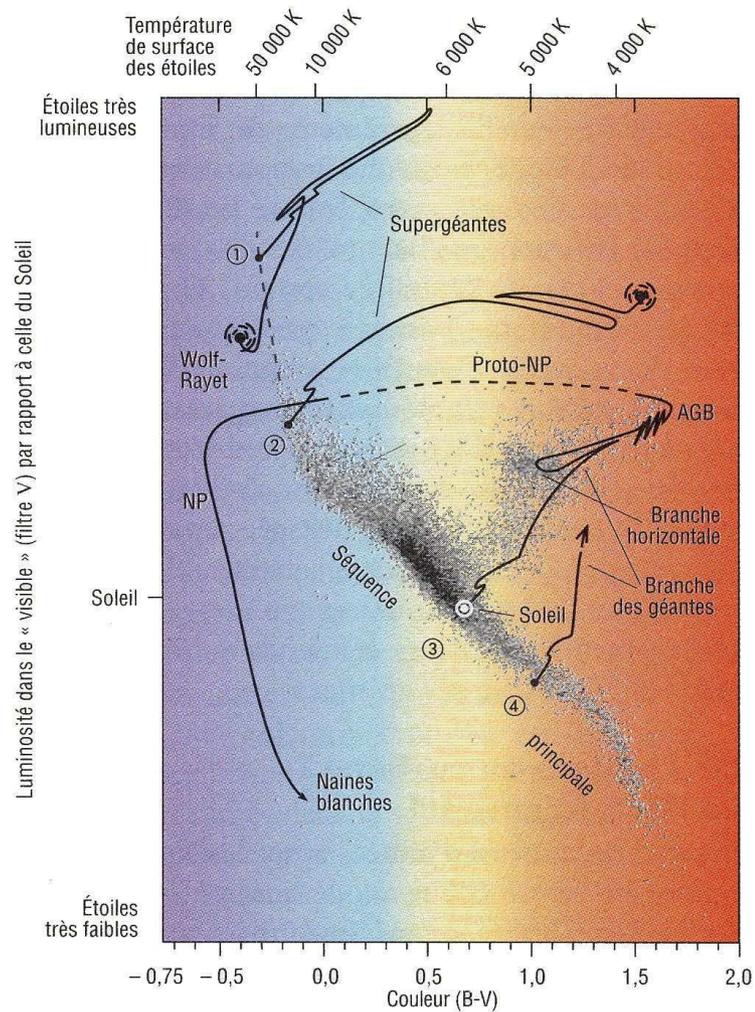


FIG. 1.4: Diagramme de Hertzsprung-Russell. L'échelle verticale indique la luminosité, ou, de façon équivalente, la magnitude absolue dans le visible. L'échelle horizontale correspond au type spectral, équivalent à la température effective (échelle du haut), directement reliée à l'indice de couleur  $B-V$  (échelle du bas). Les points gris montrent la position des étoiles dont la distance a été mesurée par Hipparcos, et les tracés d'évolution pour des étoiles de  $85 M_{\odot}$  (1),  $15 M_{\odot}$  (2),  $1 M_{\odot}$  (3) et  $0,7 M_{\odot}$  (4) sont indiqués en noir. NP signifie Nébuleuse Planétaire. Tiré de Acker et Lançon (1998). © Flammarion.

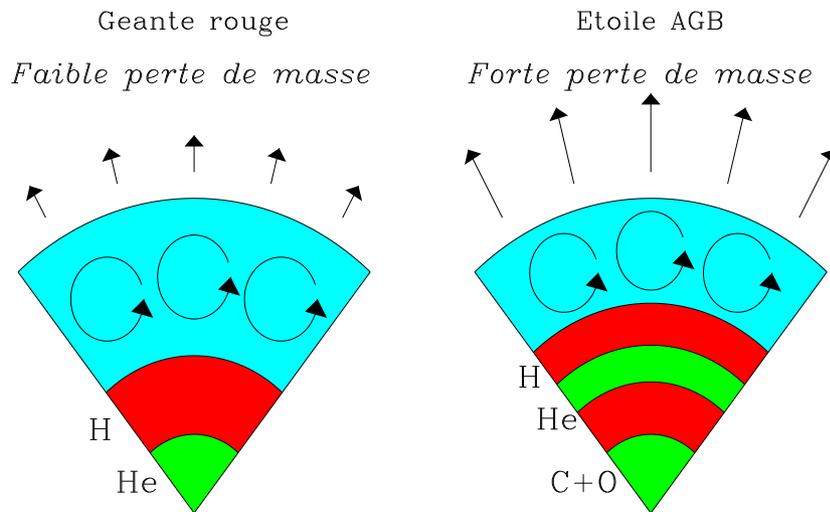


FIG. 1.5: Schémas de la structure interne d'une géante rouge (gauche) et d'une étoile AGB (droite). Les zones en rouge indiquent que des réactions de fusion nucléaire ont lieu en couche, alors que les zones vertes et bleues correspondent à de la matière inerte. Ces schémas ne sont pas à l'échelle, la zone de convection (indiquée en bleu et avec des flèches circulaires) occupant en réalité la majeure partie de l'étoile.

sont poussés par la pression de radiation provenant de l'étoile, et du gaz est également entraîné par les chocs avec la poussière. Finalement, cette matière peut s'échapper dans le milieu interstellaire, comme le suggère le calcul simple suivant. Lorsque l'enveloppe de l'étoile atteint une dimension très élevée, par exemple  $270 R_{\odot}$  pour une étoile de masse  $1 M_{\odot}$  au sommet de la branche des géantes, et une température  $T_{eff} = 2500$  K (Habing, 1996), la vitesse de libération à sa surface devient relativement faible, conformément à l'équation :

$$v_{lib} = \sqrt{\frac{2GM}{R}} \quad (1.1)$$

soit, avec les valeurs données ci-dessus :

$$v_{lib} = 3,8 \times 10^4 \text{ m.s}^{-1}$$

On peut également estimer la vitesse moyenne d'agitation thermique des particules de gaz, en exprimant l'énergie cinétique de deux façons :

$$E_c = \frac{3}{2}kT \frac{M}{m} = \frac{1}{2}M \langle v_{th} \rangle^2 \quad (1.2)$$

$$\text{d'où : } \langle v_{th} \rangle = \sqrt{\frac{3kT}{m}} \quad (1.3)$$

où  $m$  est la masse des particules considérées. Pour des atomes d'hydrogène, à une température de 2500 K, on obtient

$$\langle v_{th} \rangle = 8,0 \times 10^3 \text{ m.s}^{-1}$$

On constate donc que la vitesse de libération reste supérieure à la vitesse moyenne d'agitation thermique, mais ces deux quantités sont du même ordre de grandeur, et comme il s'agit d'une vitesse *moyenne*, on comprend bien qu'il peut exister des particules plus rapides qui vont échapper à l'attraction gravitationnelle, et s'éloigner sous forme d'un vent stellaire. Grâce à la pression de radiation mentionnée précédemment, la matière est accélérée et peut effectivement s'échapper. Si la perte de masse reste faible dans les étoiles RGB, ces vents peuvent devenir extrêmement forts dans le cas des étoiles AGB, et le taux de perte de masse peut dépasser  $10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$ .

La matière perdue par l'étoile est donc constituée de gaz, en partie sous forme moléculaire, et de grains de poussière. Cette poussière absorbe la majeure partie de la lumière émise par l'étoile, et la réémet essentiellement dans le domaine infrarouge. L'infrarouge moyen est un domaine privilégié pour étudier les caractéristiques de la poussière et des petites particules associées au gaz circumstellaire, parce que leur émission thermique se situe majoritairement dans ce domaine en raison de leur température relativement basse, mais aussi parce que plusieurs bandes liées à leur composition se trouvent autour de  $10 \mu\text{m}$ . La poussière constituée de silicates, par exemple, émet une bande plus ou moins intense et plus ou moins large à  $10 \mu\text{m}$ . Dans le cas des très petits grains, auxquels sont associés les PAHs, et qui ne sont pas forcément en équilibre thermodynamique, d'autres bandes caractéristiques entre 6 et  $13 \mu\text{m}$  sont responsables d'une partie de l'émission dans l'infrarouge moyen.

L'enveloppe qui s'est formée autour de l'étoile s'étend de plus en plus sous la pression du vent stellaire, et peut finalement se détacher complètement de l'étoile lors des phases post-AGB qui conduisent à la formation d'une nébuleuse planétaire. Une fois cette enveloppe détachée, ses fragments se fondent dans le milieu interstellaire et peuvent ensuite être incorporés dans un nuage moléculaire et dans de nouveaux épisodes de formation stellaire. Ce cycle de la matière interstellaire est représenté schématiquement sur la Figure 1.6.

Enfin, pendant une partie de ces phases d'évolution post-séquence principale, certaines étoiles deviennent variables, avec des amplitudes plus ou moins importantes. Sur la branche horizontale des géantes notamment, les étoiles de petite masse ( $< 2 M_{\odot}$ ) et de faible métallicité peuvent passer par le stade de RR Lyrae, variables avec une période typique d'une demi journée. Les étoiles plus massives ( $\sim 3$  à  $15 M_{\odot}$ ) peuvent également passer par une phase où elles subissent d'intenses pulsations, et on les désigne sous le nom

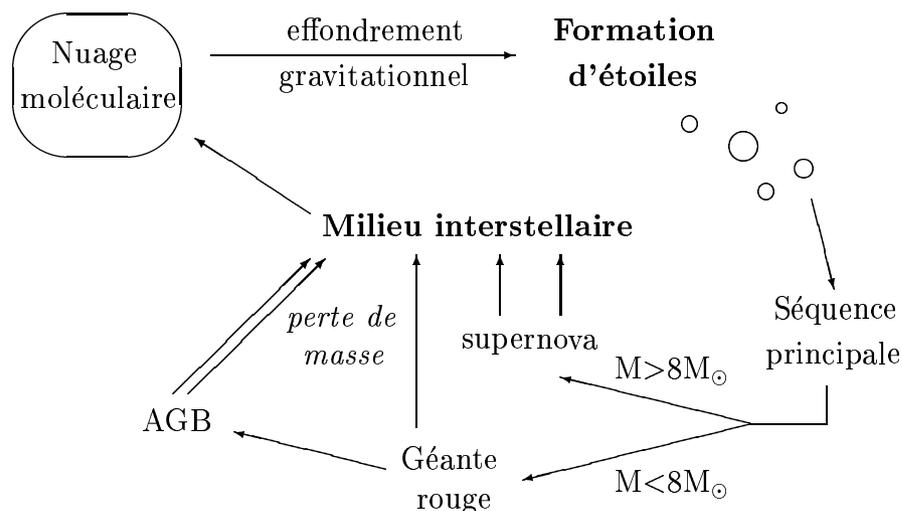


FIG. 1.6: Schéma du cycle de la matière interstellaire.

de Céphéides. Elles ont alors une luminosité directement liée à leur période de variabilité, comprise entre 1 et 50 jours. Ces deux types d'étoiles sont toutefois quasiment dénuées de poussières, et comme leur température effective reste assez élevée, elles ne sont pas particulièrement lumineuses dans l'infrarouge.

D'autres phénomènes engendrant des pulsations apparaissent sur la branche asymptotique des géantes. Selon l'amplitude et la courbe temporelle de la variabilité observée, on parle de variables semi-régulières, ou de variables à longue période. Les périodes typiques de ces dernières atteignent plusieurs centaines de jours. Celles qui présentent les plus grandes amplitudes de variation (jusqu'à 10 magnitudes dans le visible) sont appelées Miras, tandis que celles qui sont entourées de très épaisses couches de poussière, et sont par conséquent brillantes dans l'infrarouge moyen, sont appelées étoiles OH/IR dans le cas le plus fréquent où elles présentent une émission maser OH à 1612 MHz. Ce processus d'émission maser peut également exister dans des cas moins extrêmes, où il est moins puissant et moins couramment détecté (éventuellement sur les raies à 1665 et 1667 MHz).

### 1.2.3 Jeunes objets stellaires

#### Le processus de formation des étoiles

Il ne fait maintenant plus aucun doute que les étoiles se forment essentiellement au sein des nuages moléculaires (Shu et al., 1987, par exemple), vastes étendues de matière

interstellaire gravitationnellement liée, dont la taille et la masse varient sur plusieurs ordres de grandeur. Leur densité est typiquement comprise entre 10 et  $10^3$  molécules par  $\text{cm}^3$ , soit un à trois ordres de grandeur au-dessus de la densité moyenne du milieu interstellaire, alors que leur température est de l'ordre de 10 K, ce qui permet l'existence de molécules telles que  $\text{H}_2$  et CO, ainsi que de grains de poussière.

Ces nuages ne sont pas homogènes, et possèdent des morphologies très structurées sur une large gamme d'échelles. Comme l'ont récemment discuté Williams et al. (2000), on peut distinguer quatre sous-classes de nuages moléculaires selon leur échelle caractéristique, et cette hiérarchie permet de comprendre les premières phases de la naissance des étoiles, dominées par le processus d'effondrement gravitationnel.

La plus grande structure existante est appelée complexe moléculaire géant ; la taille d'un tel complexe est de quelques dizaines de parsecs, et la masse qu'il contient est comprise entre  $10^4$  et plusieurs millions de masses solaires. De tels complexes peuvent regrouper plusieurs nuages "normaux", dont la taille est comprise entre 1 et 30 pc, et la masse entre 25 et  $10^4 M_\odot$ . À l'intérieur de ces nuages, on trouve des régions beaucoup plus denses, sortes de "grumeaux" ("clumps" en anglais), avec des tailles comprises entre 0,4 et quelques parsecs, et des masses typiques de quelques dizaines de  $M_\odot$ . Une telle structure, gravitationnellement liée, atteint déjà une densité suffisante pour que des effondrements gravitationnels se produisent en plusieurs endroits, donnant ainsi naissance à des amas d'étoiles. Finalement, on trouve à l'intérieur de ces "grumeaux" des cœurs denses, d'une taille de quelques 0,1 pc et contenant une masse jusqu'à quelques  $M_\odot$ . Les étoiles isolées et les systèmes binaires ou multiples naissent dans ce type de cœur dense.

La plupart des étoiles naissent ainsi en groupes ou amas, suite à la fragmentation d'une partie d'un nuage moléculaire. La taille et la densité des amas de jeunes étoiles varient toutefois sur plusieurs ordres de grandeur, et de nombreux indices montrent que les processus de formation stellaire diffèrent notablement selon la masse des étoiles formées. En particulier, les étoiles de faible masse (de l'ordre de  $1 M_\odot$ ) peuvent se former de façon quasiment isolée ou dans des amas peu denses et comprenant un petit nombre d'étoiles, alors que les étoiles massives ne se trouvent qu'au sein des amas les plus denses (voir par exemple Shu et al. (1987), Testi et al. (1999b)).

### Les objets stellaires jeunes de faible masse

On emploie généralement le terme d'objet stellaire jeune (ou YSO pour Young Stellar Object) pour désigner les phases proto-stellaire et pré-séquence principale, pendant lesquelles une étoile en formation est enfouie dans une enveloppe ou un épais disque de poussières. La poussière circumstellaire absorbe la lumière émise par l'étoile, et la réémet dans l'infrarouge. Tant que cette matière circumstellaire est optiquement épaisse dans le domaine visible, ces objets ne peuvent être observés qu'en infrarouge. Lorsque la pho-

tosphère de l'étoile peut être observée, la poussière se manifeste encore par un excès infrarouge (voir Figure 1.3).

Si l'on regarde à l'échelle d'une étoile isolée, la première phase de sa formation est l'effondrement gravitationnel d'une région dense de gaz moléculaire (qui contient également des grains de poussière). Pour les étoiles de faible masse ( $\leq 1 M_{\odot}$ ), cette phase pré-stellaire dure environ un million d'années. Ensuite, pendant la phase proto-stellaire, qui dure environ  $10^5$  ans, de la matière est accrétée par la protoétoile depuis une enveloppe dans laquelle elle est enfouie. Finalement, la phase pré-séquence principale, qui dure environ  $10^7$  ans, correspond au stade où l'étoile devient visible dans le domaine optique mais continue à accréter de la matière depuis un disque. Ce type d'étoile est appelé T Tauri, d'abord dite "classique" tant que des raies fortes apparaissent dans son spectre, trahissant la présence d'un disque, puis T Tauri "faibles" lorsque celles-ci disparaissent.

Cette séquence d'évolution est parfaitement illustrée observationnellement par un décalage du maximum d'émission du domaine submillimétrique pour la phase pré-stellaire vers le domaine visible, ce qui a permis à Lada (1987) - voir aussi André et al. (2000) - d'établir en 1987 une classification couramment utilisée depuis. En effet, au début de la phase proto-stellaire, la température typique du gaz est de 20 à 30 K (on parle d'objets de classe 0) puis augmente jusqu'à environ 300 K : l'objet de classe I est alors observable dans le domaine infrarouge. Puis, au début de la phase pré-séquence principale, un objet de classe II (T Tauri classique) est observé avec une température effective d'environ 1000 à 3000 K. L'interprétation physique invoque la présence d'un disque épais. Des observations, notamment dans le domaine radio, révèlent assez souvent l'existence de flots bipolaires orientés perpendiculairement au disque. On pense que c'est par ces jets que le système protostellaire évacue une grande fraction du moment cinétique initialement contenu dans la condensation de gaz en rotation. Plus tard, la photosphère devient visible (classe III, T Tauri faibles), ce qui signifie qu'il n'y a plus de disque ou qu'il est devenu optiquement mince. La température effective devient alors supérieure à 3000 K.

La définition originale des différentes classes se réfère à l'indice spectral dans le domaine infrarouge :

$$\alpha = \frac{d \log(\lambda F_{\lambda})}{d \log \lambda} \quad (1.4)$$

avec  $\lambda$  compris entre 2 et  $10 \mu m$ . Les objets sont alors classés ainsi (Lada, 1987) :

- Classe I pour  $0 \leq \alpha < 3$
- Classe II pour  $-2 \leq \alpha < 0$
- Classe III pour  $-3 \leq \alpha < -2$

La classe 0 a été définie plus tard pour distinguer les objets ayant un rapport  $L_{submm} / L_{bol}$  élevé (André et al., 1993; André et al., 2000). De plus, sur la base d'observations dans le continu millimétrique, la frontière entre Classe II et Classe III a été ultérieurement décalée de -2 à -1,5 (André et Montmerle, 1994).

Cette description des premières phases de la vie d'une étoile permet de comprendre le rôle essentiel de la gravitation. Elle est néanmoins simpliste, car elle ne prend pas en compte, notamment, les effets des forces magnétiques, qui jouent pourtant un rôle important, d'une part pour freiner la contraction gravitationnelle, et d'autre part dans les échanges de matière entre l'objet stellaire central et le matériel circumstellaire. Ces interactions se manifestent notamment dans le domaine X (voir par exemple Feigelson et Montmerle (1999)). Enfin, bien que les mécanismes qui entrent en jeu soient encore mal compris aujourd'hui, le champ magnétique a probablement un rôle important dans la formation des jets bipolaires couramment observés autour des objets jeunes.

### Formation des étoiles massives

Le fait qu'on n'observe des étoiles massives qu'au cœur des amas les plus denses n'est certainement pas qu'un effet statistique. Une première cause probable provient de l'échelle de temps d'évolution de ces étoiles : comme leur durée de vie sur la séquence principale n'est que de quelques dizaines de millions d'années, elles n'ont pas le temps de s'éloigner de leur lieu de naissance lorsqu'on les observe. Bien qu'il soit difficile d'éviter strictement tout effet de sélection, des études ont montré qu'il existe une corrélation entre la richesse (ou la densité en nombre d'étoiles par unité de volume) des amas d'étoiles jeunes et la masse maximale de leurs membres (Hillenbrand, 1995; Testi et al., 1999b). Ainsi, les étoiles les plus massives ne se trouvent que dans les amas les plus denses, et préférentiellement au centre de ces amas, là où le puits de potentiel est le plus profond et où elles se trouvent entraînées après relaxation dynamique. Pourtant, l'échelle de temps caractéristique de cette relaxation est supérieure à l'âge des étoiles observées dans certains amas, et il se pourrait que cette ségrégation en masse montre que les étoiles les plus massives se forment directement dans la partie centrale la plus dense des amas (Hillenbrand et Hartmann, 1998; Stahler et al., 2000).

Les premières phases de la formation d'une étoile massive sont probablement similaires à celles régissant la formation d'une étoile T Tauri. Une condensation de gaz et de poussières s'effondre sous son propre poids, puis accrete la matière environnante de façon isotrope, avec un taux pouvant dépasser  $10^{-4} M_{\odot}/\text{an}$ . La luminosité typique de ces sources est de l'ordre de  $10^4 L_{\odot}$  et leur température effective est de l'ordre de 40 K. Ensuite, une concentration centrale se forme : on parle d'un cœur chaud ("hot core"). On peut détecter ce type d'objets dans le domaine millimétrique, grâce aux raies des nombreuses espèces présentes, et certaines molécules comme CS,  $N_2H^+$  et bien d'autres, sont bien adaptées pour tracer ces régions très denses. En outre, on observe souvent des émissions maser de  $H_2O$ , mais aussi de  $CH_3OH$  et SiO notamment. Pendant cette phase, la proto-étoile continue d'accréter de la matière depuis un disque, tandis que des flots bipolaires apparaissent.

Ensuite, les étoiles jeunes massives, d'un type spectral antérieur à B3, émettent un flux important de photons ionisants, suffisamment énergétiques pour ioniser les atomes d'hydrogène environnant. Ainsi, elles donnent naissance à des régions HII, d'abord ultra-compactes puis simplement compactes lorsqu'elles s'étendent. L'hydrogène ionisé qu'elles contiennent peut être détecté dans le continu radio centimétrique (Becker et al., 1994), ainsi que grâce à des raies de recombinaison, également dans le domaine radio. De même, les raies correspondant à des transitions entre les premiers niveaux excités de l'atome d'hydrogène (notamment la raie Br  $\gamma$  dans le proche infrarouge) sont couramment détectées dans ces régions ionisées. Au cours de l'évolution, le cœur chaud disparaît progressivement, car il est évaporé par le rayonnement énergétique provenant des étoiles chaudes, et le phénomène d'accrétion est finalement stoppé. Ces étoiles massives ont des luminosités qui peuvent atteindre  $10^6 L_{\odot}$ , comme l'indique la Table 1.4, et peuvent donc être détectées à de grandes distances lorsque l'extinction sur la ligne de visée est assez faible.

TAB. 1.4: Paramètres physiques des étoiles de types O et B précoce : température effective (sur l'ensemble de la séquence principale), et luminosité, au moment où elles atteignent la séquence principale (ZAMS), et plus tard sur la séquence principale (SP). D'après Panagia (1973).

Type	O4	O5	O6	O7	O8	O9
$T_{eff}$	50 000	47 000	42 000	38 500	36 500	34 500
$\log (L/L_{\odot})$ (ZAMS)	6,11	5,83	5,40	5,00	4,81	4,66
$\log (L/L_{\odot})$ (SP)	6,11	5,92	5,56	5,24	5,05	4,90
Type	B0	B0.5	B1	B2	B3	
$T_{eff}$	30 900	26 200	22 600	20 500	17 900	
$\log (L/L_{\odot})$ (ZAMS)	4,40	4,04	3,72	3,46	3,02	
$\log (L/L_{\odot})$ (SP)	4,68	4,31	3,95	3,70	3,24	

Les étoiles de masse intermédiaire (entre 2 et 8  $M_{\odot}$ ) ne sont pas assez chaudes pour former des régions HII, mais on les trouve plutôt dans des amas assez riches qu'isolément. Avant qu'elles n'atteignent la séquence principale, c'est-à-dire lorsqu'elles sont encore entourées de poussière que l'on détecte dans l'infrarouge, on les appelle objets de Herbig dans le cas le plus fréquent où elles présentent des raies d'émission (voir Waters et Waelkens (1998) pour une revue récente).

Enfin, tous les modèles de formation stellaire fondés sur un phénomène d'accrétion semblent insuffisants pour expliquer la formation des étoiles les plus massives (Bonnell et al., 1998, et références citées). En effet, lorsque le cœur protostellaire atteint une masse de l'ordre de 10  $M_{\odot}$ , la luminosité qu'il émet devient suffisante pour que la pression de radiation repousse la matière provenant de l'enveloppe circumstellaire, et l'accrétion devrait donc s'arrêter. Plusieurs approches théoriques permettent de dépasser cette limite,

notamment si l'on modifie les propriétés des grains de poussière par rapport à celles des grains interstellaires (Wolfire et Cassinelli, 1987). Une autre explication possible fait intervenir des interactions dynamiques entre les membres d'un amas : des collisions entre plusieurs objets de masse intermédiaire au sein d'un amas dense permettraient de former des objets plus massifs par coagulation (Bonnell et al., 1998; Stahler et al., 2000).

Un point particulièrement intéressant concernant la formation stellaire en général réside dans le fait que la distribution spectrale d'énergie est très similaire pour tous les objets stellaires jeunes, qu'ils aient une masse d'une fraction de masse solaire (et une luminosité de l'ordre de  $1 L_{\odot}$ ) ou de plusieurs dizaines de  $M_{\odot}$  (avec une luminosité supérieure à  $10^3 L_{\odot}$ ). En effet, les processus physiques responsables de l'émission observée sont identiques, et finalement, la distribution d'énergie ne dépend que de l'opacité de l'enveloppe circumstellaire, donc de l'état d'évolution de l'objet (voir par exemple l'introduction de Felli et al. (2002), Annexe J).

## 1.3 Les données infrarouges existantes

### 1.3.1 Les moyens d'observation au sol

Comme on l'a vu au paragraphe 1.1, les observations dans le domaine infrarouge depuis le sol sont grandement limitées par la transmission atmosphérique, ainsi que par l'émission thermique. Il est toutefois possible d'observer dans un certain nombre de fenêtres spectrales, et la plupart des observatoires disposent d'instruments dédiés au domaine infrarouge.

#### Infrarouge proche

De nombreux instruments permettant d'observer dans l'infrarouge proche sont disponibles ou en cours de développement dans un grand nombre d'observatoires. Ainsi, le télescope UKIRT (United Kingdom Infrared Telescope) est entièrement consacré au domaine infrarouge, et propose un certain nombre d'instruments, parmi lesquels le spectromètre CGS4, qui fonctionne dans le domaine  $1-5 \mu m$ , et la caméra UFTI (accompagnée d'un Fabry-Pérot) qui couvre le domaine  $1-2,5 \mu m$ . Les observatoires de l'ESO offrent également plusieurs instruments pour observer dans l'infrarouge proche, dont ISAAC (Infrared Spectrometer and Array Camera) qui est en service au VLT depuis 1998, et SOFI (Son OF Isaac), installé au NTT à La Silla (voir aussi paragraphe 3.5). Ces deux instruments permettent à la fois des observations d'imagerie et de spectroscopie ; ISAAC couvre le domaine  $1-5 \mu m$ , alors que SOFI ne couvre que le domaine  $1-2,5 \mu m$ . Plus récemment, le système spectro-imageur CONICA a vu sa première lumière dans l'infrarouge. Il propose plusieurs modes d'observation entre 1 et  $5 \mu m$ , notamment un mode d'imagerie à haute résolution, grâce au système d'optique adaptative NAOS.

De futurs instruments sont à un stade plus ou moins avancé de développement. Ils permettront d'accroître la sensibilité en utilisant des détecteurs de meilleure qualité, ou d'observer des spectres à très haute résolution (par exemple, le spectromètre échelle infrarouge CRIRES, qui doit entrer en service au VLT vers 2004, offrira un pouvoir de résolution supérieur à 100 000). Un gain important en résolution spatiale sera apporté par la mise en service d'interféromètres tels le VLTI, avec par exemple l'instrument AMBER, prévu pour couvrir le domaine 1–2,5  $\mu\text{m}$  à partir de 2004.

### Infrarouge moyen

Plusieurs instruments<sup>2</sup> utilisant des matrices de détecteurs similaires aux caméras CCD utilisées dans le domaine visible, mais constitués d'autres matériaux, fonctionnent aujourd'hui et permettent d'effectuer des observations dans l'infrarouge moyen. La plupart des instruments disponibles proposent à la fois des modes imagerie et spectroscopie. C'est le cas de TIMMI-2, installé au télescope de 3,6 m de l'ESO, à La Silla ainsi que de COMICS (Cooled Mid Infrared Camera and Spectrograph) qui fonctionne au télescope Subaru. Citons aussi MIRAC3, qui fonctionne à l'IRTF (voir par exemple Kraemer et al. (2001) pour une étude détaillée de régions de formation d'étoiles massives avec cet instrument).

D'autres instruments sont en cours de développement et devraient être mis en service très prochainement, tel VISIR (VLT Mid Infrared Spectrometer/Imager) qui doit être installé au VLT, ou encore T-RECS (Thermal-Region Camera Spectrograph) prévu pour le télescope Gemini Sud, et enfin MIDI (Mid-Infrared Interferometric Instrument), qui doit pouvoir exploiter les capacités d'interférométrie du VLTI dès 2003, pour réaliser des images à très haute résolution dans la bande N (8–13  $\mu\text{m}$ ) dans un premier temps, et dans la bande Q (17–26  $\mu\text{m}$ ) ultérieurement.

Enfin, l'instrument MANIAC (Mid- And Near-Infrared Array Camera) doit proposer à terme, outre un mode spectroscopie en infrarouge moyen, un mode permettant d'acquérir simultanément des images en infrarouge proche et en infrarouge moyen (voir Böker et al. (1997) pour une description complète de l'instrument). Pour l'instant, seul le mode d'imagerie en infrarouge moyen est disponible, et a déjà permis des études tout à fait intéressantes (voir Nielbock et al. (2001) et Walsh et al. (2001) pour des exemples d'études de régions de formation d'étoiles massives, basées sur des observations réalisées avec MANIAC au foyer du télescope de 2,2 m de l'ESO à La Silla).

---

<sup>2</sup>Voir <http://www.ls.eso.org/lasilla/Telescopes/360cat/timmi/html/links.html> pour une liste de liens vers les pages web de certains instruments.

### 1.3.2 Les grands relevés en infrarouge proche

Dès 1969, un premier grand relevé du ciel infrarouge fut accompli dans les bandes I et K. Il s'agit du Two-Micron Sky Survey (Neugebauer et Leighton, 1969), qui couvrait tout le ciel au nord de  $\delta = -33^\circ$ , et a permis de détecter plus de 5500 sources plus brillantes que  $K = 3$ , mais aussi de découvrir qu'un certain nombre de sources étaient plus brillantes dans l'infrarouge que dans le visible.

Les progrès récents sur la fabrication des détecteurs bidimensionnels ont permis d'accroître simultanément leur sensibilité, et la taille des matrices disponibles. Ces avancées ont été largement exploitées pour la réalisation de relevés profonds et complets du ciel, notamment dans le proche infrarouge : les relevés DENIS et 2MASS ont ainsi pu être accomplis et observer l'intégralité du ciel en quelques années seulement, fournissant des catalogues de sources infrarouges complets jusqu'à des densités de flux inférieures à 1 mJy ( $K \sim 14-15$ ).

#### Le relevé européen DENIS

Les observations du relevé DENIS (voir Epchtein et al. (1994) pour une description complète) ont été effectuées à l'aide d'un instrument spécifique installé sur le télescope de 1 m de l'ESO, à La Silla. Cet instrument était équipé de trois détecteurs, ce qui permettait d'observer simultanément une zone du ciel dans trois bandes différentes : les bandes  $I$  ( $\lambda = 0,79 \mu m$ ),  $J$  ( $\lambda = 1,23 \mu m$ ) et  $K_s$  ( $\lambda = 2,15 \mu m$ ). Entre 1996 et 2001, la quasi totalité de l'hémisphère sud (jusqu'à  $\delta = +2^\circ$ ) a ainsi été observée dans l'infrarouge proche. Au total, c'est un catalogue de plusieurs centaines de millions d'étoiles qui est encore en cours de traitement aujourd'hui.

Chaque image acquise par l'instrument couvre une région de  $12 \times 12$  arcmin<sup>2</sup>. La photométrie des sources extraites est calibrée grâce à l'observation d'étoiles standards toutes les nuits. Une comparaison entre les recouvrements entre images montre que, même avant l'amélioration de la photométrie finale utilisant ces recouvrements, la précision atteinte est meilleure que 0,1 mag (RMS) en  $I$  et 0,2 mag en  $J$  et  $K_s$ . La sensibilité (ou densité de flux des sources les plus faibles extraites) est limitée par la température élevée de l'optique à environ 2,5 mJy en  $K_s$  (magnitude  $\sim 13,5$ ), alors que la saturation des détecteurs empêche de mesurer correctement le flux des sources les plus brillantes (voir Table 1.5). Enfin, l'astrométrie est actuellement calée sur le catalogue de référence USNO\_A2.0, qui contient plus de 500 millions d'étoiles détectées dans le visible ; les sources détectées en  $I$  peuvent être associées à ces étoiles de référence, puis l'association entre les bandes  $I$ ,  $J$  et  $K_s$  ne pose pas de problème puisque les images ont été observées simultanément. Finalement, la précision relative astrométrique des sources DENIS est meilleure que 0,5" en général, et reste pour l'instant limitée par celle du catalogue de référence astrométrique.

TAB. 1.5: Principales caractéristiques des bandes du relevé DENIS : longueurs d'onde isophotales et points zéro (d'après Fouqué et al. (2000)), limites de saturation et sensibilités (Simon et al., en préparation).

Bande	$\lambda_{iso}$	$F_{\nu}^0$	Saturation	Sensibilité	
	[ $\mu m$ ]	[Jy]		[mag]	[mJy]
<i>I</i>	0,791	2499	10	19	0,05
<i>J</i>	1,228	1595	7,5	16	0,5
<i>K<sub>s</sub></i>	2,145	665	6	13,5	2,5

Si une toute petite fraction des données DENIS est accessible à ce jour depuis le Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (CDS<sup>3</sup>), une première moitié des données va être rendue publique dans quelques mois. Seulement environ 2% des régions observées par DENIS, répartis essentiellement entre  $\alpha = 8^h$  et  $\alpha = 18^h$ , sont disponibles au CDS, ce qui représente tout de même plus de 17 millions de sources. En outre, un catalogue de près de 2 millions de sources détectées dans les nuages de Magellan est disponible au CDS<sup>4</sup>.

Afin de pouvoir associer les données ISOGAL avec les sources DENIS dès le début de la mission ISO, une partie de la région centrale de la Galaxie fut observée entre 1996 et 1998 avec le télescope et l'instrument de DENIS en utilisant une procédure légèrement différente (Simon et al., en préparation). Ces observations spécifiques couvrent approximativement l'intervalle  $-30^\circ \leq l \leq +10^\circ$  et  $-2^\circ \leq b \leq +2^\circ$ , et jusqu'à  $b = \pm 4^\circ$  dans la partie la plus centrale. Elles ont été réduites spécialement et rapidement sous la direction de G. Simon. Des observations régulières du relevés DENIS ont été utilisées pour compléter l'intervalle  $|l| \leq 30^\circ$ , afin de construire des catalogues de sources DENIS correspondant aux champs ISOGAL, et une association systématique entre les deux catalogues a été effectuée (voir § 2.2.7).

### Le relevé américain 2MASS

Dès 1997, un groupement d'universités et laboratoires américains, conduit par l'Université du Massachusetts et l'IPAC (Infrared Processing and Analysis Center, centre de traitement des données infrarouges, qui dépend à la fois du JPL et du Caltech), débuta un relevé systématique de tout le ciel dans l'infrarouge proche, nommé 2MASS (Two Micron All Sky Survey, (Skrutskie et al., 1997)). Pour cela, deux télescopes de 1,3 m de diamètre furent utilisés jusqu'en février 2001, l'un situé sur le Mont Hopkins en Arizona, et l'autre à l'observatoire de Cerro Tololo (CTIO) au Chili.

Chaque télescope était équipé d'un instrument possédant trois détecteurs, ce qui permet d'observer une région du ciel simultanément dans trois bandes, *J* (1,25  $\mu m$ ), *H*

<sup>3</sup><http://cdsweb.u-strasbg.fr/DENIS/catDENISP.html>

<sup>4</sup><http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=DCMC>

( $1,65 \mu m$ ) et  $K_s$  ( $2,17 \mu m$ ). La sensibilité typique de ces observations est de l'ordre de 1 mJy dans chaque bande (voir Table 1.6). La méthode de calibration est très similaire à celle employée pour DENIS, avec l'observation d'étoiles standards pour calibrer la photométrie, et l'association aux données du catalogue de référence ACT (qui combine le catalogue astrophysique AC2000 et le catalogue Tycho) pour la calibration astrométrique. D'après Cutri et al. (2001)<sup>5</sup>, l'incertitude photométrique (RMS) finale typique serait de l'ordre de 0,02-0,03 mag, et la précision astrométrique relative est en général meilleure que 0,2".

TAB. 1.6: Les bandes du relevé 2MASS et leur sensibilité typique (correspondant à un rapport signal sur bruit égal à 10).

Bande	$\lambda$ [ $\mu m$ ]	Sensibilité	
		[mag]	[mJy]
$J$	1,25	15,8	0,7
$H$	1,65	15,1	0,9
$K_s$	2,17	14,3	1,2

Après la publication d'un premier catalogue réduit au printemps 1999, la deuxième version du catalogue de sources 2MASS (2MASS Second Incremental Data Release<sup>6</sup>) a été publiée en mars 2000. Ce catalogue, qui couvre environ la moitié du ciel, contient plus de 160 millions de sources ponctuelles, ainsi que des données pour près de 600 000 sources étendues. Les régions couvertes par cette version incluent une partie du Disque Galactique, aussi bien dans l'hémisphère nord que dans l'hémisphère sud, mais il faudra encore attendre quelques semaines ou quelques mois pour que les données sur l'ensemble du ciel soient disponibles.

### 1.3.3 Le télescope spatial Hubble

Plusieurs satellites dédiés aux régions de l'infrarouge inaccessibles depuis le sol ont été lancés au cours des deux dernières décennies (voir paragraphes suivants). Bien qu'essentiellement consacré au domaine visible, le télescope spatial Hubble permet des observations dans les domaines infrarouge et ultraviolet proches. L'instrument NICMOS, caméra et spectromètre multi-objets, est dédié à l'infrarouge proche (entre  $0,8$  et  $2,5 \mu m$ ). D'autres instruments, telles la caméra ACS et la caméra à grand champ WFPC2, sont capables de détecter la lumière infrarouge proche jusqu'à une longueur d'onde de  $1,1 \mu m$ .

<sup>5</sup><http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/second/doc/explsup.html>

<sup>6</sup>Les données sont accessibles depuis l'Infrared Science Archive de la NASA, à l'adresse <http://irsa.ipac.caltech.edu/>

### 1.3.4 Le satellite IRAS

Après les expériences pionnières comme le relevé AFGL (Price et Walker, 1976), c'est en 1984 que le ciel infrarouge moyen et lointain fut réellement exploré par le satellite IRAS. Celui-ci observa en effet la quasi totalité du ciel dans quatre bandes, centrées à 12, 25, 60 et 100  $\mu m$ . Équipé d'un petit télescope de 60 cm de diamètre et de récepteurs photoconducteurs, ses performances étaient encore très limitées : la sensibilité et la résolution spatiale, en particulier (voir Table 1.7), étaient loin d'atteindre les performances des satellites récents comme ISO par exemple.

TAB. 1.7: Principales caractéristiques des bandes IRAS (d'après (AQ, 2000), Table 7.9, et IRAS Explanatory Supplement, p. VI-21 et Section VIII).

$\lambda$ [ $\mu m$ ]	Bande passante (FWHM) [ $\mu m$ ]	Champ de vue [arcmin <sup>2</sup> ]	Sensibilité [Jy] <sup>†</sup> (complétude 90%)	Point zéro [Jy] $F_\nu(\text{mag}=0)$
12	7,0	$0,76 \times 4,55$	0,4	28,3
25	11,15	$0,76 \times 4,55$	0,5	6,73
60	32,5	$1,51 \times 4,75$	0,6	1,19
100	31,5	$3,03 \times 5,05$	1,0	0,43

Note : <sup>†</sup> hors effets de confusion

Les observations réalisées par IRAS ont permis de construire un catalogue d'environ  $2 \times 10^5$  sources infrarouges, ponctuelles à l'échelle des détecteurs d'IRAS, qui intégraient un champ de vue de typiquement  $1 \times 4,5$  arcmin<sup>2</sup> (Table 1.7). La position des sources est établie avec une incertitude typique de 30" dans la direction du déplacement du télescope, à peu près aligné avec l'axe d'ascension droite, et d'environ 10" dans la direction perpendiculaire :

$$\Delta\alpha \approx 30'' \qquad \Delta\delta \approx 10''$$

La sensibilité atteinte par ce relevé est de l'ordre de 0,5 Jy à 12  $\mu m$  (Table 1.7), mais l'extraction des sources est nettement plus limitée par la confusion dans le plan Galactique. Plus précisément, d'après IRAS Explanatory Supplement (Section VIII), pour des latitudes galactiques  $|b| > 20^\circ$ , le catalogue est complet à 12, 25 et 60  $\mu m$  pour des densités de flux supérieures à 0,5 Jy (cf. Table 1.7). En revanche, dans le plan Galactique, le niveau de complétude est estimé à 86% pour  $F_\nu > 10$  Jy dans les régions observées seulement deux fois, et à 98% pour les mêmes densités de flux lorsque trois observations ont été cumulées.

Les données IRAS ont donné lieu à plusieurs milliers de publications, et contribuent encore aujourd'hui à répondre à de nombreuses questions. Parmi les résultats les plus marquants, et en particulier dans le domaine de la formation des étoiles massives, citons l'étude de Wood et Churchwell (1989), qui a montré que les couleurs IRAS permettaient de

distinguer efficacement les sources associées à des régions HII parmi l'ensemble des sources IRAS. Plus précisément, ils ont montré que les contreparties IRAS de ce type de sources, interprétées comme telles d'après leur émission dans le continu radio centimétrique (à 2 et 6 cm), respectaient les critères :

$$\log\left(\frac{F_{25}}{F_{12}}\right) \geq 0,57 \quad \text{et} \quad \log\left(\frac{F_{60}}{F_{12}}\right) \geq 1,30 \quad (1.5)$$

Cette étude estime en outre que la contamination de cette région du diagramme couleur couleur [12]-[60] sur [12]-[25] par d'autres types de sources (nébuleuses planétaires, sources extragalactiques notamment) est négligeable, et que le nombre total de jeunes étoiles massives encore enfouies dans un cocon de poussières est de l'ordre de 3000 dans la Galaxie. D'autres analyses des couleurs des sources IRAS ont permis de mettre en évidence d'autres relations similaires. Ainsi, (van der Veen et Habing, 1988) ont pu distinguer une dizaine de régions sur le diagramme [25]-[60] sur [12]-[25], qui correspondent à autant de classes différentes d'étoiles évoluées avec des pertes de masse plus ou moins importantes (Miras, OH/IR, nébuleuses planétaires...).

Les galaxies ultra-lumineuses en infrarouge (ou ULIRGs) forment une autre classe d'objets tout à fait intéressants découverte par IRAS. Elles sont caractérisées par un flux infrarouge intégré sur les bandes IRAS proche de  $10^{12} L_{\odot}$  (on parle simplement de galaxies lumineuses en infrarouge lorsque  $L_{IR} \geq 10^{11} L_{\odot}$ ). Les premières études systématiques (Soifer et al. (1987), voir la revue par Sanders et Mirabel (1996)) ont permis d'interpréter cette très forte émission infrarouge comme provenant soit d'un noyau actif de galaxie, soit plutôt d'une formation stellaire excessivement intense en "flambées" ("starburst"), ou probablement des deux à la fois dans certains cas. Il semble de plus que la majeure partie de ces sources est associée à un système de deux galaxies en interaction, ce qui favorise en particulier la compression du gaz interstellaire et donc les flambées de formation stellaire.

### 1.3.5 La mission MSX

#### Description des instruments

Le but de la mission MSX lancée en 1996 (Midcourse Space Experiment, voir Mill et al. (1994) pour une description complète) était avant tout de caractériser l'environnement terrestre, dans le cadre de recherches sur les missiles balistiques. Cependant, le satellite MSX était équipé, entre autres instruments, d'un petit télescope de 33 cm d'ouverture, muni de cinq détecteurs infrarouges, chacun composé de  $8 \times 192$  pixels de  $18,3'' \times 18,3''$ . Grâce à ce télescope, l'intégralité du plan Galactique ( $|b| < 5^{\circ}$ ) a été observée dans l'infrarouge moyen, entre 4 et  $26 \mu m$ , et le traitement des données a permis de construire un

catalogue de plus de 300 000 sources<sup>7</sup> (Price et al., 2001). Les principales caractéristiques des filtres utilisés sont résumées dans le tableau 1.8.

TAB. 1.8: Principales caractéristiques des bandes MSX (Price et al., 2001; Egan et al., 1999)

Bande	Longueur d'onde isophotale [ $\mu m$ ]	Bande passante (50% du pic) [ $\mu m$ ]	Point zéro [Jy]	Sensibilité [Jy]
A	8,28	6,8-10,8	58,5	0,1-0,2
B <sub>1</sub>	4,29	4,22-4,36	194,6	10-30
B <sub>2</sub>	4,35	4,24-4,45	188,8	6-18
C	12,13	11,1-13,2	26,5	1,1-3,1
D	14,65	13,5-15,9	18,3	0,9-2
E	21,34	18,2-25,1	8,80	2-6

## Résultats obtenus

Le principal résultat, du point de vue astrophysique, de la mission MSX est ce catalogue de plus de 300 000 sources infrarouges situées dans une bande de 5° de part et d'autre du plan Galactique. C'est un relevé complet et non biaisé puisque l'ensemble de cette portion du ciel a été observée, avec toutefois davantage d'observations répétées (donc une meilleure sensibilité) vers l'intérieur et les zones centrales de la Galaxie que vers l'anticentre. Dans la bande la plus sensible (la bande A à 8  $\mu m$ ), le traitement actuel des données a déjà permis d'atteindre une densité de flux limite typique de 100 mJy, pour une résolution spatiale limitée par la taille des pixels de 18", soit un gain considérable dans l'infrarouge moyen par rapport à IRAS - des performances toutefois bien en deça de celles d'ISOGAL, qui n'a observé que des portions limitées du Disque et du Bulbe Galactiques.

Plusieurs analyses détaillées ont été effectuées à partir de ce catalogue, notamment en vue d'extraire les jeunes objets stellaires massifs (Lumsden et al., 2002). D'après cette étude, environ 4 200 jeunes étoiles massives (de type spectral O ou B précoce) peuvent être extraites du catalogue de sources ponctuelles MSX dans l'ensemble du Disque Galactique. Les critères de sélection sont du même type que ceux utilisés pour extraire les régions HII compactes des données IRAS (Wood et Churchwell, 1989, voir équation (1.5)) :

$$F_E > F_D > F_A \text{ et } F_E > 2 \times F_A \quad (1.6)$$

ou, exprimés en couleurs :

$$[8] - [15] > 1,26 \text{ et } [15] - [21] > 0,79 \text{ et } [8] - [21] > 2,81 \quad (1.7)$$

<sup>7</sup>Les données sont accessibles à l'adresse <http://www.ipac.caltech.edu/ipac/msx/msx.html>

Nous verrons toutefois dans le troisième chapitre (§ 3.3.2) que ces critères sont parfois remplis par des sources autres que des objets jeunes. Lorsqu'on exclut la région du Centre Galactique jusqu'à  $|l| = 10^\circ$  où la confusion devient importante, il reste environ 3 000 candidats (Lumsden et al., 2002). Enfin, on peut réduire le nombre de sources évoluées sélectionnées par ces critères en combinant les données MSX avec des données en infrarouge proche. Seulement  $\sim 2/3$  des candidats vérifient également les critères :

$$F_A/F_K > 5 \text{ et } F_K/F_J > 2 \quad (1.8)$$

équivalents à :

$$K - [8] > 4,37 \text{ et } J - K > 1,74 \quad (1.9)$$

Le relevé MSX fut également l'un des premiers (avec ISOGAL, voir paragraphe 2.3.1, ainsi que d'autres études spécifiques réalisées avec ISOCAM, voir par exemple Bacmann et al. (2000)) à mettre en évidence, avec une bien meilleure résolution angulaire qu'IRAS, une importante population de nuages sombres en infrarouge (IRDC pour Infrared Dark Clouds) disséminés dans le Disque Galactique. On peut considérer ces nuages comme les premiers stades de la formation stellaire, lorsque la matière contenue dans les nuages moléculaires géants se contracte pour former des globules relativement denses, mais avant que des proto-étoiles ne se soient formées et n'émettent un rayonnement qui chaufferait la poussière environnante. Leur position et leur morphologie sont parfaitement corrélées avec l'émission de la poussière froide détectée dans le continu submillimétrique ou millimétrique (Pierce-Price et al., 2000; Teyssier et al., 2002).

Le Tableau 1.9 résume les principales caractéristiques (surface du ciel couverte, longueurs d'onde et sensibilités) des différents relevés infrarouges décrits dans les précédents paragraphes.

### 1.3.6 Le satellite ISO

Dans les années 1990, la mission européenne ISO (Infrared Space Observatory) représenta l'un des plus importants projets pour la recherche astrophysique. Cette mission avait une dimension internationale, avec une participation de la NASA (États-Unis) et de l'ISAS (Japon). Cet observatoire infrarouge spatial fut lancé par une fusée Ariane 4 en novembre 1995, pour un objectif initial d'une durée de 18 mois. Il dépassa celle-ci, et n'interrompit ses observations qu'en avril 1998, lorsque les réserves d'hélium du système cryogénique furent épuisées. Cette mission a fourni une quantité considérable de données dans tout le domaine infrarouge (de 2,4 à 240  $\mu m$ ).

#### Instrumentation

Le satellite ISO embarquait un télescope de 60 cm de diamètre, équipé de quatre instruments et d'un système cryogénique à l'hélium liquide, permettant d'atteindre des

TAB. 1.9: Récapitulatif des principales caractéristiques des relevés infrarouges existants : surface couverte, longueurs d'onde, sensibilités.

Relevé	Surface couverte	Longueurs d'onde	Sensibilités
DENIS	$\sim 50\%$ du ciel ( $\delta < +2^\circ$ )	$I$ ( $0,8 \mu m$ )	0,05 mJy
		$J$ ( $1,25 \mu m$ )	0,5 mJy
		$K_s$ ( $2,15 \mu m$ )	2,5 mJy
2MASS	100% du ciel	$J$ ( $1,25 \mu m$ )	0,7 mJy
		$H$ ( $1,65 \mu m$ )	0,9 mJy
		$K_s$ ( $2,15 \mu m$ )	1,2 mJy
MSX	Plan Galactique ( $ b  < 5^\circ$ )	A ( $8,3 \mu m$ )	0,1–0,2 Jy
		C ( $12 \mu m$ )	1,1–3,1 Jy
		D ( $15 \mu m$ )	0,9–2 Jy
		E ( $21 \mu m$ )	2–6 Jy
IRAS	96% du ciel	$12 \mu m$	0,5–1 Jy
		$25 \mu m$	0,5–2 Jy
		$60 \mu m$	1–3 Jy
		$100 \mu m$	1–5 Jy
ISOGAL (voir Chapitre 2)	16 deg <sup>2</sup>	$7 \mu m$	$\sim 15$ mJy
		$15 \mu m$	$\sim 10$ mJy

températures inférieures à 8 K (voir Kessler et al. (1996) pour une description complète du satellite et des principaux objectifs de la mission).

Les quatre instruments, très complémentaires, couvraient une petite fraction de l'infrarouge proche ( $\lambda \geq 2,4 \mu m$ ), et tout le reste de l'infrarouge jusqu'au début du submillimétrique ( $\lambda \leq 240 \mu m$ ). Ils offraient en outre des types d'observations différents :

- un mode **photométrie** avec l'instrument ISOPHOT (Lemke et al., 1996), capable d'observer dans tout le domaine  $\lambda = 2,5$  à  $240 \mu m$ . Il s'agissait en fait d'un instrument assez complexe, capable d'effectuer des observations photométriques, et de cartographier des sources à plusieurs longueurs d'onde, mais aussi de faire des mesures polarimétriques et spectroscopiques.
- deux **spectromètres**, SWS (Short-Wave Spectrometer, (de Graauw et al., 1996)) pour les courtes longueurs d'onde ( $\lambda = 2,4$  à  $45,2 \mu m$ ), et LWS (Long-Wave Spectrometer, (Clegg et al., 1996)) pour les plus grandes longueurs d'onde ( $\lambda = 43$  à  $197 \mu m$ ). Selon le mode dans lequel ils fonctionnaient, le pouvoir de résolution variait entre 150 et 25 000.
- et enfin un mode **imagerie** avec la caméra ISOCAM (Cesarsky et al., 1996a), capable d'observer entre  $2,5$  et  $18 \mu m$ . Doté de deux canaux pour les ondes courtes ( $2,5$ - $5,5 \mu m$ ) et les plus longues ( $4$ - $18 \mu m$ ), avec une matrice de détecteurs de

32 × 32 pixels et une dizaine de filtres pour chaque canal, cet instrument a permis de cartographier de très nombreuses régions du ciel à diverses longueurs d'onde, principalement entre 5 et 17  $\mu m$ .

Avec un total de 21 filtres (voir Table 1.10) et une résolution spatiale variant entre  $\sim 1''$  à 2,5  $\mu m$  et  $\sim 7''$  à 17  $\mu m$ , la caméra ISOCAM a fourni des données sur un nombre considérable de sources, aussi bien dans des régions proches de la Galaxie que dans l'univers lointain (voir ci-dessous). En outre, un système de filtres interférentiels montés sur une roue à filtres (CVF pour Circular Variable Filter) permettait d'acquérir des spectres avec une résolution modérée ( $\lambda/\Delta\lambda \sim 40$ ) entre 2,3 et 16,5  $\mu m$ . Malgré quelques défauts de construction, notamment toute une colonne de pixels inutilisables sur le détecteur du canal LW, et des problèmes liés à des effets de mémoire complexes, des résultats spectaculaires sont issus du traitement (parfois difficile, voir par exemple Ott (2002), Miville-Deschênes et al. (2000)) de ces données.

TAB. 1.10: Caractéristiques des filtres ISOCAM : longueurs d'onde de référence et largeurs (entre les points où la transmission chute à 50%).

Canal SW			Canal LW		
Filtre	$\lambda_{ref}$ [ $\mu m$ ]	$\Delta\lambda$ [ $\mu m$ ]	Filtre	$\lambda_{ref}$ [ $\mu m$ ]	$\Delta\lambda$ [ $\mu m$ ]
SW1	3,6	3,05-4,10	LW1	4,5	4,0-5,0
SW2	3,3	3,2-3,4	LW2	6,7	5,0-8,5
SW3	4,5	4,0-5,0	LW3	14,3	12,0-18,0
SW4	2,8	2,5-3,05	LW4	6,0	5,5-6,5
SW5	4,0	3,0-5,5	LW5	6,8	6,5-7,0
SW6	3,7	3,45-4,00	LW6	7,7	7,0-8,5
SW7	3,0	2,9-3,2	LW7	9,6	8,5-10,7
SW8	4,05	4,00-4,15	LW8	11,3	10,7-12,0
SW9	3,9	3,76-4,00	LW9	14,9	14,0-16,0
SW10	4,6	4,53-4,88	LW10	12,0	8,0-15,0
SW11	4,26	4,16-4,37			

### Résultats scientifiques

Parmi les résultats marquants de l'exploitation des données ISO, certains concernent l'univers proche, des régions plus ou moins lointaines de notre galaxie, et d'autres touchent le domaine extragalactique. Par exemple, les galaxies ultra-lumineuses en infrarouge (les ULIRGs, mises en évidence par IRAS, voir § 1.3.4) ont pu être beaucoup mieux caractérisées, en particulier par la spectroscopie. La comparaison entre l'intensité des bandes dues aux hydrocarbures polycycliques aromatiques (PAH) et l'intensité des raies d'atomes

ionisés permet en effet de distinguer les sources dominées par la formation stellaire et l'excitation par des noyaux actifs de galaxies (Genzel et al., 1998). Grâce aux détails accessibles sur de nombreuses images, on a également pu localiser précisément, pour plusieurs systèmes de galaxies en interaction, dans quelles régions les flambées de formation stellaire avaient lieu (voir par exemple Mirabel et al. (1998)). De nombreuses autres études ont permis de caractériser en détail des régions de formation stellaire et des noyaux actifs de galaxies dans l'univers plus ou moins lointain.

L'analyse par Genzel et al. (1998) d'un échantillon de 15 galaxies ultra-lumineuses en infrarouge confirme que, dans au moins la moitié des cas, la luminosité infrarouge provient à la fois d'une activité de formation stellaire et de l'accrétion sur un noyau actif. De plus, la combinaison des observations ISO avec d'autres données indique clairement que les flambées de formation d'étoiles se déroulent au sein d'un tore de poussière qui entoure le noyau actif dans un rayon de 1 à quelques kpc. Enfin, l'analyse de cet échantillon n'indique aucune relation claire entre la contribution relative du noyau actif et l'état d'avancement de la fusion entre deux galaxies en interaction.

Un grand nombre de projets avaient pour but d'étudier les galaxies dans l'infrarouge moyen. Citons notamment le "ISO Key Project" (Helou et al., 1996; Dale et al., 2000) qui combinait des observations réalisées avec ISOCAM, LWS et ISOPHOT afin de caractériser la formation stellaire dans des galaxies spirales à plus ou moins grande distance. Des relevés très profonds ont également été effectués dans des champs particuliers, notamment à  $15 \mu\text{m}$  avec le filtre LW3 de l'instrument ISOCAM (Elbaz et al., 1999). Grâce à la sensibilité atteinte, inférieure à 1 mJy, et la combinaison avec d'autres données, des comptages de galaxies ont pu être réalisés sur près de quatre ordres de magnitudes (de 50  $\mu\text{Jy}$  à 0,3 Jy), ce qui fournit des contraintes sur les modèles d'évolution cosmologique. Enfin, on trouvera dans l'article de Genzel et Cesarsky (2000) une revue détaillée des résultats apportés par ISO dans le domaine extragalactique.

Dans l'univers plus proche, citons également l'étude de la galaxie M 31 basée sur des observations d'imagerie et de spectroscopie avec ISOCAM (Cesarsky et al., 1998; Pagani et al., 1999), et les observations ISOCAM d'environ  $0,5 \text{ deg}^2$  dans la barre du grand nuage de Magellan (Loup et al., 1999). Dans ce dernier cas, la résolution et la sensibilité d'ISOCAM sont suffisantes pour qu'on y détecte les étoiles les plus lumineuses individuellement. Les observations dans les filtres LW1, LW2 et LW10, combinées aux données DENIS dans l'infrarouge proche, donnent suffisamment d'informations sur les étoiles AGB pour qu'on en déduise leurs principales caractéristiques. La distance de ces sources étant connue avec une bonne précision, on détermine notamment leur luminosité, dont la distribution peut alors être confrontée à des modèles d'évolution stellaire.

Dans la Galaxie, les études spectroscopiques ont notamment permis de découvrir de nouvelles molécules présentes dans le milieu interstellaire. On compte aujourd'hui plus de 120 molécules différentes essentiellement composées d'hydrogène, de carbone, d'oxygène

et d'azote<sup>8</sup>. Une grande partie de ces molécules a été détectée dans le domaine radio, mais certaines ne peuvent être vues que dans l'infrarouge (voir par exemple Cernicharo (2000)).

Les résultats d'ISO ont aussi amélioré notre compréhension des phénomènes physico-chimique du milieu interstellaire, mettant en jeu du gaz et de la matière solide, en partie sous forme de poussière. En particulier, des études spectroscopiques de régions de formation stellaire, comme par exemple M17 (Cesarsky et al., 1996b), ont permis de localiser les régions dominées par l'émission d'espèces ionisées comme ArII, ArIII, NeII ou SiV, et celles où les bandes infrarouges à 6,2, 7,7, 8,6, 11,3 et 12,7  $\mu m$ , attribuées aux PAHs, dominant le spectre.

Le relevé d'imagerie GPSURVEY (Burgdorf et al., 2000) visait le Bulbe Galactique : des observations ISOCAM à 10 et 15  $\mu m$  ont été réalisées dans sept champs, répartis entre le Centre Galactique et  $\pm 30^\circ$  en longitude et  $\pm 3^\circ$  en latitude. La comparaison entre les nombres trouvés de sources dans ces champs et les prévisions d'un modèle a montré un bon accord en général pour les champs du disque, mais également un excès de sources observées dans certaines régions, qui peut s'interpréter comme la signature d'une barre dans le Bulbe Galactique (voir aussi § 3.1.1).

D'autre part, un des programmes centraux d'ISO réalisé avec l'instrument ISOCAM avait pour but de caractériser les populations stellaires présentes dans des régions de formation stellaire proches, comme  $\rho$  Oph (Bontemps et al., 2001), le nuage du Caméléon (Nordh et al., 1996; Persi et al., 2000), ou la région de formation stellaire RCrA (Olofsson et al., 1999). Toutes ces études utilisaient les filtres LW2 et LW3 de la caméra ISOCAM, et ont mis en évidence une population d'objets pré-séquence principale de petite masse (type T Tauri, et jusque dans le domaine substellaire des naines brunes), sélectionnés par leur excès infrarouge. Dans la région de  $\rho$  Oph notamment, un large échantillon de plus de 100 jeunes objets stellaires de classe II est détecté, ce qui permet d'estimer la fonction initiale de masse (Bontemps et al., 2001). Ces auteurs trouvent une distribution de masses pratiquement plate (avec une pente de  $-0,35 \pm 0,25$  en coordonnées logarithmiques) entre 0,06 et 0,55  $M_\odot$ , et suivant une pente -1,7 pour les masses plus élevées (la pente classique correspondant à une IMF de Salpeter (1955) vaut -1,35). D'autre part, dans le cas du nuage du Caméléon par exemple (Persi et al., 2000), la combinaison des données ISOCAM et d'une carte d'extinction déduite des observations DENIS montre que les meilleurs candidats protostellaires (i.e. les sources ayant un excès infrarouge) se regroupent principalement dans les régions les plus denses du nuage.

Enfin, pour caractériser les populations stellaires dans la Galaxie à grande échelle, le relevé ISOGAL fut l'un des plus complets, avec des observations à deux longueurs d'onde inaccessibles depuis le sol réparties sur plus de 15 deg<sup>2</sup> du bulbe interne et du disque de la Voie Lactée.

---

<sup>8</sup>Une liste complète régulièrement mise à jour se trouve à l'adresse : <http://www.cv.nrao.edu/~awootten/allmols.html>



# Chapitre 2

## Le relevé infrarouge ISOGAL

Le but de ce chapitre est de présenter brièvement les données qui composent le relevé ISOGAL, ainsi que les procédures qui ont permis de construire le catalogue de sources ponctuelles (PSC) et de vérifier la qualité du catalogue produit. La plupart de ces traitements sont décrits de façon détaillée dans l'article Schuller et al. (2003a), fourni en Annexe B. Je ne donnerai par conséquent qu'une description succincte de ces procédures dans le présent chapitre. En revanche, je détaillerai davantage certaines phases de la construction du catalogue de sources ISOGAL, qui ne sont que brièvement mentionnées dans cet article. Enfin, une description complète des objectifs scientifiques du projet et des premiers résultats obtenus se trouve dans l'article de synthèse Omont et al. (2003), dont le résumé est reproduit dans l'annexe C.

Les observations ISOGAL ont commencé dès le début de la mission ISO (Pérault et al., 1996) pour s'étendre sur toute sa durée. Les données ont été réduites entre 1996 et 1998 par C. Alard, M. Unavane et surtout S. Ganesh (voir § 2.2.1). Une première version du catalogue de sources ponctuelles a été extraite à l'aide d'un logiciel écrit par C. Alard, et combinée avec les données du relevé DENIS, grâce au travail de G. Simon et T. August en 1998. Ce programme extrait les sources par un ajustement de PSF, et la première version déterminait une PSF sur chaque image. Les premiers tests que j'ai réalisés ont mis en évidence des écarts systématiques importants entre les magnitudes mesurées sur différentes images, et j'ai alors modifié le programme pour utiliser la même PSF pour toutes les images observées dans les mêmes conditions instrumentales (§ 2.2.2). Nous avons ensuite pu étalonner la photométrie de façon absolue (§ 2.2.3), avec l'aide de J. Blommaert et A. Moneti notamment. Les procédures que j'ai mises en œuvre et les tests que j'ai alors effectués ont permis de caractériser la qualité de la photométrie et la réalité des sources extraites (§ 2.2.4 et § 2.2.5). Parallèlement, nous avons développé avec M. Messineo une procédure de simulation de sources artificielles (§ 2.2.6) qui nous a conduit à une estimation précise du niveau de complétude du catalogue. Enfin, nous

avons mis au point, avec B. Aracil et A. Soive, des procédures pour associer les sources ISOGAL à celles détectées par DENIS (§ 2.2.7).

## 2.1 Présentation générale

Le relevé ISOGAL fut l'un des plus importants (par le volume des données et le temps d'observation, approximativement 250 heures) des programmes d'observation du satellite ISO. Son principal but est de caractériser les différentes populations stellaires le long du Disque Galactique. Pour cela, près de 500 images furent prises dans des filtres centrés autour de 7 ou 15 micron, avec la caméra ISOCAM, dans diverses régions du plan Galactique, avec une attention particulière pour les régions les plus centrales (voir Figures 2.1 et 2.2). Au total, plus de 16 deg<sup>2</sup> ont été cartographiés, avec une résolution spatiale de l'ordre de 6" et une sensibilité meilleure que 10 mJy dans les régions les moins denses du Disque Galactique, et de quelques dizaines de mJy dans les régions centrales les plus denses, où l'étude est limitée par la confusion.

Ainsi, près de deux ordres de grandeur ont été gagnés en sensibilité par rapport aux précédentes observations à 12  $\mu m$  du satellite IRAS, de même qu'un ordre de grandeur en résolution spatiale. Ceci permet d'atteindre sans difficulté à 7  $\mu m$  le sommet de la branche des géantes rouges, même à la distance du Bulbe Galactique, et d'y détecter à 7 et 15  $\mu m$  toutes les étoiles de la branche asymptotique des géantes (AGB) plus lumineuses. À partir de cette population stellaire intégralement détectée, il est ensuite possible d'étudier la structure galactique dans le bulbe interne où les observations ISOGAL ont une couverture suffisante (voir Figure 2.1), et de caractériser systématiquement les taux de perte de masse, luminosités, masses et âges de ces étoiles, comme cela a déjà été réalisé dans plusieurs champs particuliers (Pérault et al., 1996; Omont et al., 1999; Glass et al., 1999; Ojha et al., 2003; van Loon et al., 2003, par exemple).

En outre, un grand nombre d'observations réparties dans l'ensemble du Disque Galactique furent incluses dans ce relevé (voir Figure 2.2), afin d'étudier les populations stellaires dans différents environnements, y compris dans des régions actives de formation stellaire. Comme on le verra par la suite, les étoiles AGB et les géantes rouges lumineuses composent la majeure partie des sources détectées, et les objets stellaires jeunes constituent également un échantillon assez important. Même s'ils ne représentent que quelques pourcents du catalogue de sources ponctuelles, on extrait déjà plusieurs centaines de candidats en ne s'intéressant qu'aux plus lumineux. Parmi les sources détectées, d'autres objets étranges ne sont pas encore parfaitement identifiés, et des observations complémentaires (spectroscopie ou imagerie à haute résolution, combinaison avec d'autres longueurs d'onde) sont nécessaires pour interpréter la nature de ces sources.

Enfin, les images elles-mêmes fournissent des informations précieuses sur la structure du milieu interstellaire. On détecte en effet des structures d'émission diffuse sur un grand

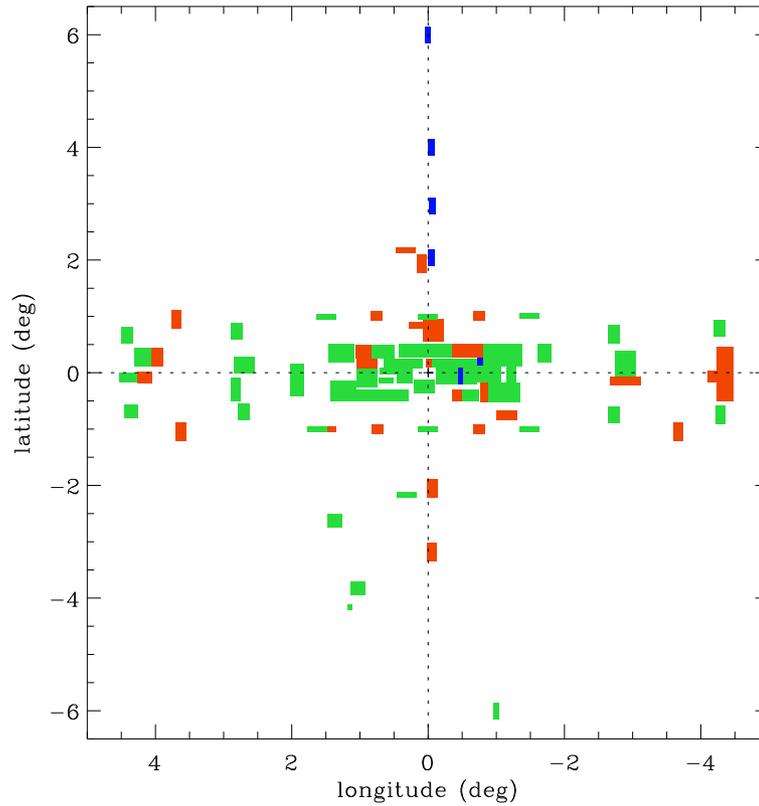


FIG. 2.1: Carte des champs ISOGAL dans la région centrale de la Galaxie, en coordonnées galactiques. Les champs observés uniquement à  $7\ \mu\text{m}$  sont représentés en bleu, et ceux observés uniquement à  $15\ \mu\text{m}$  sont représentés en rouge. Enfin, les symboles verts correspondent aux champs observés à la fois à  $7$  et à  $15\ \mu\text{m}$ . Les lignes en pointillés matérialisent les axes du repère galactique.

nombre d'images, ainsi que des nuages sombres vus en absorption devant le fond diffus (Hennebelle et al., 2001), et l'analyse détaillée de ces structures nous renseigne sur les propriétés de la poussière interstellaire.

La plupart des observations a été effectuée avec les filtres larges LW2 et LW3, et des pixels ayant un champ de vue de  $6''$ . Toutefois, pour diminuer les risques de saturation du détecteur, certaines régions particulières (notamment à proximité du Centre Galactique, ainsi que dans quelques régions de formation stellaire) ont été observées avec les filtres étroits LW5 ou LW6 et LW9 (voir Table 2.1), et dans certains cas avec des pixels de  $3''$ . Les divers résultats scientifiques tirés ou attendus du relevé ISOGAL sont résumés dans l'article de synthèse (Omont et al., 2003, voir Annexe C).

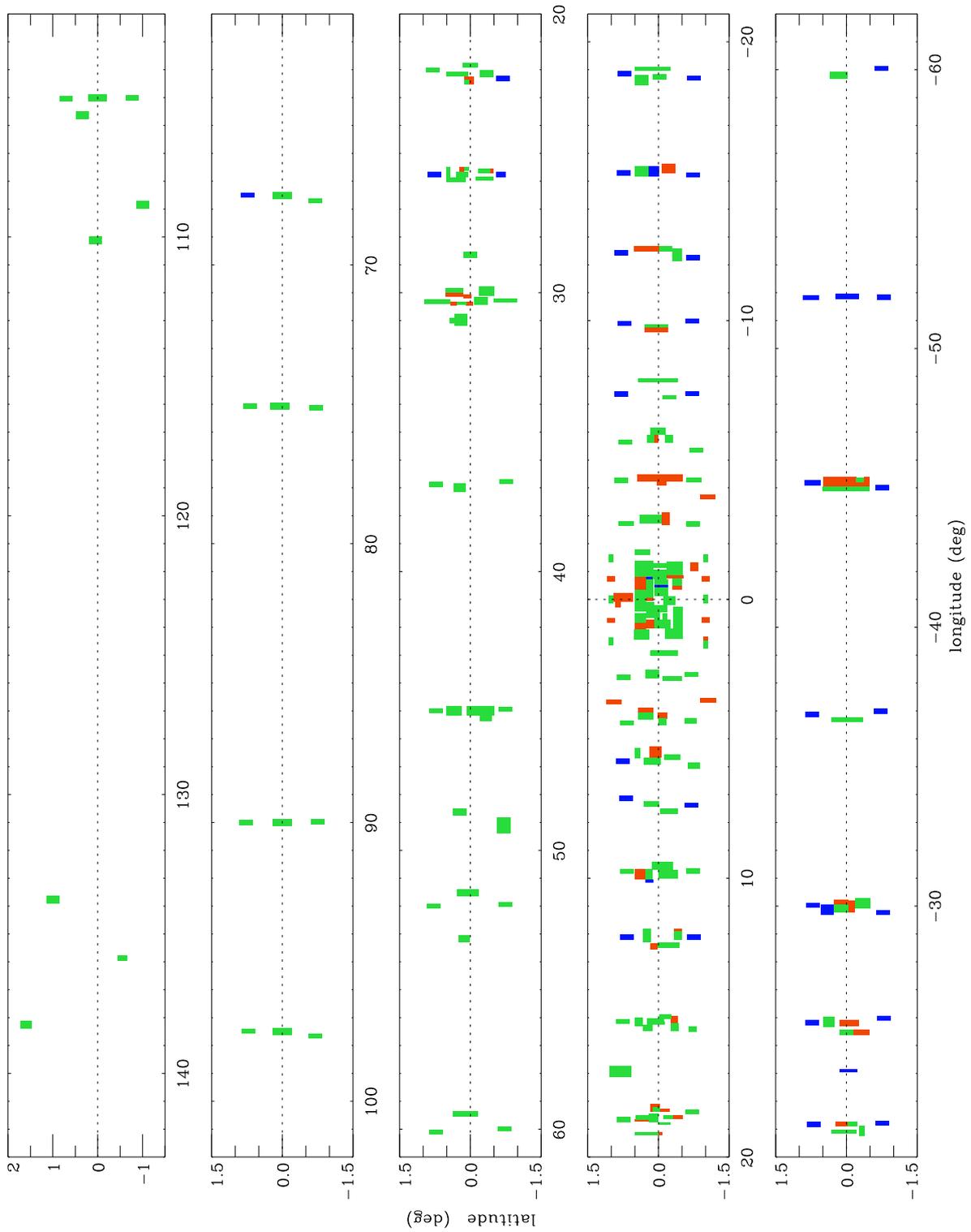


FIG. 2.2: Carte des champs ISOGAL dans le Disque Galactique. Les symboles sont les mêmes que dans la Figure 2.1

TAB. 2.1: Caractéristiques des filtres ISOCAM utilisés pour ISOGAL : longueurs d’onde de référence, largeur à mi-hauteur, points zéro (voir paragraphe 2.4.1 pour la définition) et surface totale observée pour ISOGAL.

Filter	$\lambda_{ref}$ [ $\mu m$ ]	$\Delta\lambda$ [ $\mu m$ ]	Point zéro		Surface observée [deg <sup>2</sup> ]
			ZP [mag] <sup>(a)</sup>	$F_{mag=0}$ [Jy]	
LW2	6,7	3,5	12,39	90,36	9,17
LW5	6,8	0,5	12,28	81,66	0,64
LW6	7,7	1,5	12,02	64,27	2,97
LW3	14,3	6,0	10,74	19,77	9,92
LW9	14,9	2,0	10,62	17,70	3,53

Note.<sup>(a)</sup> La conversion entre densité de flux et magnitude s’effectue selon :  $mag = ZP - 2,5 \times \log(F_\nu[\text{mJy}])$

## 2.2 Extraiton du catalogue de sources ponctuelles

### 2.2.1 Réduction des données ISOCAM

Les données brutes provenant des observations ISOCAM ont tout d’abord été réduites à l’aide des procédures standards contenues dans la version 7 du “pipeline” OLP (OffLine Processing), et de celles fournies avec la version 3.0 de CIA (CAM Interactive Analysis). Pour être en mesure de publier une première version du catalogue de sources dans un délai raisonnable, nous n’avons pas essayé d’exploiter les versions plus récentes de ces procédures, ce qui aurait nécessité de remettre en œuvre l’ensemble des traitements décrits ci-dessous. Les produits de cette première étape sont des images couvrant jusqu’à 0,1 deg<sup>2</sup> du ciel à une longueur d’onde. Elles sont constituées d’une mosaïque d’images individuelles de 32×32 pixels, et l’on peut directement y mesurer une densité de flux en mJy/pixel, quoiqu’une meilleure calibration soit indispensable pour corriger divers effets (voir § 2.2.3).

Une particularité du traitement que nous avons appliqué concerne la correction des effets transitoires. Il s’agit, d’une part, de corriger le flux mesuré, car avec des intégrations courtes comme celles employées pour ISOGAL, les détecteurs n’avaient généralement pas le temps d’atteindre un régime stable. D’autre part, les sources brillantes ( $F_\nu \geq 100$  mJy) provoquent des effets de rémanence, c’est-à-dire qu’une fraction de leur flux est encore détectée sur les pixels qui les ont vues lorsque l’instrument observe les positions suivantes. Pour repérer simplement ce type d’artefact et les éliminer, nous avons utilisé la méthode “vision” (Starck, 1998), spécialement développée pour générer des images où ce type de défaut a été effacé. L’originalité de cette méthode consiste à analyser l’évolution temporelle du signal en partant de la dernière exposition, et en “remontant le temps”, ce qui permet de détecter et de corriger les effets transitoires longs dus à ces répliques. En revanche,

cette méthode ne corrige pas convenablement les effets liés à la mauvaise stabilisation du signal ; c'est pourquoi nous avons tiré la photométrie des images traitées par la méthode "inversion" (Abergel et al., 1998), dont le principe est de déduire de l'évolution temporelle du signal et d'un modèle de réponse des détecteurs le flux réellement reçu. Cette méthode corrige bien les effets de stabilisation incomplète, et donne par conséquent une bonne estimation du flux des sources, mais ne distingue pas les artefacts des vraies sources.

### 2.2.2 Méthode d'extraction des sources

La méthode retenue pour l'extraction des sources sur les images ISOCAM consiste à ajuster le profil attendu pour une source ponctuelle (ou PSF pour Point Spread Function) sur les sources qui apparaissent dans l'image. On utilise pour cela une expression analytique de la PSF normalisée. Après avoir détecté toutes les sources éventuelles sur l'image, on mesure leur densité de flux en ajustant ce modèle de PSF sur le signal détecté sur les pixels contenant une source. La densité de flux de chaque source est donnée par le facteur multiplicatif qu'il faut appliquer à la PSF normalisée pour reproduire le profil observé de la source, auquel on a soustrait un fond constant déterminé sur les pixels voisins.

Ce type de procédure est particulièrement adapté aux images qui comportent une densité de sources élevée, car l'ajustement permet de séparer des sources qui se recouvrent légèrement, là où des méthodes de type photométrie d'ouverture ne pourraient extraire qu'une source. En commençant par extraire les sources les plus brillantes, puis en soustrayant leur profil de l'image, et en continuant avec les sources de moins en moins brillantes, il est tout à fait possible d'extraire les sources les plus faibles visibles sur l'image, avec une assez bonne précision photométrique.

#### Détermination de la PSF

La réponse instrumentale précise d'un instrument comme ISOCAM au flux provenant d'une source ponctuelle dépend d'un grand nombre de facteurs, et est par conséquent difficilement exprimable de façon purement théorique. Le premier facteur qui intervient est la figure de diffraction provenant de l'ouverture primaire circulaire du télescope, et s'exprime par la fonction d'Airy :

$$F(\theta) = \left[ \frac{2J_1(u)}{u} \right]^2 \text{ avec } u = \frac{\pi D\theta}{\lambda} \quad (2.1)$$

où  $D$  est le diamètre de l'ouverture primaire, ou, de façon équivalente, celui du miroir principal du télescope, et  $J_1$  désigne la fonction de Bessel de première espèce. On caractérise généralement cette figure de diffraction par sa largeur à mi-hauteur, qui a pour expression simple :

$$\theta_0 = 1,22 \times \frac{\lambda}{D} \quad (2.2)$$

Ainsi, dans le cas d'ISO, dont le miroir principal mesure 60 cm, on calcule pour les longueurs d'onde de 7 et 15  $\mu m$  :

$$\theta_0(7 \mu m) \approx 3'' \quad \theta_0(15 \mu m) \approx 6'' \quad (2.3)$$

Or, la plupart des observations ISOGAL ont été obtenues avec des pixels de 6'', d'où un sérieux problème de sous-échantillonnage. De plus, de nombreux composants optiques interviennent entre la source et les détecteurs, ce qui rend difficile une modélisation correcte de la PSF. Des modèles théoriques ont néanmoins été publiés (Okumura, 1998) et, comme on le discute ci-dessous (voir Figure 2.3), ils s'écartent notablement des profils que l'on a extraits des images ISOGAL.

Le programme d'extraction de sources que nous avons utilisé contient une procédure qui détermine la PSF à partir des données. La PSF est représentée par la fonction analytique suivante :

$$F_\nu(r) = C_1 \times e^{-3Wr^2} + C_2 \times e^{-Wr^2} + C_3 \times e^{-Wr^2/3} \quad (2.4)$$

où  $r$  est la distance, en pixels, à la position centrale de la source. On peut déterminer les paramètres  $W$ ,  $C_1$ ,  $C_2$  et  $C_3$  qui correspondent le mieux aux profils des sources détectées sur l'image en résolvant l'équation (2.4) pour un échantillon de pixels qui contiennent une source. On sélectionne pour cela les sources les plus brillantes de l'image, simplement en considérant les pixels les plus brillants, afin de maximiser le rapport signal sur bruit. En écrivant cette équation pour un carré de  $5 \times 5$  pixels centré sur un maximum local, on obtient un système de 25 équations à 7 inconnues : les 4 coefficients de l'expression analytique (2.4), le facteur multiplicatif et les deux coordonnées du centre de la source. Les coefficients qui minimisent la somme des écarts quadratiques sont finalement retenus.

Pour déterminer les différentes PSF nécessaires pour extraire les sources ISOGAL (les profils varient avec la longueur d'onde, donc avec les différents filtres, ainsi qu'avec la taille des pixels), nous avons sélectionné entre cinq et dix images pour chaque configuration instrumentale, en rejetant systématiquement les images présentant des défauts ou des sources brillantes visiblement étendues. On a ensuite résolu ce type de système pour les 50 sources les plus brillantes de la collection d'images choisies. On observe que, pour une configuration instrumentale donnée, la plupart des profils ainsi déterminés ont des allures très similaires, mais que le profil de certaines sources brillantes (et par conséquent des PSF que la procédure calcule) s'écarte notablement de cette forme moyenne (Figure 2.3). Les profils les plus larges observés peuvent correspondre à des sources étendues, ou bien à des sources très brillantes susceptibles de saturer un ou plusieurs pixels du détecteur. Les

plus étroits, en revanche, peuvent être causés par des rayons cosmiques qui n'auraient pas été complètement éliminés pendant la réduction des données. Pour ne pas être affecté par ces cas extrêmes, nous avons retenu le profil médian parmi ceux déterminés sur l'ensemble des 50 sources les plus brillantes. Notons également que le centrage des sources, c'est-à-dire la position précise du pic d'intensité par rapport aux pixels, peut expliquer en partie les variations observées d'une source à une autre sur le profil extrait.

Finalement, les coefficients de l'équation (2.4) sont normalisés de sorte que :

$$\int_0^{2\pi} \int_0^{+\infty} F(r) r dr d\theta = 1 \quad (2.5)$$

ce qui peut s'écrire sous la forme :

$$\frac{C_1 \pi}{3W} + \frac{C_2 \pi}{W} + \frac{3C_3 \pi}{W} = 1 \quad (2.6)$$

La comparaison entre les profils ainsi déterminés et les PSFs théoriques disponibles avec les utilitaires de réduction des données ISOCAM (Figure 2.3) montre bien les effets du sous-échantillonnage, nettement plus sévères dans le cas LW2-6'' que dans le cas LW3-3''.

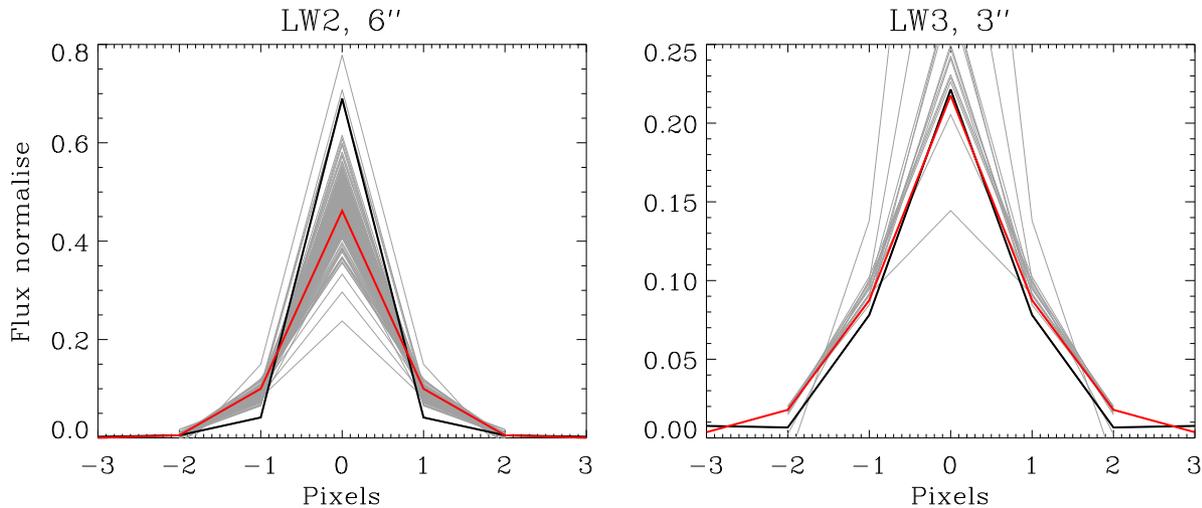


FIG. 2.3: Comparaison entre les PSFs théoriques (traits noirs épais), celles extraites d'un ensemble d'images (traits gris) et celles utilisées pour extraire le catalogue de sources ISOGAL (traits rouges, voir texte), pour les configurations LW2-6'' (gauche) et LW3-3'' (droite).

Les coefficients de l'équation (2.4) que nous avons obtenus pour les différentes configurations instrumentales sont donnés dans la Table 2.2, et les profils correspondants sont représentés sur la Figure 2.4.

TAB. 2.2: Coefficients de l'expression analytique des PSFs utilisées pour l'extraction des sources ponctuelles (voir Equation (2.4)).

Pixel	3''					6''				
Filtre	LW2	LW5	LW6	LW3	LW9	LW2	LW5	LW6	LW3	LW9
$W$	0,757	0,759	0,694	0,648	0,675	1.307	1.231	1.409	1.147	0,969
$C_1$	0,160	0,136	0,162	0,087	0,065	0,130	0,145	0,078	0,149	0,191
$C_2$	0,094	0,118	0,107	0,108	0,131	0,311	0,312	0,370	0,213	0,163
$C_3$	0,031	0,026	0,020	0,023	0,021	0,021	0,013	0,019	0,034	0,036

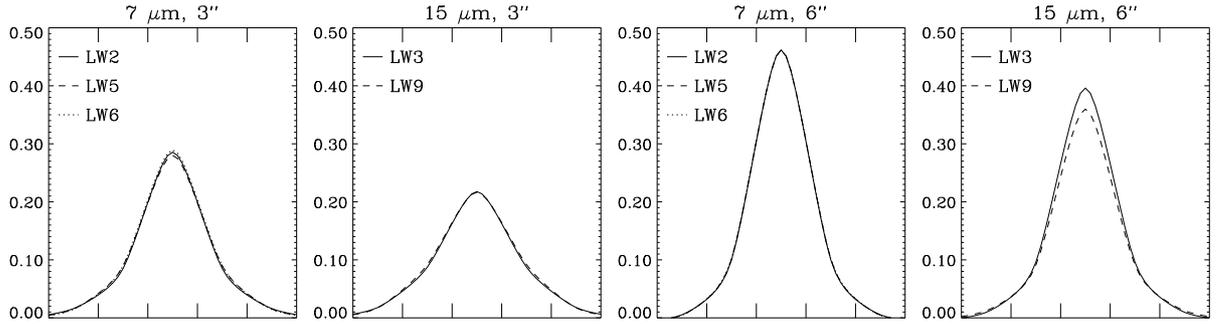


FIG. 2.4: Profils des PSFs utilisées pour l'extraction des sources ponctuelles. Les graduations en abscisse correspondent à des pixels. Les différents styles de lignes correspondent aux différents filtres.

## Photométrie

La mesure proprement dite du flux des sources détectées peut alors être effectuée en ajustant le profil de PSF sur les maxima locaux susceptibles de correspondre à des sources ponctuelles. Le fond moyen que l'on doit soustraire est déterminé en prenant la valeur médiane des pixels environnants. L'écart quadratique moyen sur un échantillon de  $5 \times 5$  pixels entre le profil instrumental que l'on a déterminé, multiplié par une constante et centré par rapport aux pixels pour correspondre à la position précise d'une source détectée, et le profil réel de cette source, donne une bonne estimation de l'incertitude photométrique. Lorsque le flux calculé est moins de trois fois supérieur à cette incertitude, on considère qu'il ne s'agit pas réellement d'une source ponctuelle (il peut s'agir par exemple simplement d'un maximum local brillant au sein d'une structure d'émission diffuse étendue), et la source candidate n'est pas retenue dans le catalogue extrait.

En revanche, lorsque cette incertitude est inférieure à un tiers du flux calculé, la position précise de la source et sa densité de flux (c'est-à-dire le facteur multiplicatif qu'il faut appliquer au profil de la PSF pour ajuster au mieux le profil observé) sont

enregistrés, ainsi que l'incertitude, convertie en magnitude, que l'on notera  $\sigma$ . Puis la procédure soustrait le profil mesuré de l'image, ce qui permet de "retirer" une source sans affecter les sources plus faibles susceptibles de se trouver à proximité. On peut alors continuer avec les sources de plus en plus faibles, et extraire les positions et la photométrie de toutes les sources sur l'image, jusqu'à des densités de flux inférieures à 1 mJy. Nous avons toutefois limité les catalogues extraits à 5 mJy dans un premier temps, pour limiter les problèmes de confusion. Une coupure encore plus sévère est appliquée ultérieurement (voir paragraphe 2.2.6) pour assurer un niveau de complétude satisfaisant, et limiter le nombre d'artefacts dans le catalogue publié.

### 2.2.3 Étalonnage

La procédure d'extraction par ajustement d'une PSF permet d'obtenir une très bonne précision photométrique relative, en particulier grâce à l'utilisation d'un profil unique pour toutes les images observées dans une configuration instrumentale donnée, à condition que la PSF ne varie pas. De faibles variations sont en fait observées selon qu'une source tombe au centre d'un pixel ou près d'un bord, mais comme l'illustrent les résultats des comparaisons entre plusieurs observations des mêmes champs (voir § 2.2.5 et Figure 2.5 ci-dessous), l'incertitude relative sur la photométrie ne dépasse pas 0,3 mag même pour les sources les plus faibles. Notons également qu'aucune dérive n'a pu être mise en évidence entre des observations réalisées au début ou à la fin de la mission ISO.

Une calibration avec une référence extérieure est néanmoins indispensable pour atteindre une bonne photométrie absolue. Les images sur lesquelles on effectue l'extraction fournissent en théorie un signal déjà exprimé en unité physique (en mJy par exemple), grâce aux résultats d'une première calibration des détecteurs effectuée sur des observations spécifiques (Blommaert, 1998). Toutefois, une meilleure calibration des données ISOGAL est nécessaire pour corriger plusieurs effets systématiques : une stabilisation incomplète du signal sur les détecteurs, due à des temps d'intégration très courts (de l'ordre de 20 s par position), ainsi qu'une extraction incomplète du flux des sources, car une partie de leur profil réel tombe en dehors des  $5 \times 5$  pixels utilisés pour ajuster la PSF.

Une analyse détaillée de l'influence de la mauvaise stabilisation du signal a été effectuée en comparant les résultats obtenus sur des images observées normalement (c'est-à-dire avec un temps d'exposition de l'ordre de 20 s par position) et ceux extraits d'observations obtenues avec des temps d'exposition plus longs (environ 50 s par position). Cette étude nous a montré qu'une correction de -0,2 mag était nécessaire pour prendre en compte la fraction du flux qui n'a pas été intégrée par le détecteur.

D'autre part, une comparaison entre la photométrie obtenue par ajustement de PSF et une photométrie d'ouverture calculée précisément sur un échantillon de sources relativement isolées a permis de calculer qu'une seconde correction, d'environ -0,25 mag,

était nécessaire. Au total, nous avons donc systématiquement retranché 0,45 mag aux magnitudes extraites pour prendre en compte ces deux effets.

Finalement, pour calibrer la photométrie de façon absolue, nous avons utilisé deux types de références externes : d'une part, nous avons pu associer un grand nombre ( $\sim 650$ ) de sources brillantes avec des sources MSX détectées dans la bande D (13,5–15,9  $\mu m$ ), très similaire aux filtres centrés à 15  $\mu m$  d'ISOGAL. Nous avons mesuré un écart entre les magnitudes MSX et les magnitudes ISOGAL corrigées compatible avec zéro. D'autre part, trois étoiles du catalogue Hipparcos, bien déterminées photométriquement, se trouvent à l'intérieur de champs ISOGAL, dans des régions suffisamment peu denses et peu contaminées par l'émission diffuse pour disposer d'une photométrie précise. Connaissant leur type spectral et leur distance, il est possible de prévoir le flux attendu dans les filtres ISOGAL. Là aussi, la comparaison entre les magnitudes prévues et celles mesurées a montré que la correction de 0,45 mag apportée menait à une photométrie en bon accord avec ces références extérieures. L'incertitude sur cette calibration reste toutefois de l'ordre de 0,1 mag, c'est-à-dire qu'un décalage systématique de cet ordre peut exister.

### 2.2.4 Élimination des répliques

L'un des problèmes majeurs lié à ces données ISOCAM provient des effets de mémoire des détecteurs. Lorsqu'une source brillante se trouve dans le champ de vue, les pixels qui voient cette source restent chargés alors que le télescope pointe dans une autre direction, ce qui génère une réplique à la position de ces pixels dans les images successives d'une mosaïque. Pour repérer ces répliques dans les catalogues extraits des images, nous avons utilisé la méthode de correction "vision", censée corriger ce type d'effets (voir § 2.2.1). Ces répliques sont visibles sur les images traitées par la méthode "inversion", et sont extraites de ces images, mais la plupart n'apparaissent pas sur les images traitées par "vision". On les élimine donc du catalogue en ne conservant que les sources associées entre les catalogues extraits des deux types d'images. Cependant, toutes les répliques ne sont pas éliminées par la méthode "vision", et un traitement supplémentaire, détaillé ci-dessous, est nécessaire pour écarter celles qui restent.

À partir des données brutes ISOCAM, il est possible de reconstituer la trajectoire qu'a suivie le télescope sur le ciel, et la chronologie des observations individuelles à l'intérieur d'une mosaïque constituant un champ. Grâce à ces informations, on peut alors éliminer la plupart des répliques de la manière suivante. On cherche, pour chaque position observée, les éventuelles sources brillantes à l'intérieur du champ observé, c'est-à-dire dans un carré de 32 par 32 pixels formant un certain angle par rapport aux axes principaux de la mosaïque. Pour chaque source plus brillante que  $F_\nu = 100$  mJy, on regarde alors si une source plus faible a été extraite sur le même pixel aux positions successives du détecteur dans l'image. On constate, en étudiant quelques cas évidents où des répliques de sources très fortes sont clairement visibles, que le flux de la première réplique est typiquement

cinq fois plus faible que la source brillante, et que le flux diminue ensuite plus lentement jusqu'à la quatrième ou cinquième réplique ; en général, on ne détecte pas plus de quatre ou cinq répliques.

On considère donc comme des répliques à éliminer du catalogue les sources trouvées dans un rayon de 0,5 pixel autour de la position qu'occupait une source plus forte que 100 mJy, dans les cinq positions suivantes du détecteur dans la mosaïque, et au plus cinq fois plus faibles que la source brillante. Lorsqu'une source réelle vérifie l'ensemble de ces conditions, elle est considérée comme une réplique et ne figure donc pas dans le catalogue de sources ponctuelles. Par contre, nous fournissons dans une table annexe au catalogue la liste des positions et magnitudes des sources considérées comme répliques, ce qui permet de les retrouver lorsqu'on pense qu'une source réelle devrait se trouver à une certaine position.

## 2.2.5 Qualité photométrique

### Incertitude photométrique

La méthode d'extraction par ajustement de PSF, utilisant un profil déterminé pour chaque type d'observation - filtre et taille de pixel - produit une photométrie très cohérente entre les différents champs observés tout au long de la mission, comme l'atteste la comparaison entre des observations répétées de mêmes régions du ciel.

En fait, seulement quelques champs ont été observés plusieurs fois intégralement, dans la même configuration instrumentale ou avec des filtres différents. En revanche, de nombreux recouvrements partiels entre deux observations existent, ce qui permet d'estimer l'incertitude statistique sur les magnitudes mesurées. Les résultats de la comparaison entre ces observations répétées sont donnés dans le tableau 2.3, et les différences entre les magnitudes mesurées sont représentées sur la Figure 2.5. En outre, un champ particulier d'environ  $0,035 \text{ deg}^2$  centré en  $(l; b) = (0, 0^\circ; +1, 0^\circ)$  a été observé dans presque toutes les configurations instrumentales possibles, et les comparaisons entre les photométries obtenues avec différents filtres montrent des écarts très faibles, résumés dans le tableau 2.4 et la Figure 2.6.

Cette étude montre avant tout que les différences entre les magnitudes mesurées dans deux observations similaires (en particulier avec un même filtre) sont compatibles avec zéro, et qu'il n'y a donc *a priori* pas de biais systématique entre deux observations. D'autre part, l'écart quadratique moyen (RMS) de ces différences est de l'ordre de 0,2–0,25 mag en général, et représente  $\sqrt{2}$  fois l'incertitude ( $\sigma$ ) sur la magnitude (hors effets systématiques) :

$$\langle \Delta \text{mag} \rangle = 0,003 \quad \text{RMS} = 0,23 \text{ mag} = \sqrt{2}\sigma \quad \sigma = 0,16 \text{ mag} \quad (2.7)$$

Notons également que cette méthode surestime l'incertitude, car certaines des sources considérées sont variables, comme on peut le voir sur les Figures 2.5 et 2.6. Certains points,

TAB. 2.3: Résultats de la comparaison entre observations répétées avec un même filtre et des pixels de 6". Le nombre de sources (colonne 2) correspond uniquement aux sources qui ont été associées entre les deux observations. La moyenne des différences (colonne 3) est donnée en valeur absolue (voir aussi Figure 2.5)

Filtre	Nb. de sources	$\langle \Delta \text{mag} \rangle$	RMS
LW2	2793	0,008	0,21
LW6	1974	0,005	0,22
LW3	2244	0,009	0,23
LW9	1250	0,007	0,28
Total	8261	0,003	0,23

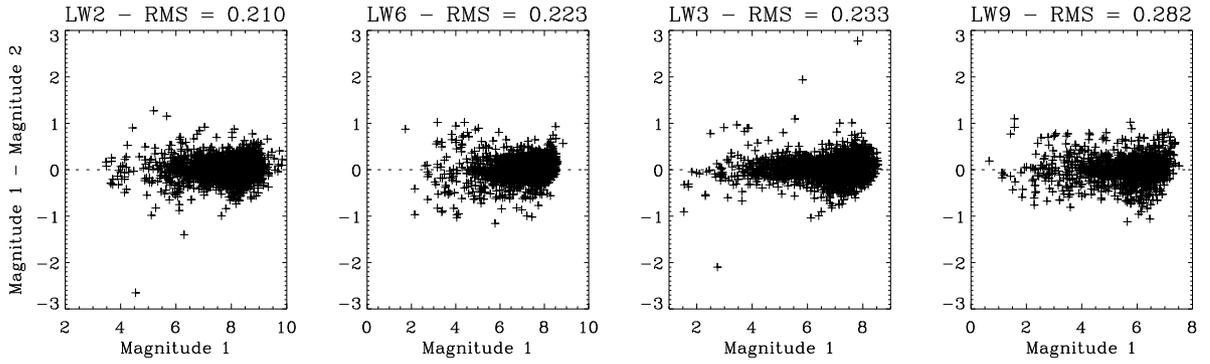


FIG. 2.5: Différences entre les magnitudes mesurées pour des sources associées entre deux observations indépendantes d'une même région du ciel. Chaque graphe regroupe un ensemble d'observations obtenues avec un filtre donné.

TAB. 2.4: Résultats de la comparaison entre observations d'un même champ dans des configurations différentes (voir aussi Figure 2.6).

Filtre 1	Pixel 1	Filtre 2	Pixel 2	Nb. de sources	$\langle \text{mag}_1 - \text{mag}_2 \rangle$	RMS
LW2	6"	LW2	3"	252	0,00	0,21
LW2	6"	LW5	6"	256	0,12	0,19
LW2	6"	LW6	6"	236	0,06	0,13
LW3	6"	LW3	3"	152	-0,10	0,22
LW3	6"	LW9	6"	136	0,06	0,18

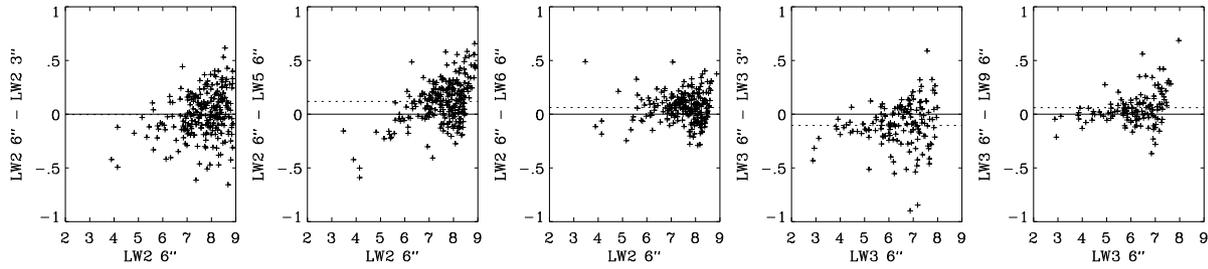


FIG. 2.6: Différences entre les magnitudes mesurées pour des sources observées dans deux configurations différentes. Sur chaque graphique, la ligne pointillée montre la position de la valeur moyenne des différences, donnée dans le Tableau 2.4.

en particulier du côté des sources brillantes, dévient en effet clairement de la distribution moyenne, avec des écarts pouvant dépasser 1 mag. Il n'est pas exclu non plus que certaines associations soient erronées, et que l'on ait associé deux sources différentes dans un rayon de  $6''$ . Lorsque l'on retire les points à plus de  $3\sigma$  de la distribution (soit  $\Delta\text{mag} \geq 0,7$  mag), on trouve un écart quadratique moyen et une nouvelle estimation de l'incertitude :

$$\text{RMS} = 0,20 \text{ mag} \quad \sigma(\text{mag}) \approx 0,14 \text{ mag} \quad (2.8)$$

Nous retiendrons donc finalement que l'incertitude sur les magnitudes des sources ponctuelles publiées dans le catalogue ISOGAL est typiquement de l'ordre de 0,15 mag, y compris pour les sources les plus faibles. En outre, des effets systématiques, notamment un décalage global pouvant atteindre jusqu'à 0,1 mag, ne peuvent être totalement exclus. Cette précision photométrique dans le domaine infrarouge moyen encore peu exploré aujourd'hui est tout à fait suffisante pour effectuer des analyses scientifiques précises, comme nous le verrons dans les prochains chapitres de cette thèse.

### Estimation de la complétude

Un autre résultat de la comparaison entre les observations répétées concerne la limite en complétude du catalogue de sources. On peut en effet regarder quelle proportion des sources d'un catalogue est également extraite dans le second, et tracer l'évolution de cette proportion en fonction de la magnitude. Cette méthode n'est toutefois qu'approximative, car les catalogues étudiés sont tous deux limités avec une sensibilité comparable, et il n'est pas possible de mesurer précisément le niveau de complétude sans disposer d'un échantillon complet. Toutefois, les histogrammes représentés Figure 2.7 semblent indiquer que ce n'est que dans le dernier intervalle de magnitudes (vers la magnitude 9 à  $7 \mu\text{m}$  et la magnitude 7,5 - voire 7 avec le filtre étroit LW9 - à  $15 \mu\text{m}$ ) que ce niveau devient réellement faible.

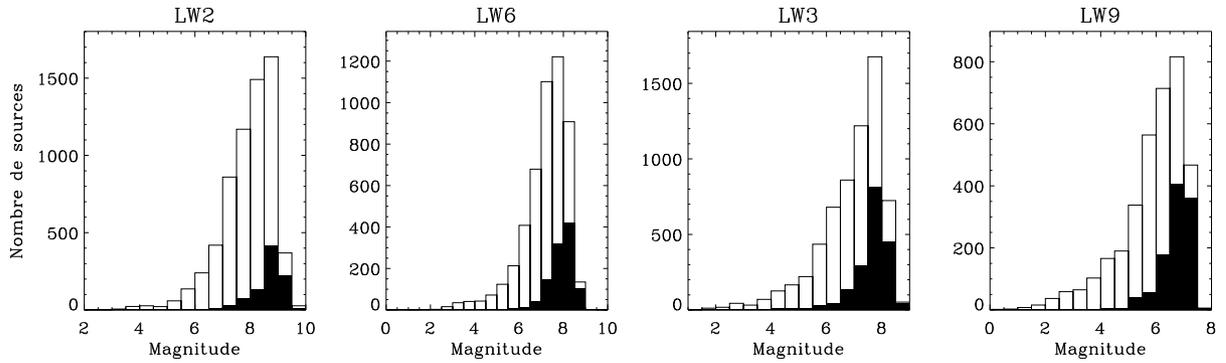


FIG. 2.7: Histogrammes en magnitudes des sources extraites dans des régions observées plusieurs fois. Les histogrammes totaux montrent les distributions en magnitude de toutes les sources extraites des deux observations pour chaque recouvrement, et les parties noires indiquent le nombre total de sources sans association entre les deux catalogues.

Une meilleure estimation du niveau de complétude peut être obtenue en associant les sources extraites d’une observation réalisée avec des pixels de 6'' et celles extraites d’une observation de la même région du ciel avec des pixels de 3''. Cette dernière est en effet moins limitée par la confusion, et l’on peut donc considérer le catalogue issu d’une observation avec des pixels de 3'' plus complet que celui provenant d’une observation avec des pixels de 6''.

Ce type de comparaison a montré que, pour les observations avec les filtres larges LW2 et LW3 qui constituent la majorité du relevé ISOGAL, c’est vers la magnitude 9 à 7  $\mu\text{m}$  et la magnitude 8 à 15  $\mu\text{m}$  que moins de 50% des sources extraites des images observées avec des pixels de 3'' sont détectées sur les observations avec des pixels de 6'' (Schuller et al., 2003a, § 3.5.2). La situation est plus confuse avec les filtres étroits, utilisés essentiellement dans des régions difficiles, et pour lesquels un faible nombre de combinaisons 3''/6'' est disponible.

### Réalité des sources

Inversement, on peut, à partir de ces mêmes comparaisons entre les catalogues issus d’observations avec des pixels de 3'' et de 6'', se poser la question de la réalité des sources extraites. Puisqu’on s’attend à ce que le catalogue provenant de l’observation 3'' soit plus complet que celui extrait d’une observation 6'', les sources détectées uniquement dans cette dernière, sans association de bonne qualité à une autre longueur d’onde ont une probabilité relativement élevée d’être des artefacts.

Ces comparaisons ont montré que la proportion de telles sources douteuses dans le PSC n’est que d’environ 1% à 7  $\mu\text{m}$ , et de l’ordre de 10% à 15  $\mu\text{m}$ . Cette proportion

varie grandement avec la qualité des sources, indiquée par plusieurs indices fournis dans le catalogue et brièvement décrits ci-dessous. Les sources ayant des indices de qualité faibles doivent par conséquent être considérées avec la plus grande précaution, tandis que celles ayant des indices valant 3 ou 4 peuvent être considérées comme réelles de façon quasi certaine.

## Indices de qualité

La qualité des données à 7 et 15  $\mu m$ , qui reflète à la fois la confiance que l'on peut accorder à la détection et l'incertitude sur la photométrie, est indiquée par un indice pour chaque source du PSC. Ces indices varient entre 1 (mauvaise qualité) et 4 (meilleure qualité); ils ont été calculés (voir Schuller et al. (2003a) pour les détails) pour décroître lorsque l'incertitude  $\sigma$  augmente, ainsi que pour les sources proches des bords des images, ou dont la réalité est douteuse, soit parce que la séparation entre la source extraite de l'image "inversion" et celle extraite de l'image "vision" est supérieure à un demi-pixel, soit parce que la détection de la source n'a pas été confirmée entre les résultats d'extractions avec des paramètres différents (Schuller et al., 2003a). La distribution de ces indices de qualité pour toutes les sources du PSC est donnée dans la Figure 2.9.

L'étape suivant l'extraction des sources de toutes les observations est l'association entre les bandes 7 et 15  $\mu m$ . Les régions observées à ces deux longueurs d'onde définissent ce qu'on a appelé les champs FC, par opposition aux champs FA, observés uniquement à 7  $\mu m$ , et aux champs FB, observés à 15  $\mu m$  seulement (voir aussi Figures 2.1 et 2.2). Pour associer les sources détectées à 7  $\mu m$  et celles détectées à 15  $\mu m$ , nous avons considéré uniquement un critère de coïncidence spatiale. Plus précisément, on commence par déterminer le décalage global (translation) qui existe entre les deux catalogues, dû à l'incertitude d'environ 10" sur la position pointée, qui provient d'une incertitude sur le positionnement de la roue à lentilles. On corrige ensuite l'ensemble des coordonnées extraites à 15  $\mu m$  pour les ramener dans le référentiel de l'observation 7  $\mu m$ , puis on cherche pour chaque source 7  $\mu m$  une éventuelle contrepartie à 15  $\mu m$  dans un rayon de 2 pixels.

Ce rayon de recherche relativement grand nous a semblé nécessaire parce que certaines sources, notamment des sources faiblement étendues, semblaient devoir être associées avec des séparations de cet ordre. Un indice de qualité est calculé pour ces associations 7–15  $\mu m$ . Sa valeur, entre 1 (mauvaise qualité) et 4 (meilleure qualité), dépend à la fois de la distance entre les sources 7 et 15  $\mu m$ , et du nombre de sources 15  $\mu m$  présentes dans le rayon de recherche; sa distribution est donnée dans la Figure 2.10.

### 2.2.6 Simulations de sources artificielles

Pour avoir une estimation fiable de la complétude du catalogue, nous avons réalisé des simulations de sources artificielles, qui consistent à ajouter, à des positions aléatoires dans une image projetée sur le ciel (une mosaïque), des sources dont le profil “artificiel” est calculé à partir de l’expression analytique de la PSF. On exécute alors les mêmes procédures d’extraction que celles décrites précédemment, et le taux de complétude est donné par la fraction de sources artificielles qui ont pu être extraites par le programme.

En pratique, on ajoute un petit nombre de sources sur l’image afin de ne pas augmenter les effets de confusion, et on répète la procédure un grand nombre de fois pour obtenir des résultats statistiquement significatifs. On étudie ensuite l’évolution du taux de complétude en fonction de la magnitude, ce qui permet de déterminer la magnitude  $\text{mag}_{50\%}$  au-delà de laquelle ce taux tombe en dessous de 50%. Finalement, on trace l’évolution de cette  $\text{mag}_{50\%}$  en fonction de la densité de sources extraites pour chaque configuration instrumentale, comme représenté sur la Figure 2.8.

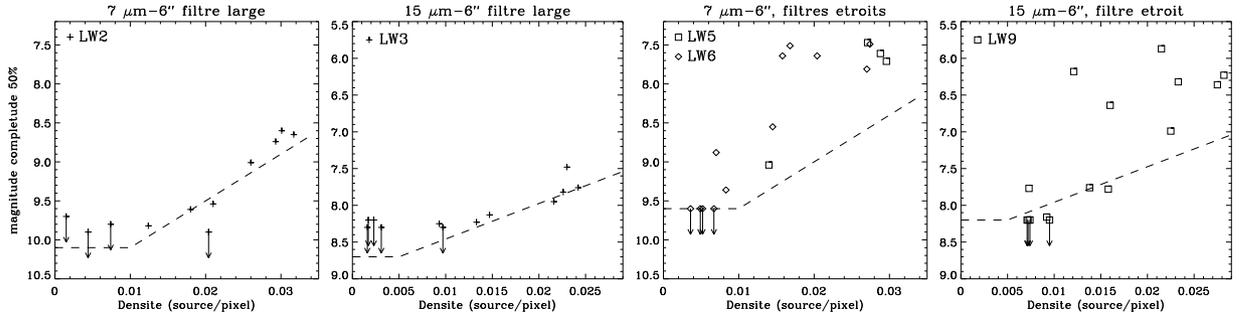


FIG. 2.8: Magnitudes correspondant à un niveau de complétude de 50% en fonction de la densité de sources pour les différentes configurations instrumentales.

C’est à partir de ces résultats que nous avons défini les critères de limitation du catalogue publié : pour assurer une complétude au moins de l’ordre de 50% et réduire le nombre d’artefacts, nous avons décidé de couper les catalogues extraits de chaque observation à la magnitude correspondant à ce critère d’un taux de complétude de 50%, et déterminée en fonction de la densité de sources et selon la configuration (filtre et taille de pixel) par des lois déduites des simulations de sources artificielles effectuées sur une cinquantaine d’observations. La magnitude à laquelle chaque catalogue a été limité est donnée dans la table des observations ISOGAL, fournie avec le PSC.

### 2.2.7 Association aux données DENIS

Le relevé en infrarouge proche DENIS (voir paragraphe 1.3.2) couvre pratiquement l'ensemble du ciel de l'hémisphère sud, jusqu'à  $\delta = +2^\circ$ , dans les bandes  $I$ ,  $J$  et  $K_s$ . Nous avons systématiquement recherché les contreparties DENIS des sources ISOGAL dans les champs où des données DENIS existent, c'est-à-dire jusqu'à des longitudes  $l \leq +30^\circ$ . Cette recherche d'association se base sur des critères de coïncidence spatiale, mais certaines précautions sont nécessaires pour limiter le nombre d'associations erronées. Nous avons donc restreint les catalogues DENIS aux sources détectées dans la bande  $K_s$ , plus grande longueur d'onde de DENIS, donc la moins éloignée d'ISOGAL. En outre, nous avons limité la densité des sources DENIS, en coupant au-delà d'une magnitude  $K_s$  limite, pour réduire la probabilité d'association au hasard à quelques pourcents (Schuller et al., 2003a).

Pour associer les deux catalogues de sources, on commence par déterminer le décalage systématique moyen entre les coordonnées des deux catalogues, et on corrige les coordonnées extraites des observations ISO pour les ramener dans le référentiel de DENIS, lui-même calé sur le catalogue astrométrique USNO\_A2, qui assure une précision meilleure qu'une seconde d'arc. Après correction de ce décalage global entre ISO et DENIS, nous avons utilisé un rayon de recherche de  $7''$  autour des sources ISOGAL extraites d'observations avec des pixels de  $6''$ , et un rayon de  $3,6''$  pour les observations avec des pixels de  $3''$ . Enfin, un indice de qualité est calculé pour chaque association, et prend en compte essentiellement la séparation entre la source ISO et la source DENIS la plus proche, ainsi que le nombre de sources DENIS présentes dans le rayon de recherche (voir Schuller et al. (2003a) pour plus de détails).

Finalement, plus de 90% des sources détectées à  $7 \mu m$  dans la zone couverte par DENIS ont une association avec une source  $K_s$  DENIS, de même que près de la moitié des sources détectées uniquement à  $15 \mu m$ . Environ 87% de ces associations ont un indice de qualité valant 4 ou 5, ce qui signifie une bonne association, qui n'a qu'une très faible probabilité d'être erronée (voir Figure 2.11).

### 2.2.8 Le catalogue de sources ponctuelles

Le catalogue des sources ponctuelles ISOGAL, qui contient au total un peu plus de 100 000 sources, combinées aux données DENIS, est désormais disponible via l'application Vizier du Centre de Données Astronomiques de Strasbourg<sup>1</sup> et sera mis en ligne prochainement sur le serveur de l'Institut d'Astrophysique de Paris<sup>2</sup>. La qualité photométrique de ces données est meilleure que 0,1 mag (écart quadratique moyen) pour les bandes DENIS, et généralement meilleure que 0,15 mag pour les bandes ISO, mais l'incertitude photométrique peut atteindre 0,3 mag pour les sources les plus faibles dans les

<sup>1</sup><http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/VizieR-2?-source=II/243>

<sup>2</sup><http://www-isogal.iap.fr/>

régions difficiles, tandis que la densité de flux des sources légèrement étendues peut y être sous-estimée d'une magnitude ou plus (voir § 2.3.3). Dans tous les champs pour lesquels des données DENIS étaient disponibles (soit près de 95% des champs), l'astrométrie a été calée sur celle de DENIS, elle-même calibrée actuellement sur le catalogue de référence USNO\_A2. La précision absolue obtenue est de l'ordre de  $0,5''$  pour les sources qui ont une contrepartie réelle dans l'infrarouge proche, et de l'ordre de  $2''$  pour les sources situées dans ces mêmes champs mais sans contrepartie DENIS. Par contre, dans les quelques champs situés à  $\delta > +2^\circ$  pour lesquels les coordonnées proviennent directement des données ISO, il peut exister un décalage systématique pouvant atteindre  $\sim 10''$  lié au défaut de positionnement de la roue à lentilles à l'intérieur d'ISOCAM.

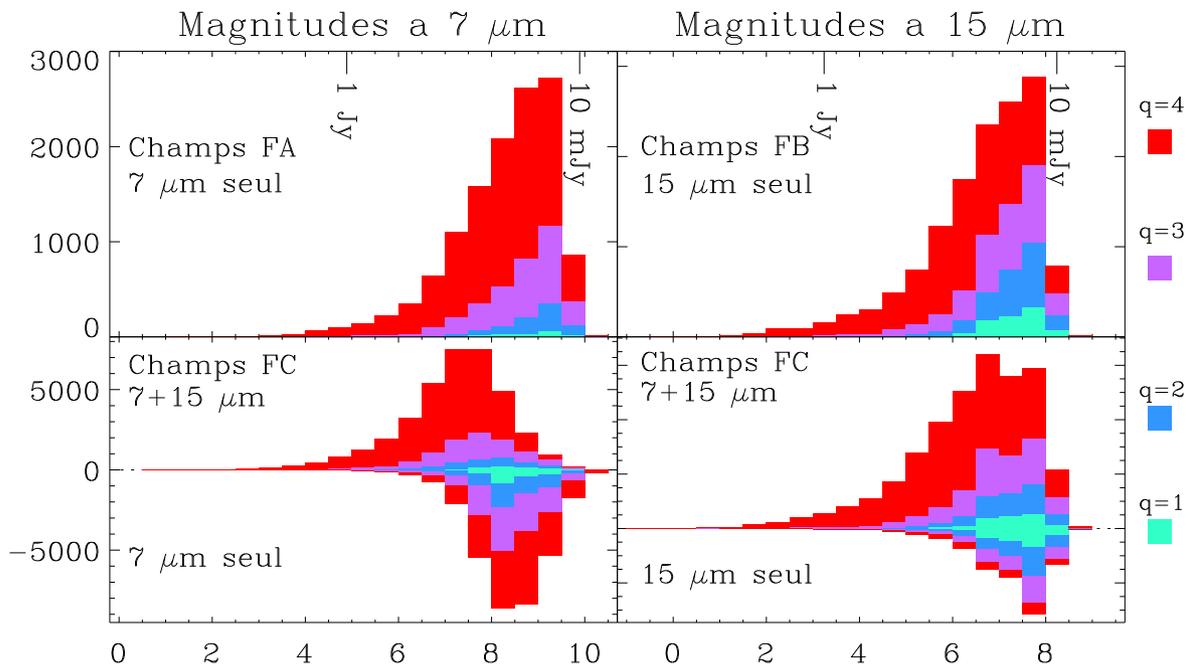


FIG. 2.9: Distribution des magnitudes et des indices de qualité à  $7 \mu m$  (gauche) et  $15 \mu m$  (droite) pour toutes les sources du catalogue ISOGAL. La ligne du haut donne la distribution des magnitudes dans les champs observés uniquement à  $7 \mu m$  (champs FA) ou à  $15 \mu m$  (champs FB). Sur la ligne du bas, la distribution des magnitudes dans les champs observés à  $7$  et  $15 \mu m$  (champs FC) est représentée, avec un histogramme positif pour les sources associées entre  $7$  et  $15 \mu m$ , et un histogramme négatif pour les sources détectées uniquement à une longueur d'onde. L'échelle de couleur correspond aux indices de qualité à  $7$  ou  $15 \mu m$ , comme indiqué sur la légende à droite, de  $4$  (meilleure qualité) à  $1$  (qualité médiocre).

La sensibilité limite du catalogue atteint typiquement les magnitudes 9,4 ( $F_\nu \sim 16$  mJy) à  $7 \mu m$  et 8,1 ( $F_\nu \sim 11$  mJy) à  $15 \mu m$  ; ces limites sont conservatives, c’est-à-dire que nous avons choisi de ne pas inclure les sources plus faibles dans le catalogue publié, afin de limiter la proportion de sources douteuses. En outre, plusieurs indices de qualité ont été calculés pour caractériser à la fois la réalité et la qualité photométrique à  $7$  et  $15 \mu m$ , ainsi que la confiance que l’on peut accorder aux associations entre  $7$  et  $15 \mu m$  d’une part, et entre ISO et DENIS d’autre part. Les distributions de ces indices de qualité, ainsi que celles des magnitudes à  $7$  et  $15 \mu m$  de toutes les sources du PSC sont représentées dans les Figures 2.9 (magnitudes et indices de qualité à  $7$  et  $15 \mu m$ ), 2.10 (distances et indices de qualité des associations  $7$ – $15 \mu m$ ) et 2.11 (distances et indices de qualité des associations ISO–DENIS).

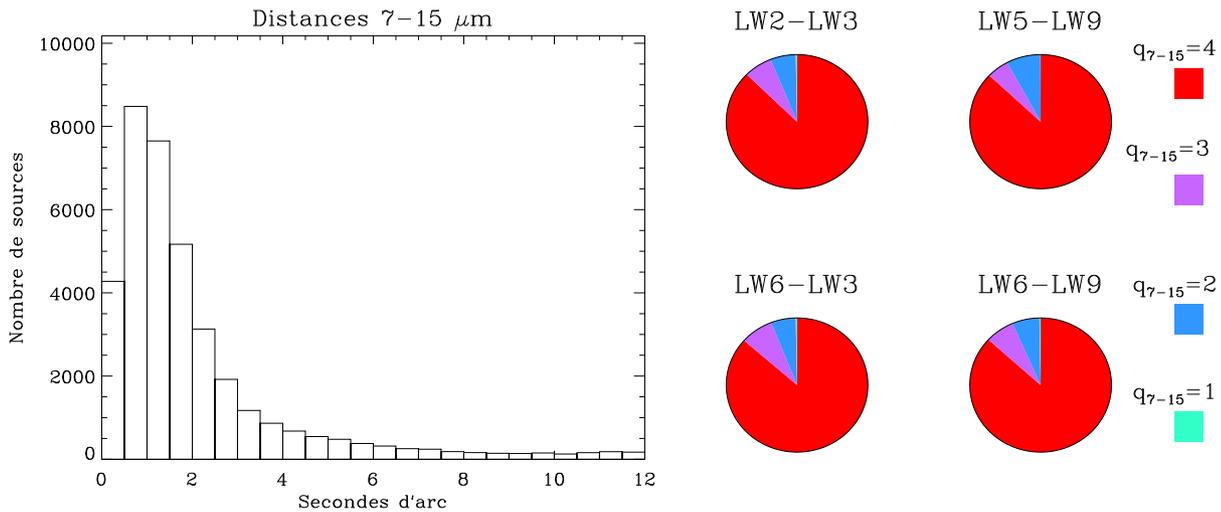


FIG. 2.10: Distribution des distances (gauche) et des indices de qualité pour les différentes combinaisons de filtres (droite) des associations  $7$ - $15 \mu m$ . L’indice de qualité  $q_{7-15}$  va de 4 (meilleure qualité) à 1 (association douteuse).

Enfin, pour chaque champ, nous avons séparé le catalogue en deux : d’une part pour la région située à l’intérieur des limites strictes définies pour éviter tout problème lié aux effets de bord (catalogue “regular”), et d’autre part le catalogue des sources situées près des bords des images (catalogue “edge”).

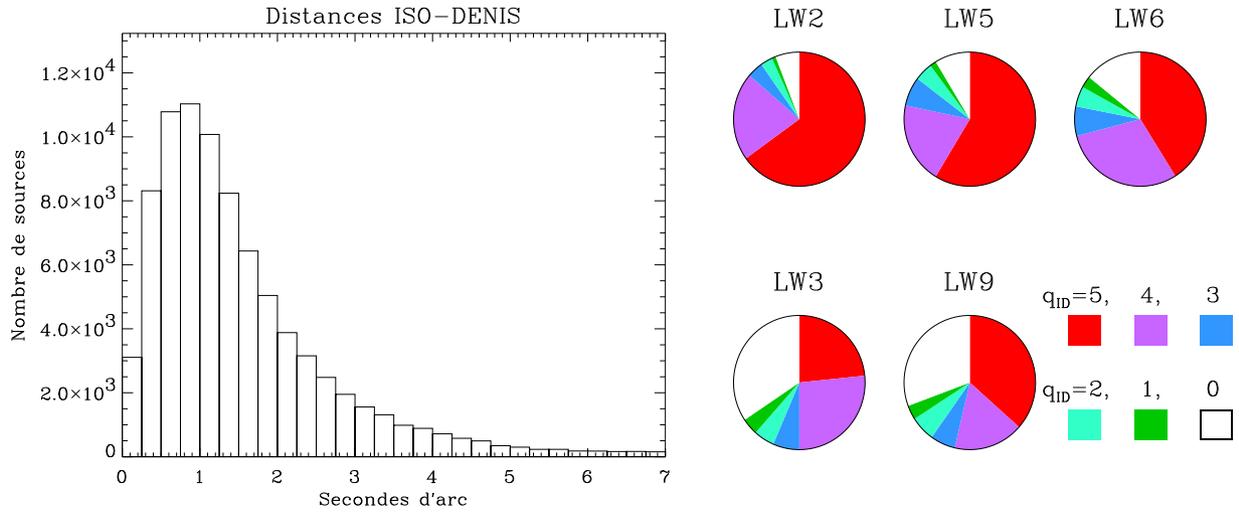


FIG. 2.11: Distribution des distances (gauche) et des indices de qualité pour les différents filtres ISO (droite) des associations ISO-DENIS. L'indice de qualité  $q_{ID}$  va de 5 (meilleure qualité) à 1 (association douteuse). Le secteur blanc correspondant à  $q_{ID} = 0$  montre la fraction de sources situées dans les régions observées par DENIS qui n'ont pas d'association.

## 2.3 Extraction des sources étendues

### 2.3.1 Les nuages sombres vus par ISOGAL

Une étude systématique des nuages sombres détectés par ISOGAL a été effectuée par Patrick Hennebelle (Hennebelle et al., 2001; Hennebelle, 2000). Pour cela, une procédure d'extraction des objets étendus par analyse en ondelettes a été appliquée sur les images ISOCAM. Le principe du traitement en ondelettes consiste à convoluer un signal à deux dimensions, par exemple une image, avec une famille de fonctions "fenêtres" (fonctions oscillantes et définies sur des supports bornés, par exemple des B-splines linéaires) dont on fait varier la taille. Ceci permet de repérer des structures étendues à différentes échelles, et en associant des objets détectés à la même position pour plusieurs échelles, on peut reconstituer la morphologie d'objets étendus complexes.

Pour l'extraction des nuages sombres, c'est-à-dire des structures vues en absorption devant le fond diffus, P. Hennebelle a commencé par soustraire un fond continu aux images, calculé avec un filtre médian. Ceci permet d'éliminer toutes les sources, ponctuelles ou étendues, vues en émission et de ne conserver que le signal négatif par rapport à ce fond. L'analyse en ondelettes fonctionne alors assez bien pour traiter les différents objets isolément, et cette étude résulta en un catalogue d'environ 450 nuages sombres,

dont la distribution semble corrélée avec d'autres traceurs de formation stellaire récente (Hennebelle et al., 2001). En outre, une estimation des coefficients d'extinction à 7 et 15  $\mu m$  a pu être tirée de l'analyse systématique des propriétés de ces nuages.

### 2.3.2 Extraction des objets étendus par analyse en ondelettes

Le même type de procédure peut être appliqué pour extraire les structures étendues vues en émission. Cependant, la densité de sources ponctuelles dans les champs ISOGAL est tellement élevée qu'il est quasiment impossible d'isoler les objets étendus, comme l'ont montré les tests que j'ai effectués dans quelques champs.

En outre, les problèmes de sous-échantillonnage déjà mentionnés au § 2.2.2 limitent sérieusement la précision que l'on peut atteindre sur l'analyse des sources étendues. Par conséquent, ce type de traitement pourra être appliqué bien plus efficacement sur des images retraitées et projetées sur des pixels plus petits, à partir desquelles une deuxième version du catalogue de sources ponctuelles (actuellement en construction, voir § 5.1), et un catalogue de sources étendues pourront être extraits et publiés. Nous nous limiterons donc dans le travail présenté ici à des considérations qualitatives sur les structures étendues (par exemple présence d'émission diffuse autour d'une source ponctuelle), et aux sources dont l'extension est faible (voir ci-dessous).

### 2.3.3 Sélection des objets de faible extension dans le catalogue de sources ponctuelles

L'incertitude  $\sigma$  sur la mesure des magnitudes des sources (voir § 2.2.2), d'autant plus élevée que le profil d'une source s'écarte du profil idéal représenté par la PSF, peut être reliée à l'extension spatiale des sources. Des valeurs élevées de  $\sigma$  peuvent s'expliquer par un mauvais rapport signal sur bruit pour des sources faibles, mais pour les sources les plus brillantes, elles indiquent en général qu'il ne s'agit pas de sources réellement ponctuelles. Cela peut provenir d'une confusion entre deux sources proches pas vraiment résolues, ou bien traduire une extension spatiale légèrement supérieure à la résolution du télescope, avec des tailles typiques de 10 à 20". On montre sur la Figure 2.12 deux exemples de ce genre de sources. Leur profil est comparé à celui de la PSF, tandis que l'ajustement d'une gaussienne permet de mesurer la largeur (FWHM) de ces sources : pour 174627.8-283609 ([15] = 0,39 et  $\sigma = 0,18$ ), on trouve 5,6 pixels ( $\sim 17''$ ), et pour 174628.4-283920 ([15] = -0,24 et  $\sigma = 0,11$ ) on trouve 4,0 pixels (12").

La photométrie obtenue par ajustement de PSF pour ce type de source sous-estime leur flux car seul le pic central est bien ajusté. Seule la photométrie d'ouverture permet de déterminer le flux total, mais ce type de méthode est rendu particulièrement complexe dans le cas des observations ISOGAL par la densité élevée de sources et la présence d'émission diffuse. Comme nous le verrons dans le § 3.3.2, la différence entre les magnitudes

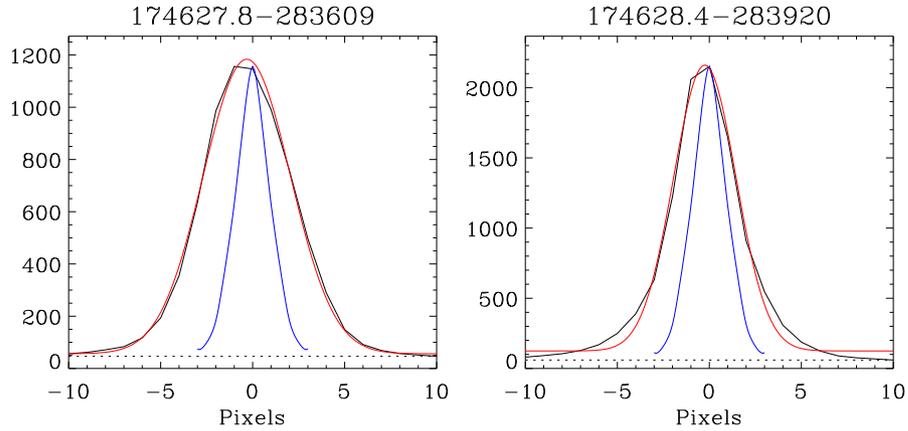


FIG. 2.12: Exemples de sources étendues à  $15 \mu m$  extraites dans le PSC. Les courbes noires montrent les coupes de ces sources dans une direction arbitraire, les courbes bleues correspondant au profil de la PSF ajusté sur le point maximum, et les courbes rouges sont des gaussiennes, ajustées sur les sources pour estimer leur largeur (voir texte).

mesurées par photométrie d'ouverture et par ajustement de PSF peut atteindre 1–2 mag pour les sources les plus brillantes ayant un  $\sigma$  de l'ordre de 0,15–0,2 mag. La magnitude doit donc impérativement être mesurée par photométrie d'ouverture pour pouvoir tirer des conclusions sur les propriétés physiques de ce type de source.

## 2.4 Les diagrammes magnitude couleur

### 2.4.1 Introduction

#### Définitions

Lorsqu'on effectue des observations de photométrie, on mesure dans un premier temps le **flux**  $\mathcal{F}$  provenant d'une source astronomique, c'est-à-dire la quantité d'énergie intégrée sur la bande passante du filtre utilisé que l'on reçoit par unité de temps et par unité de surface. Ce flux dépend de la largeur et des caractéristiques du filtre, donc du dispositif expérimental. Pour considérer une grandeur propre à la source observée, on convertit cette mesure en **densité de flux**, exprimée par intervalle de longueur d'onde (on la note alors  $F_\lambda$ ) ou par intervalle de fréquence (notée  $F_\nu$ ); il s'agit donc en quelque sorte d'une densité *chromatique* de flux. Pour effectuer cette conversion, on est obligé de faire une hypothèse sur la forme, *a priori* inconnue, du spectre de la source à l'intérieur de la bande passante. La convention utilisée couramment dans le domaine infrarouge, notamment pour les filtres

ISOCAM, suppose que la distribution spectrale de la source est en  $\lambda^{-1}$  :

$$F_\lambda \propto \lambda^{-1} \Rightarrow F_\lambda = \frac{1}{\lambda_{ref}} \times \frac{\mathcal{F}}{\int [R(\lambda)/\lambda] d\lambda} \quad (2.9)$$

où  $R(\lambda)$  est la réponse spectrale du filtre, et  $\lambda_{ref}$  est la longueur d'onde de référence du filtre considéré. Dans le cas d'ISOCAM, les longueurs d'onde de référence ont été choisies de façon arbitraire (Moneti et al., 1997), mais sont assez proches des longueurs d'onde isophotales  $\lambda_{iso}$ , définies de sorte que :

$$V(\lambda_{iso}) = \frac{\mathcal{F}^0}{\int R(\lambda) d\lambda} \quad (2.10)$$

où  $V(\lambda)$  désigne la distribution spectrale d'énergie de Vega et  $\mathcal{F}^0$  son flux intégré dans le filtre. Notons que l'hypothèse  $F_\lambda \propto \lambda^{-1}$ , correspondant à une distribution d'énergie  $\lambda F_\lambda$  constante, n'est pas très adaptée à la plupart des sources observées, et qu'en toute rigueur une correction, dite "de couleur", doit être apportée aux données. Cette correction peut atteindre 40% pour les filtres larges (Moneti et al., 1997) et pour les sources les plus froides, par exemple pour un corps noir de 200 K avec le filtre LW2 (Blommaert et al., 2001, Annexe A).

Les deux expressions possibles de la densité de flux sont reliées simplement par :

$$\lambda \times F_\lambda = \nu \times F_\nu \quad (2.11)$$

La conversion entre densité de flux et **magnitude**, échelle logarithmique dont la référence est appelée point zéro, peut s'exprimer de deux façons, selon que l'on exprime, comme dans le Tableau 2.1, le point zéro en magnitude,  $zp(\nu)$  :

$$mag = zp(\nu) - 2,5 \times \log F_\nu \quad (2.12)$$

ou en densité de flux (donc en  $\text{W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1}$ , ou en unité multiple ou sous-multiple, par exemple  $1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1}$ ),  $F_\nu^0$  qui correspond alors à la densité de flux d'une source dont la magnitude vaut zéro :

$$mag = -2,5 \times \log \frac{F_\nu}{F_\nu^0} \quad (2.13)$$

Dans les deux cas,  $\log$  désigne le logarithme décimal.

Lorsqu'on dispose de plusieurs magnitudes, mesurées à plusieurs longueurs d'onde, on peut alors définir la **couleur** d'une source comme la différence entre deux magnitudes à deux longueurs d'onde différente. Elle peut s'exprimer, en utilisant l'équation (2.12), sous la forme :

$$mag(\lambda_1) - mag(\lambda_2) = zp(\nu)(\lambda_1) - zp(\nu)(\lambda_2) - 2,5 \times \log \left( \frac{F_\nu(\lambda_1)}{F_\nu(\lambda_2)} \right) \quad (2.14)$$

Enfin, la densité de flux est reliée à la **brillance de surface** émise par la sources selon :

$$F_\nu = \Omega \times B_\nu \quad (2.15)$$

où  $\Omega$  est l'angle solide sous lequel on voit la source. Par conséquent :

$$\frac{F_\nu(\lambda_1)}{F_\nu(\lambda_2)} = \frac{B_\nu(\lambda_1)}{B_\nu(\lambda_2)} \quad (2.16)$$

### Notations et exemple du corps noir

Dans le cas d'une source émettant comme un corps noir, la brillance de surface vérifie la loi de Planck :

$$B_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) - 1} \quad (2.17)$$

On peut aussi exprimer cette loi en fonction de la longueur d'onde :

$$B_\nu(\lambda) = \frac{2hc}{\lambda^3} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda}\right) - 1} \quad (2.18)$$

D'où l'on déduit l'expression de la couleur :

$$mag(\lambda_1) - mag(\lambda_2) = zp_{(\nu)}(\lambda_1) - zp_{(\nu)}(\lambda_2) - 2,5 \times \log \left[ \left( \frac{\lambda_2}{\lambda_1} \right)^3 \frac{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_2}\right) - 1}{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_1}\right) - 1} \right] \quad (2.19)$$

où le log est un logarithme décimal. On peut l'écrire sous la forme :

$$\begin{aligned} mag(\lambda_1) - mag(\lambda_2) &= zp_{(\nu)}(\lambda_1) - zp_{(\nu)}(\lambda_2) + 7,5 \times \log\left(\frac{\lambda_1}{\lambda_2}\right) + 2,5 \times \log \left[ \frac{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_1}\right) - 1}{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_2}\right) - 1} \right] \\ &= \alpha + 2,5 \times \log \left[ \frac{\exp(k_1/T) - 1}{\exp(k_2/T) - 1} \right] \end{aligned} \quad (2.20)$$

Les magnitudes des sources ISOGAL, dans les filtres centrés autour de  $7 \mu m$  et  $15 \mu m$ , seront notées respectivement [7] et [15], alors que les magnitudes dans les filtres des domaines visible et infrarouge proche seront simplement notées  $B, V, I, J, H, K$  et  $K_s$ . La couleur [7]–[15] jouera un rôle fondamental dans cette étude, et on peut calculer sa valeur pour un corps noir à une température  $T$  en remplaçant dans l'équation (2.20)  $\lambda_i$  et  $zp_{(\nu)}(\lambda_i)$  par les valeurs données pour les filtres LW2 et LW3 dans le Tableau 2.1 :

$$[7] - [15] = 2,5 \times \log \left( \frac{\exp\frac{2148}{T} - 1}{\exp\frac{1006}{T} - 1} \right) - 0,82 \quad (2.21)$$

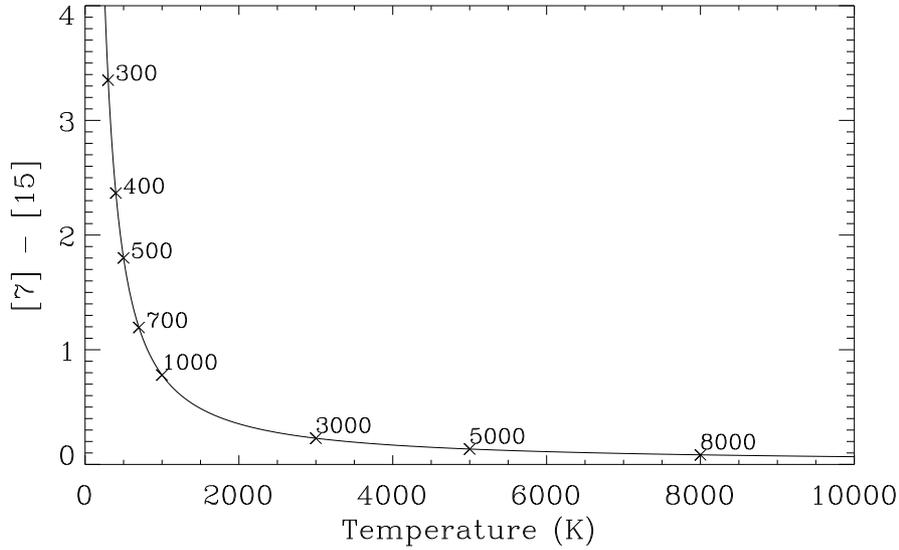


FIG. 2.13: Couleur  $[7]-[15]$  en fonction de la température d'un corps noir.

TAB. 2.5: Valeurs de  $[7]-[15]$  (avec les filtres LW2 et LW3) pour des corps noirs à différentes températures, entre 20 et 100000 K.

T [K]	$[7]-[15]$	T [K]	$[7]-[15]$	T [K]	$[7]-[15]$	T [K]	$[7]-[15]$
20	61.18	200	5.39	700	1.19	8000	0.084
50	23.98	300	3.35	1000	0.78	10000	0.067
100	11.58	400	2.37	3000	0.23	30000	0.024
150	7.45	500	1.80	5000	0.134	100000	0.010

L'évolution de la couleur  $[7]-[15]$  d'après cette loi est représentée pour des températures comprises entre 200 et 10000 K sur la Figure 2.13, et quelques exemples de valeurs sont donnés dans le Tableau 2.5.

On peut établir des relations similaires pour les couleurs  $[7]-[15]$  obtenues avec d'autres combinaisons de filtres à 7 et 15  $\mu m$ , ainsi que pour les couleurs en infrarouge proche du relevé DENIS. Pour ces dernières, on calcule les points zéros  $zp$  à partir des  $F_\nu^0$  donnés dans la Table 1.5 par la relation :

$$\begin{aligned} zp &= 2,5 \times \log F_\nu^0 [mJy] \\ &= 7,5 + 2,5 \times \log F_\nu^0 [Jy] \end{aligned} \quad (2.22)$$

On obtient :

$$zp(I) = 15,99 \quad zp(J) = 15,51 \quad zp(K_s) = 14,56 \quad (2.23)$$

Les valeurs numériques des paramètres de l'équation (2.20) pour les différentes combinaisons de filtres sont données dans le Tableau 2.6, avec des exemples de couleurs pour quelques températures.

TAB. 2.6: Coefficients de la loi donnant la couleur en fonction de la température (voir équation (2.20)) pour toutes les combinaisons de filtres, et valeurs des couleurs pour des corps noirs à 300, 1000, 3000 et 10000 K.

couleur	$\alpha$	$k_1$	$k_2$	300 K	1000 K	3000 K	10000 K
LW2 - LW3	-0,82	2148	1006	3.35	0.78	0.23	0.067
LW5 - LW9	-0,90	2116	966	3.31	0.73	0.18	0.015
LW6 - LW3	-0,74	1869	1006	2.42	0.51	0.10	-0.020
LW6 - LW9	-0,75	1869	966	2.56	0.57	0.14	0.017
$I - J$	-0,95	18194	11719	22.5	6.08	1.41	-0.037
$J - K_s$	-0,87	11719	6709	17.3	4.57	1.04	0.049
$K_s - LW2$	-1,54	6709	2148	15,0	3.55	0.72	-0.038
$K_s - LW3$	-2,36	6709	1006	18.3	4.32	0.94	0.030

Les couleurs, qui ne dépendent pas directement de la distance, sont très utiles pour caractériser un ensemble de sources. On peut notamment reporter simultanément sur un diagramme les magnitudes mesurées dans une bande et les couleurs d'un échantillon d'objets. De tels diagrammes, appelés diagrammes magnitude couleur, sont très similaires au diagramme de Hertzsprung-Russel (HR), où l'on représente la luminosité en fonction de la température effective (ou de façon équivalente, du type spectral), et qui fait apparaître très clairement les différentes étapes de l'évolution stellaire (voir Figure 2.14; voir aussi Figure 1.4). Puisque toutes les étoiles d'un type spectral et d'une classe de luminosité (naine, géante, supergéante) donnés ont les mêmes couleurs (abstraction faite de possibles effets de la poussière) et la même luminosité, représenter la magnitude absolue en fonction d'une couleur revient bien au même que le diagramme HR. La principale difficulté pour réaliser de tels diagrammes vient de l'incertitude sur la distance des sources, donc sur le rapport entre magnitude apparente et magnitude absolue. On peut toutefois s'affranchir de ce problème lorsque toutes les sources sont situées à la même distance de l'observateur, si l'on s'intéresse à un amas d'étoiles, ou à celles du Bulbe Galactique interne par exemple. D'autre part, les effets de l'extinction interstellaire varient fortement avec la longueur d'onde, et affectent par conséquent les couleurs observées. Il est donc nécessaire de corriger ces effets (ou "déroutir" les magnitudes observées) pour faciliter l'interprétation d'un tel diagramme.

À partir des données ISOGAL, on peut en particulier construire le diagramme [15] en fonction de [7]–[15]. La similitude entre ce diagramme, construit avec des magnitudes mesurées dans l'infrarouge, et le diagramme HR n'est pas évidente. En effet, on retrouve

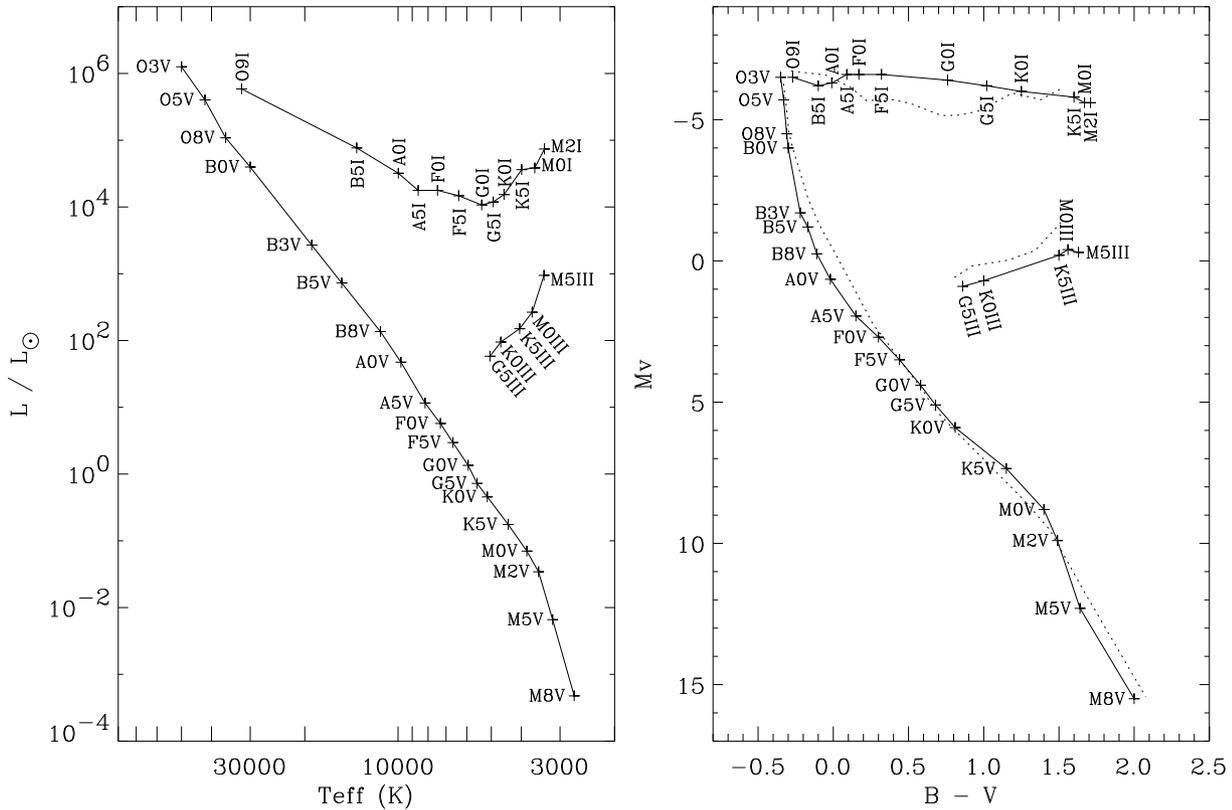


FIG. 2.14: *Gauche* : Diagramme de Hertprung-Russel (HR) exprimé en luminosité versus température effective. Les positions des sources selon leur type spectral et leur classe de luminosité sont reportées (d'après les données de AQ (2000), Tables 15.7 et 15.8). La classe V correspond à la séquence principale (étoiles naines), la classe III à la branche des géantes et la classe I aux supergéantes. *Droite* : diagramme magnitude couleur  $M_V$  (magnitude *absolue* dans la bande V) sur  $B - V$  pour les mêmes types d'étoiles placées à 10 pc. Les courbes en trait plein ont été construites à partir des magnitudes  $B$  et  $V$  tabulées par AQ (2000), alors que les courbes en pointillés ont été calculées à l'aide de la loi d'émission d'un corps noir en prenant les paramètres ( $T_{eff}$  et  $R$ ) donnés par AQ (2000). Les valeurs pour les géantes et les supergéantes sont représentées pour des masses typiques, elles dépendent fortement de la masse.

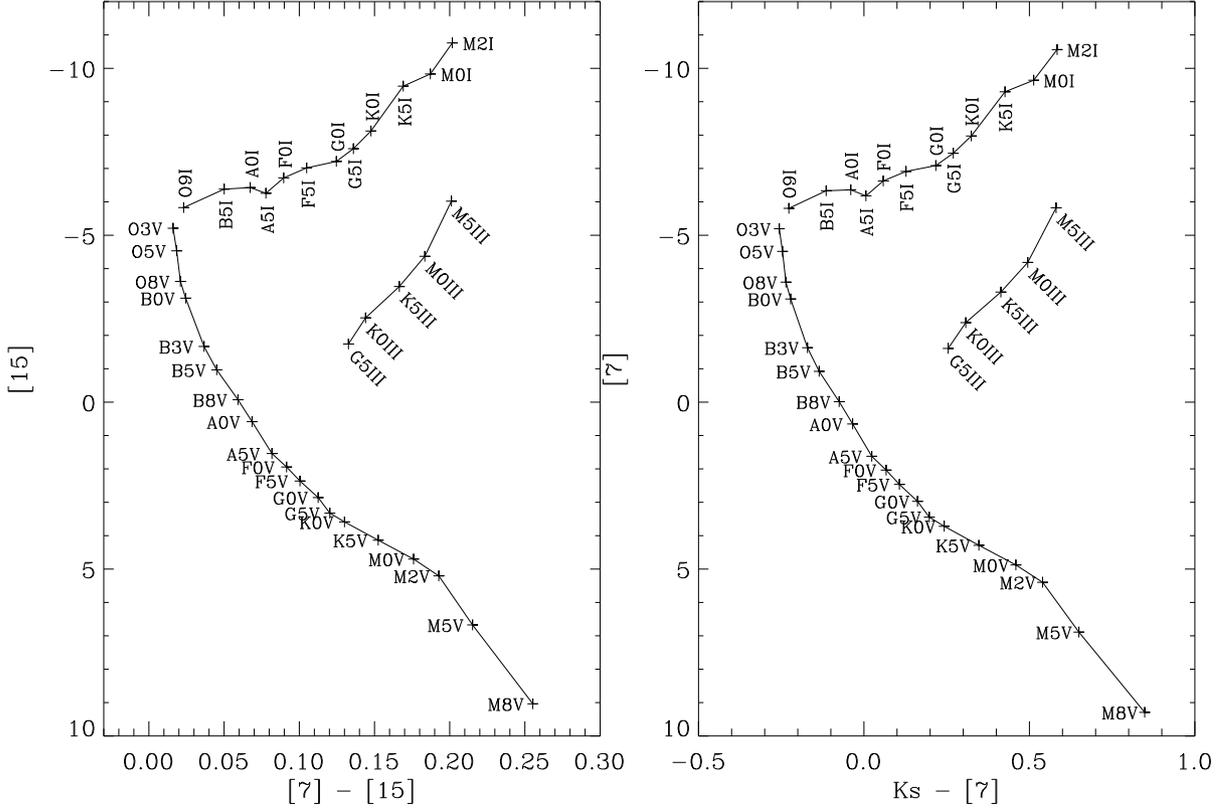


FIG. 2.15: Diagrammes magnitude couleur  $[15] / [7]-[15]$  (gauche) et  $[7] / K_s-[7]$  (droite) théoriques, calculés pour les filtres LW2, LW3 d'ISOCAM et  $K_s$  de DENIS dans l'approximation du corps noir.

sans problème la séquence principale et les différentes séquences de fin d'évolution stellaire sur un diagramme  $V$  sur  $B - V$  par exemple (Figure 2.14), mais la lumière détectée dans l'infrarouge provient souvent principalement des enveloppes circumstellaires contenant de la poussière, et non des photosphères des étoiles. On peut toutefois essayer de prédire comment apparaîtraient les étoiles dans les bandes ISOGAL si elles n'étaient pas entourées de poussière, en utilisant l'approximation du corps noir pour leur photosphère.

Si l'on considère que la lumière provenant d'une étoile est celle d'un corps noir à la température effective de sa photosphère, on peut alors utiliser la loi de Planck, qui donne la brillance de surface en fonction de la fréquence (équation (2.17)). La densité de flux est alors obtenue par :

$$F_\nu = \Omega \times B_\nu \quad (\Omega \text{ en sr}) \quad (2.24)$$

où  $\Omega$  est l'angle solide sous lequel on voit la source, et peut s'exprimer par :

$$\Omega = \pi \frac{R^2}{d^2} \quad (2.25)$$

où  $R$  est le rayon de l'étoile et  $d$  est la distance qui la sépare de l'observateur. En prenant les valeurs standard des rayons et températures des étoiles des différentes classes spectrales données dans AQ (2000), et en considérant des étoiles situées à une distance de 10 pc, on peut alors construire des diagrammes magnitude couleur dans l'infrarouge, comme ceux représentés Figure 2.15.

On peut voir sur ces diagrammes que s'il n'y avait pas de poussière, les étoiles auraient toutes des couleurs infrarouges très proches de zéro ; ceci est particulièrement vrai pour la couleur  $[7]-[15]$ , alors que la couleur  $K_s-[7]$  présente des variations un peu plus grandes, mais il faut noter que les effets de l'extinction interstellaire deviennent bien plus importants dans l'infrarouge proche que dans l'infrarouge moyen, ce qui rend difficile l'interprétation des couleurs  $K_s-[7]$  observées.

Ces diagrammes apportent un autre enseignement intéressant, concernant la sensibilité d'ISOGAL aux différentes classes de sources. Avec des magnitudes limites typiques de l'ordre de 9,5 à 7  $\mu m$  et 8 à 15  $\mu m$  (Figure 2.8 et § 2.2.8), ISOGAL pourrait détecter tous les types d'étoiles à une distance de 10 pc (les détecteurs seraient fortement saturés par les étoiles O ou B, les géantes et les supergéantes). Plus important, les étoiles géantes de type M5III par exemple, avec des magnitudes absolues (i.e. quand elles sont placées à une distance de 10 pc) à 7 et 15  $\mu m$  de l'ordre de -6 (toujours en faisant abstraction de la poussière qui les entoure) peuvent être détectées à 15  $\mu m$  jusqu'à environ 6 kpc, et à 7  $\mu m$  jusqu'à plus de 12 kpc, donc en particulier dans tout le Bulbe Galactique tant que l'extinction interstellaire ne dépasse pas 1 mag à 7  $\mu m$ . Enfin, les supergéantes M, avec une magnitude absolue à 15  $\mu m$  inférieure à -10 pour les plus brillantes, pourraient être détectées jusqu'à une distance de 30 kpc, c'est-à-dire jusqu'aux confins de la Galaxie.

Ce type d'étoile présente un intérêt particulier pour l'étude de la formation stellaire récente, car une supergéante de type spectral entre K5I et M2I a une masse - lorsqu'elle est au stade de supergéante - de l'ordre de 15  $M_\odot$  (AQ, 2000, Table 15.8), et provient donc d'une étoile ayant une masse *initiale* encore plus grande. Or ces étoiles massives ne passent qu'environ 10 millions d'années sur la séquence principale, et elles ont donc forcément été formées dans un passé relativement proche.

### Influence de la poussière, cas du corps gris

Cependant, la plupart des sources que nous détectons avec ISO ne se trouvent pas sur la séquence principale, et ne peuvent pas être modélisées par un simple corps noir. Elles sont en revanche considérablement plus lumineuses, spécialement à 15  $\mu m$ , que les étoiles de même masse sur la séquence principale. Même si le diagramme magnitude couleur [15]

/ [7]–[15] et les autres diagrammes combinant les données DENIS et ISOGAL ne peuvent être directement reliés au diagramme HR, on y voit apparaître plusieurs séquences, que l'on peut identifier à différents types de sources. Ainsi, l'étude d'un champ situé à  $(l, b) = (0.0^\circ, +1.0^\circ)$  a permis de montrer que la principale séquence visible sur le diagramme [15] / [7]–[15] correspond à la branche asymptotique des géantes (AGB), et que les sources les plus faibles correspondent à des géantes rouges, alors que les couleurs [7]–[15] et plus encore  $(K_s - [15])_0$  (où  $_0$  signifie après correction de l'extinction) sont directement liées au taux de perte de masse de ces étoiles (Omont et al., 1999).

De plus, les sources ISOGAL que l'on interprète comme des étoiles en formation (voir chapitre suivant), quand elles sont dans la région du Centre Galactique - soit à une distance typique de 8,5 kpc, ont des luminosités de l'ordre de  $10^3$  à  $10^6 L_\odot$ . Ceci correspond exactement à l'intervalle de luminosité des étoiles O et B (voir Table 1.4). De façon générale, on peut souvent représenter l'émission de telles sources par des corps gris optiquement minces dans l'infrarouge lointain, pour lesquels la brillance de surface en fonction de la fréquence s'exprime par :

$$F_\nu = C\nu^\beta B_\nu(T, \nu) \quad (2.26)$$

où  $C$  est une constante,  $\beta$  est l'indice spectral de l'émissivité des poussières et  $B_\nu(T, \nu)$  est la loi d'émission d'un corps noir à la température  $T$ . Ce type de loi reproduit bien l'émission observée de la poussière interstellaire dans l'infrarouge et le submillimétrique. Le paramètre  $\beta$  dépend de la composition et de la taille des grains de poussière, ainsi que de leur température (Jones, 2002), et varie avec la longueur d'onde. De plus, des bandes d'absorption et d'émission apparaissent dans le domaine  $5 \mu m < \lambda < 20 \mu m$ , et se superposent à l'émission continue thermique des poussières.

La loi donnée par l'équation (2.26), avec des valeurs typiques de l'ordre de  $\beta \sim 2$  pour  $\lambda > 200 \mu m$  et  $\beta \sim 1$  pour  $\lambda < 200 \mu m$  (Hildebrand, 1983), fournit toutefois une première approximation correcte de la distribution spectrale d'énergie rayonnée par les poussières interstellaires. Ce modèle simple, avec  $\beta = 1$ , pourra donc être utilisé pour déterminer certains paramètres physiques, telle la température, des sources poussiéreuses vues par ISOGAL.

Les distributions spectrales d'énergie entre 1 et 500  $\mu m$  de corps gris avec  $\beta = 1$  à différentes températures sont comparées à celles de corps noirs sur la Figure 2.16. On peut voir que le terme  $\nu^\beta$  provoque à la fois une pente plus raide vers les grandes longueurs d'onde, et un déplacement du maximum d'énergie vers les plus courtes longueurs d'onde par rapport à l'émission d'un corps noir de même température. La longueur d'onde  $\lambda_m$  où  $\nu B_\nu$  est maximum est en effet reliée à la température par :

$$\begin{cases} \lambda_m T = 3670 \mu m K & \text{pour un corps noir} \\ \lambda_m T = 2900 \mu m K & \text{pour un corps gris avec } \beta=1 \end{cases} \quad (2.27)$$

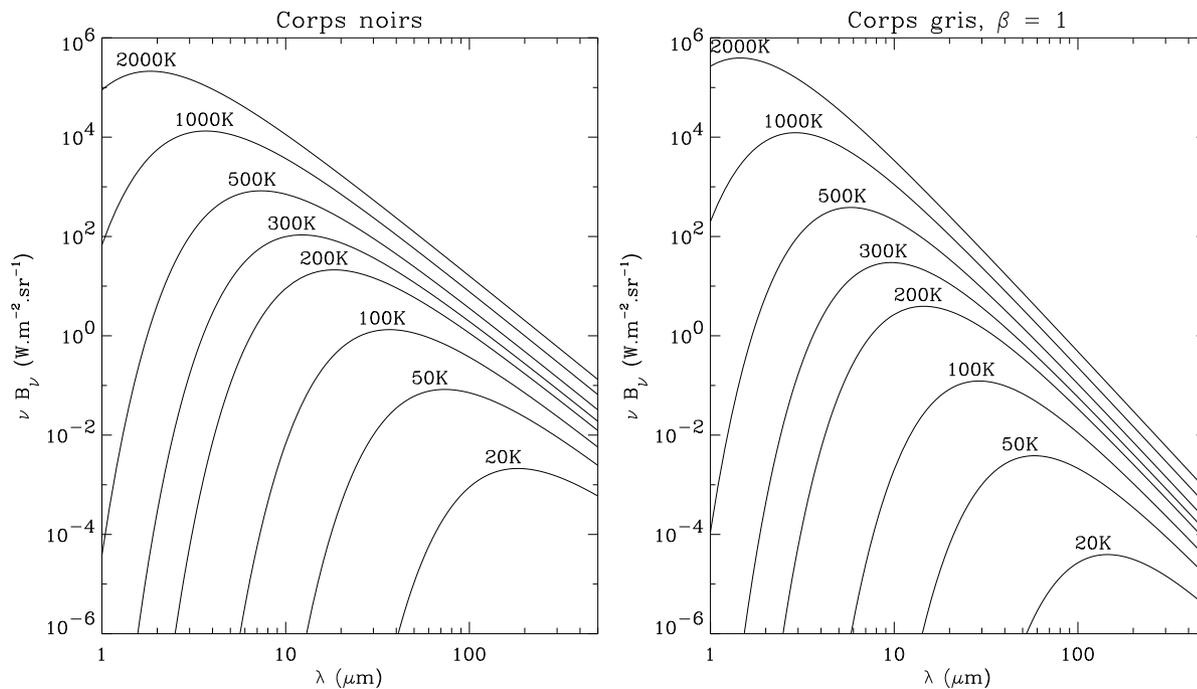


FIG. 2.16: Distributions spectrales d'énergie de corps noirs (gauche) et de corps gris avec  $\beta=1$  (droite) à différentes températures.

## 2.4.2 Les diagrammes couleur couleur

Lorsqu'on dispose d'au moins trois magnitudes correspondant à autant de longueurs d'onde, il devient possible de construire des diagrammes couleur couleur. L'association des données ISO avec les données en infrarouge proche du relevé DENIS notamment, permet de construire un grand nombre de diagrammes en combinant les cinq magnitudes disponibles. On retiendra par exemple les diagrammes  $J-K_s$  sur [7]–[15], qui fait apparaître à la fois les excès en infrarouge proche et en infrarouge moyen, et  $I-J$  ou  $J-K_s$  sur  $K_s$ –[15], qui fait ressortir la perte de masse, ou plus généralement la poussière circumstellaire.

Ce type de diagramme n'est pas équivalent à un diagramme HR, car la luminosité des sources n'y figure pas. En revanche, comme les données représentées ne sont que des couleurs, on n'est plus confronté aux problèmes liés à l'incertitude sur la distance des sources. Les positions de corps noirs à différentes températures sur deux diagrammes de ce type sont représentées Figure 2.17. Dans l'approximation du corps noir (c'est-à-dire sans tenir compte de la présence de poussière circumstellaire, ni des bandes moléculaires),

on ne peut plus faire la différence entre les naines, les géantes et les supergéantes puisque la seule chose qui les différencie est leur luminosité.

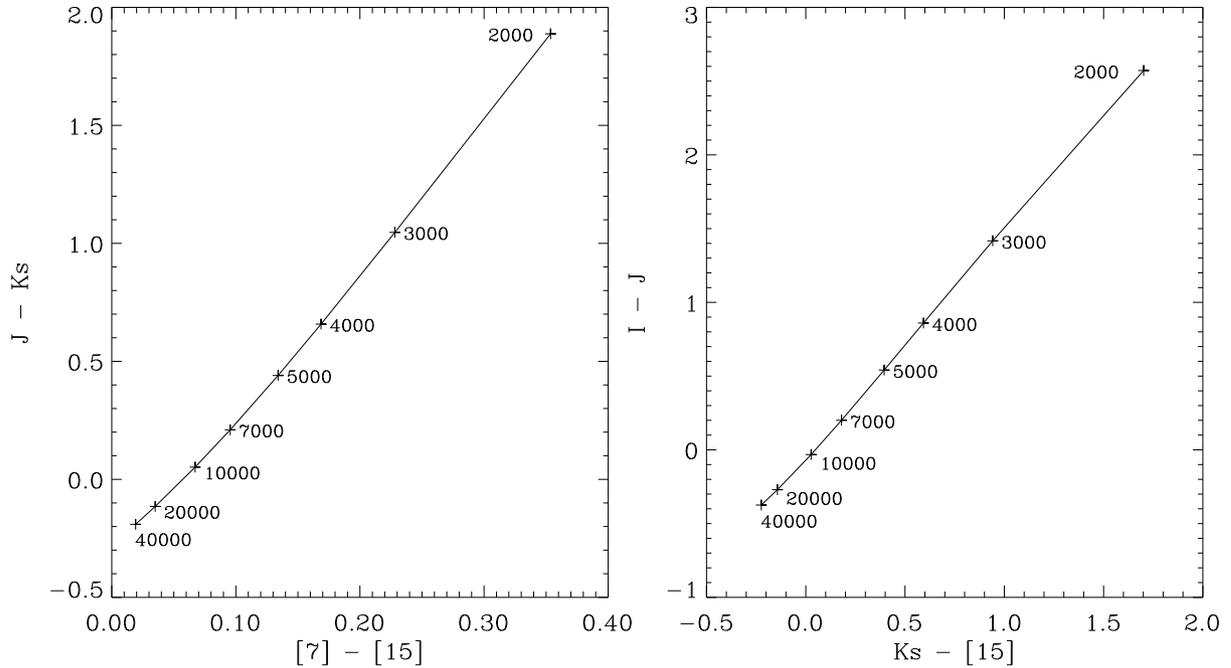


FIG. 2.17: Positions dans les diagrammes couleur couleur  $J-K_s$  sur  $[7]-[15]$  (gauche) et  $I-J$  sur  $K_s-[15]$  (droite) de corps noirs à différentes températures (exprimées en K), calculés pour les filtres LW2, LW3 d'ISOCAM,  $I$ ,  $J$  et  $K_s$  de DENIS.

Finalement, en ajoutant aux données ISO celles de DENIS, mais aussi celles d'autres relevés, comme MSX dans l'infrarouge moyen, on peut construire une multitude de diagrammes magnitude couleur et couleur couleur. On arrive alors à distinguer les effets de l'extinction interstellaire des couleurs intrinsèques des sources en analysant les principaux diagrammes.

La Figure 2.18 montre des exemples typiques de diagrammes basés sur les données ISO et DENIS dans 12 champs ISOGAL (voir aussi les diagrammes magnitude couleur  $[15]$  sur  $[7]-[15]$  pour tous les champs FC, Annexe D). On y voit apparaître plusieurs distributions ou séquences, et des variations entre celles-ci selon la position dans la Galaxie (bulbe interne, bulbe externe ou disque) révèlent clairement l'existence de populations stellaires différentes. En particulier, les sources les plus rouges en  $[7]-[15]$ , que l'on identifie à des régions de formation stellaire ou à des étoiles jeunes (voir Chapitres 3 et 4), apparaissent essentiellement dans le bulbe interne (deux dernières lignes de la Figure 2.18). D'autre part, les couleurs  $J-K_s$  et  $K_s-[15]$ , fortement affectées par l'extinction interstellaire sur la

ligne de visée, montrent une distribution nettement plus large dans les champs du Disque Galactique (lignes 3 et 4), où les lignes de visée sondent une gamme de distances plus large qu'en direction du Bulbe Galactique externe. Enfin, les incertitudes photométriques ainsi qu'une faible fraction de mauvaises associations contribuent à élargir les distributions de couleurs observées.

Sur cette figure, les sources ayant au moins un indice de qualité médiocre ( $q_7 < 3$  ou  $q_{15} < 3$  ou  $q_{7-15} < 3$  ou  $q_{ID} < 4$ ) sont indiquées par des symboles bleus. Nous verrons dans le Chapitre 3 qu'une mauvaise qualité sur la magnitude à  $15 \mu m$ , quand elle provient d'une grande incertitude photométrique  $\sigma_{15}$ , peut être utilisée comme critère de sélection des objets jeunes parmi les sources brillantes.

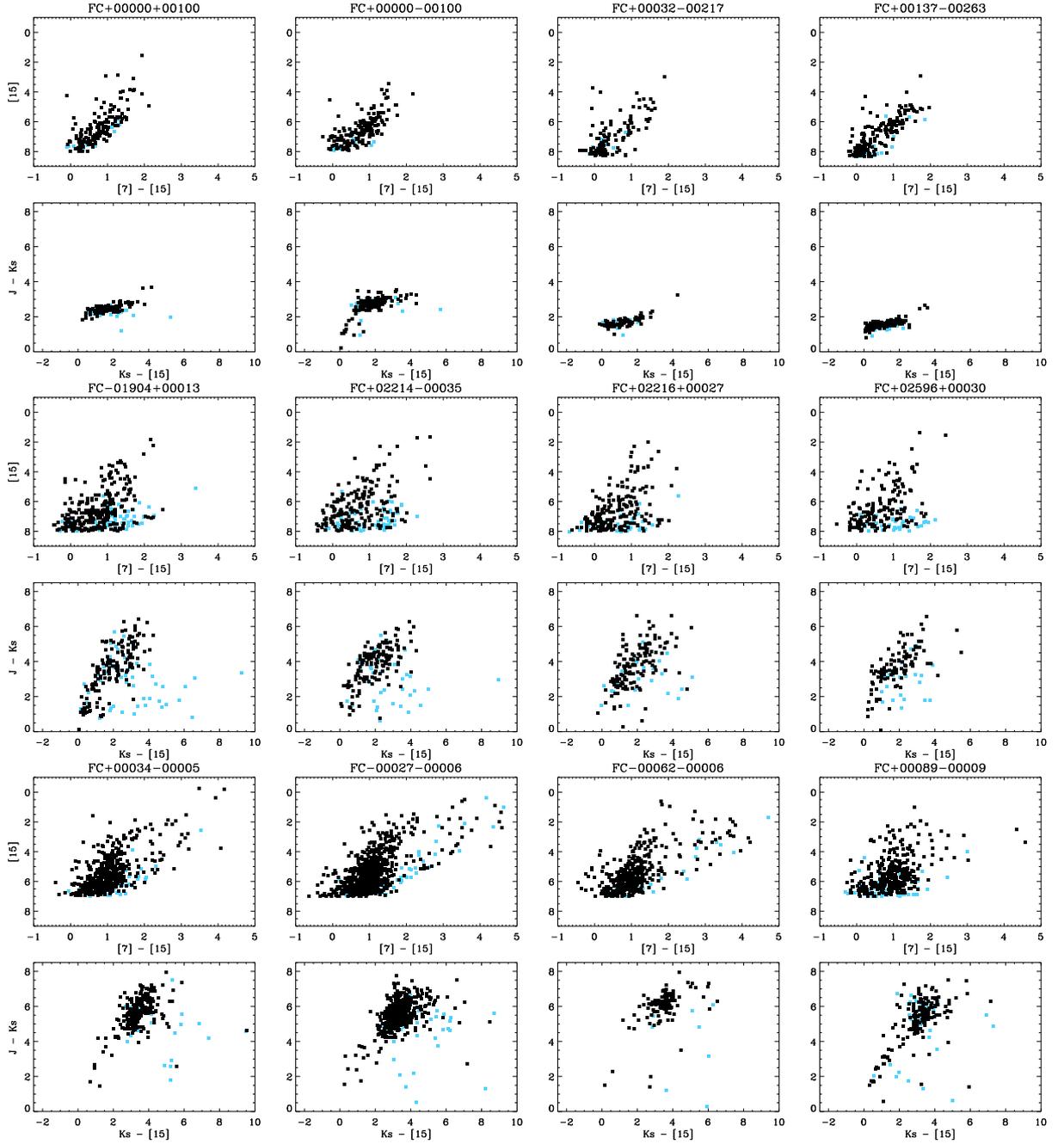


FIG. 2.18: Diagrammes magnitude couleur  $[15]$  sur  $[7]-[15]$  (lignes 1, 3 et 5) et diagrammes couleur couleur  $J-K_s$  sur  $K_s-[15]$  (lignes 2, 4 et 6) pour des exemples typiques de champs ISOGAL situés dans le bulbe externe (lignes 1 et 2), le disque (lignes 3 et 4) et le bulbe interne (lignes 5 et 6). Les symboles noirs correspondent à des sources dont tous les indices de qualité sont bons, et les symboles bleus indiquent que la qualité dans une bande ou l'association entre deux bandes peut être douteuse.



# Chapitre 3

## Formation stellaire actuelle et récente dans le Bulbe Galactique

### 3.1 Introduction

#### 3.1.1 Le Bulbe Galactique interne

La Galaxie est constituée de plusieurs composants en interaction, qui se distinguent par leur forme et leur taille, mais aussi par des populations stellaires différentes. On parle couramment du bulbe pour désigner les régions centrales, puis d'un composant sphéroïdal qui l'entoure, puis du Disque Galactique, lui-même séparé en un disque mince et un disque épais, et enfin du halo, qui délimite les parties externes de la Galaxie.

Le Bulbe Galactique a un rayon moyen d'environ 1 kpc, pour une épaisseur (ou échelle verticale) d'environ 400 pc (Frogel, 1988). En coordonnées galactiques, cela correspond environ à  $|l| < 7^\circ$  et  $|b| < 3^\circ$ . Il présente en fait une forme asymétrique triaxiale avec un allongement prononcé dans la direction de la barre Galactique. Le grand axe de celle-ci est faiblement incliné ( $\sim 15\text{--}25^\circ$ ) par rapport à la ligne de visée du Centre Galactique, avec son extrémité proche dans le premier quadrant avec  $l \sim 10\text{--}15^\circ$  et une longueur de demi-grand axe de près de  $\sim 3\text{--}4$  kpc (Englmaier et Gerhard, 1999, par exemple).

Nous nous intéresserons plus particulièrement dans ce chapitre à ce qu'on appelle couramment le bulbe interne (on parle aussi de "bulbe nucléaire" (Mezger et al., 1996)), dont le rayon est de quelques centaines de parsecs. Une telle concentration de matière centrale ressort immédiatement des images IRAS dans l'infrarouge lointain (Cox et Laureijs, 1989; Launhardt et al., 2002) et de la carte de l'émission de  $^{12}\text{CO}$  (Bitran et al., 1997). Elle est également bien visible sur les données de l'infrarouge proche après correction de l'extinction interstellaire, comme le montrent par exemple les analyses des données de COBE DIRBE par Launhardt et al. (2002) et celles de 2MASS par Alard (2001). Plus précisément, Launhardt et al. (2002) proposent que le Bulbe interne ("nucléaire") con-

siste en un disque de rayon  $230 \pm 20$  pc ( $|l| = 1, 55^\circ$ ) et une échelle de hauteur  $45 \pm 5$  pc ( $|b| = 0, 3^\circ$ ), à la fois pour les étoiles et pour le gaz moléculaire. Ceci est cohérent avec l'analyse d'Alard (2001) qui, avec la meilleure résolution des données 2MASS, identifie une légère mais nette asymétrie en longitude dans la densité projetée qu'il interprète comme reflétant une structure en barre centrale. Nous nous concentrerons donc sur le Bulbe Galactique interne ainsi défini, et plus précisément sur la région  $|l| \leq 1, 5^\circ$  et  $|b| \leq 0, 5^\circ$ , pour laquelle les observations ISOGAL sont relativement complètes (voir Figure 2.1).

Cette région a fait l'objet de nombreuses études, que ce soit pour caractériser ou modéliser la structure du centre de la Galaxie, ou pour analyser une population stellaire particulière (cf. les revues par Morris et Serabyn (1996) et Mezger et al. (1996), ainsi que Serabyn et Morris (1996), Frogel et al. (1999), Rich (1996), Philipp et al. (1999), Mezger et al. (1999), Figer (2002), van Loon et al. (2003)). Elle présente des conditions extrêmes avec des densités d'étoiles et de gaz plusieurs centaines de fois supérieures à la moyenne du Disque Galactique (masse totale d'étoiles  $\sim 1,4 \times 10^9 M_\odot$  et de gaz  $\sim 2 \times 10^7 M_\odot$ , cf. par ex. Launhardt et al. (2002)).

Parmi la grande quantité de données maintenant disponible sur cette région, on trouve des résultats d'observations réalisées sur plusieurs années pour repérer et suivre les objets variables. L'association de ces données avec le catalogue de sources ISOGAL est donc un outil très efficace pour caractériser une partie des sources détectées dans l'infrarouge. Pourtant, bien que largement étudiée, la partie centrale de la Galaxie reste encore méconnue, car la poussière interstellaire présente sur la ligne de visée provoque une extinction de plusieurs dizaines de magnitudes dans le domaine visible ; c'est pourquoi la combinaison de données des domaines visible, infrarouge et radio est essentielle pour analyser les propriétés et la distribution des différents types de sources. Les relevés infrarouges sont en particulier une ressource critique pour son étude globale. Tout récemment Alard (2001) a montré comment on pouvait faire ressortir le bulbe interne des données de 2MASS et mettre en évidence une asymétrie ; van Loon et al. (2003) ont démontré l'existence d'une population stellaire relativement jeune ( $\leq 10^9$  ans) à partir de l'analyse conjointe des sources ISOGAL et DENIS.

Nous verrons dans ce chapitre qu'il est possible d'associer un nombre assez important des sources ISOGAL avec des sources de nature connue : étoiles AGB, notamment variables à longue période et/ou étoiles OH/IR, supergéantes rouges, régions HII correspondant à des étoiles en formation. Ces différentes classes d'objets occupent des régions plus ou moins distinctes des diagrammes magnitude couleur que l'on peut construire, ce qui permet de déterminer des critères de classification relativement fiables pour les sources sans contrepartie connue.

Notre objectif principal étant ici de discuter comment les données ISOGAL peuvent contribuer à la compréhension de la formation stellaire dans le Bulbe Galactique interne et de son histoire, nous rappellerons d'abord l'état actuel de cette question.

### 3.1.2 Particularités de la formation stellaire dans le Bulbe Galactique interne

Il est bien reconnu depuis plus d’une vingtaine d’années que le Bulbe interne est le siège d’une exceptionnelle activité de formation stellaire. Les observations radio (Bitran et al., 1997; Güsten, 1989, par ex.), et dans l’infrarouge lointain (Odenwald et Fazio, 1984; Cox et Laureijs, 1989; Launhardt et al., 2002) ont démontré qu’environ 10% de toutes les étoiles massives de la Galaxie sont concentrées dans cet espace réduit, de même que  $\sim 10\%$  du gaz moléculaire. Si le taux de formation stellaire par unité de masse apparaît donc normal, les modalités de celle-ci se révèlent dramatiquement différentes de celles du Disque Galactique, avec des aspects qui pourraient s’apparenter aux galaxies à flambées de formation stellaire (“starburst”) notamment au voisinage des noyaux actifs. D’une part l’intensité des forces de marée impose pour former des condensations auto-gravitantes des densités gazeuses et des masses de Jeans bien supérieures aux valeurs classiques des nuages moléculaires géants du Disque Galactique (Morris, 1993; Güsten et Downes, 1980; Lis et Serabyn, 2001). Mais surtout il est maintenant bien établi que le panorama de la formation stellaire de cette région est fortement dominé par la présence de trois amas tout à fait exceptionnels de jeunes étoiles, âgés de 2 à 5 millions d’années, à moins de 30 pc du Centre Galactique (Amas “Central”, du Quintuplet et de l’Arche). Une bonne description du contenu de ces amas et des vues actuelles sur la formation stellaire dans le bulbe interne est donnée par exemple par Figer (2002). Chacun d’entre eux renferme environ 100 étoiles O ou davantage, soit au total environ 10% des étoiles très massives de la Galaxie, et ensemble ils représentent environ la moitié de la formation stellaire récente du bulbe interne. Avec une luminosité pouvant atteindre  $10^8 L_{\odot}$  pour un seul amas, on peut parler d’amas “starburst”. Si la formation stellaire y est maintenant arrêtée pour l’essentiel, leur luminosité et leurs vents stellaires dominant complètement l’ionisation, le chauffage, la dynamique et l’émission radio de toute la région centrale du bulbe interne (voir les Figures de l’Annexe K). Cette hyper-luminosité les a rendus totalement inobservables par ISOGAL, bien que leur influence se fasse sentir dans les champs ISOGAL proches du Centre Galactique (voir par exemple Figure K.2). Nous ne les discutons donc que marginalement dans cette étude.

Le reste de la formation stellaire actuelle est distribué dans le bulbe interne, avec une nette concentration dans quelques régions particulièrement actives, lumineuses en infrarouge lointain et en rayonnement radio thermique provenant de régions HII plus ou moins compactes, dont les plus spectaculaires sont Sgr B2, C, D & E (cf. Annexe K). Ces “sources” IRAS ou radio correspondent à de toutes jeunes étoiles massives en interaction directe avec leur nuage moléculaire parent qu’elles chauffent et ionisent. Mais elles ne contribuent qu’à une fraction de la luminosité dans l’infrarouge lointain et de l’ionisation du bulbe interne (peut-être environ 20% après soustraction de la contribution des trois amas centraux (Cox et Laureijs, 1989; Figer, 2002)). Sgr B à lui seul représente près de

la moitié de la contribution de ces sources hors amas centraux. Pour le gros du reste de l'émission diffuse dans l'infrarouge lointain et de l'ionisation, il est assez difficile de faire la part 1) du rayonnement UV des amas centraux diffusé dans tout le bulbe interne dont le milieu interstellaire est très inhomogène et donc en partie transparent pour ce rayonnement, et 2) des jeunes étoiles distribuées dans tout le bulbe interne, un peu moins jeunes et un peu moins massives que celles encore enfouies dans la poussière des régions les plus actives. L'intérêt de la sensibilité et de la résolution angulaire de relevés comme MSX et surtout ISOGAL est de faire l'inventaire de la population de très jeunes étoiles assez massives ( $\sim 20\text{--}60 M_{\odot}$ ) encore entourées de poussière, avec leur distribution dans les régions les plus actives, dans leur voisinage et dans tout le bulbe interne.

Ces régions HII enfouies et autres étoiles jeunes infrarouges reflètent la formation stellaire actuelle (moins de  $\sim 1 \times 10^6$  ans), alors que les trois amas centraux correspondent à une flambée de formation stellaire il y a  $2,5\text{--}5 \times 10^6$  ans. Comme le discute par exemple Figer (2002), le faible nombre de supergéantes rouges ( $M_{\text{bol}} < -6$ ,  $M_{\text{initiale}} > 7 M_{\odot}$ ) dans la région (cf. Section 3.6) indique que le taux de formation stellaire est resté assez faible au moins pendant la période de  $5\text{--}20 \times 10^6$  ans dans le passé. La situation est un peu plus confuse au delà de  $20 \times 10^6$  ans car il est plus difficile d'identifier avec précision les étoiles relativement jeunes du bulbe, AGB lumineuses en particulier (voir § 3.6.4). Divers travaux (Blum et al., 1996; Wood et al., 1998; Ortiz et al., 2002) semblent indiquer un taux de formation stellaire assez faible pendant la période  $10^7\text{--}10^8$  ans. Par contre d'autres études ont identifié un certain nombre d'étoiles vieilles seulement de quelques centaines de millions d'années (Haller, 1992; Frogel et al., 1999; Figer, 2002; Sjouwerman et al., 1998). En modélisant les résultats d'observations HST/NICMOS dans des champs entre  $0,1^{\circ}$  et  $0,4^{\circ}$  du Centre Galactique, Figer (2002) a montré qu'ils étaient compatibles avec un taux de formation stellaire constant moyennement élevé de  $0,05$  à  $0,1 M_{\odot}/\text{an}$ . Mais il est possible que cette valeur moyenne représente en fait, comme dans la période récente, une combinaison d'un taux moyen bas distribué dans le bulbe interne et de brusques flambées analogues à celles des trois amas centraux actuels.

Dans un tel contexte, nous allons nous efforcer de montrer dans ce chapitre comment les données de l'infrarouge moyen des relevés ISOGAL et MSX, combinées à l'infrarouge proche de DENIS et 2MASS, peuvent contribuer à l'analyse de la formation stellaire actuelle et relativement récente dans le bulbe interne : d'une part par une analyse fine des objets très jeunes de masse intermédiaire ; d'autre part par un inventaire détaillé des étoiles lumineuses évoluées de moins d'un milliard d'années environ, supergéantes rouges et étoiles AGB les plus lumineuses analogues aux étoiles OH/IR. Nous nous limiterons dans cette étude préliminaire aux étoiles moins vieilles que  $\sim 100$  millions d'années.

Nous commencerons par une étude détaillée de ces deux populations stellaires dans un champ test de la zone la plus centrale de la Galaxie, où l'on dispose d'un catalogue quasiment complet d'étoiles variables à longue période (Glass et al., 2001). La région observée couvre  $0,16 \text{ deg}^2$  autour du Centre Galactique et recouvre partiellement quatre

champs ISOGAL. Nous montrerons que ces étoiles évoluées se distinguent des objets jeunes par des critères simples, et étendrons ensuite cette analyse à l'ensemble du bulbe interne en excluant la région des amas centraux. D'autre part, nous avons effectué des observations complémentaires de spectroscopie en infrarouge proche (Schultheis et al., 2003) pour vérifier la validité de ces critères de sélection, et nous verrons les principaux résultats dans le § 3.5. Enfin, nous tenterons d'estimer un taux moyen de formation stellaire récente dans le bulbe interne à partir de l'inventaire des sources interprétées comme supergéantes rouges.

## 3.2 Identification des étoiles évoluées dans le Bulbe interne

### 3.2.1 Les étoiles variables à longue période

Parmi les nombreuses études portant sur la région centrale de la Galaxie, des observations en infrarouge proche ont été effectuées sur de grandes périodes de temps, dans le but de détecter les étoiles variables à longue période, dans une région de  $24 \times 24$  arcmin<sup>2</sup> autour du Centre Galactique (Glass et al., 2001), approximativement centrée sur Sgr A\* (coordonnées galactiques :  $(l, b) = (-0.054, -0.046)$ ). Ces observations recouvrent partiellement quatre champs ISOGAL, comme le montre la Figure 3.1.

Dans le catalogue d'étoiles variables à longue période détectées en  $K$  par Glass et al. (2001), 202 sources se trouvent dans les limites strictes des champs ISOGAL. On peut trouver une association ISOGAL dans un rayon de 3" pour 164 d'entre elles, ainsi que pour 14 étoiles LPV situées dans les régions périphériques de ces mêmes champs (catalogues "edge", cf. § 2.2.8). La plupart (148 sources) ont été détectées à 7 et 15  $\mu m$ , tandis que 7 sources sont situées dans le champ FB-00001+00018, qui n'a été observé qu'à 15  $\mu m$ ; 4 autres sources ne sont détectées qu'à 15  $\mu m$ , et apparaissent très faiblement ou proches d'une source plus forte sur les images à 7  $\mu m$ , et une cinquième est située dans la région périphérique d'un champ, ce qui justifie qu'elles n'ont pu être extraites à 7  $\mu m$ . Enfin, 18 sources n'ont été détectées qu'à 7  $\mu m$ , dont 3 situées au bord des champs ISOGAL; pour les 15 autres, la sensibilité plus faible à 15  $\mu m$ , combinée avec la variabilité des sources et des observations non simultanées à 7 et 15  $\mu m$ , expliquent ces non-détectations à 15  $\mu m$ . Les caractéristiques des LPVs associées à ISOGAL et les données extraites du catalogue sont regroupées dans l'Annexe E.

Parmi les 38 LPVs sans association dans les limites des champs, 12 apparaissent comme des sources faibles sur l'image à 7  $\mu m$  mais ne figurent pas dans le catalogue ISOGAL; pour six d'entre elles, ainsi que deux autres pour lesquelles rien n'est visible sur l'image, ces non-détectations fournissent une limite supérieure sur la densité de flux à 7  $\mu m$ . Dans cinq autres cas, la source n'a pas pu être extraite pour des raisons de confusion avec une

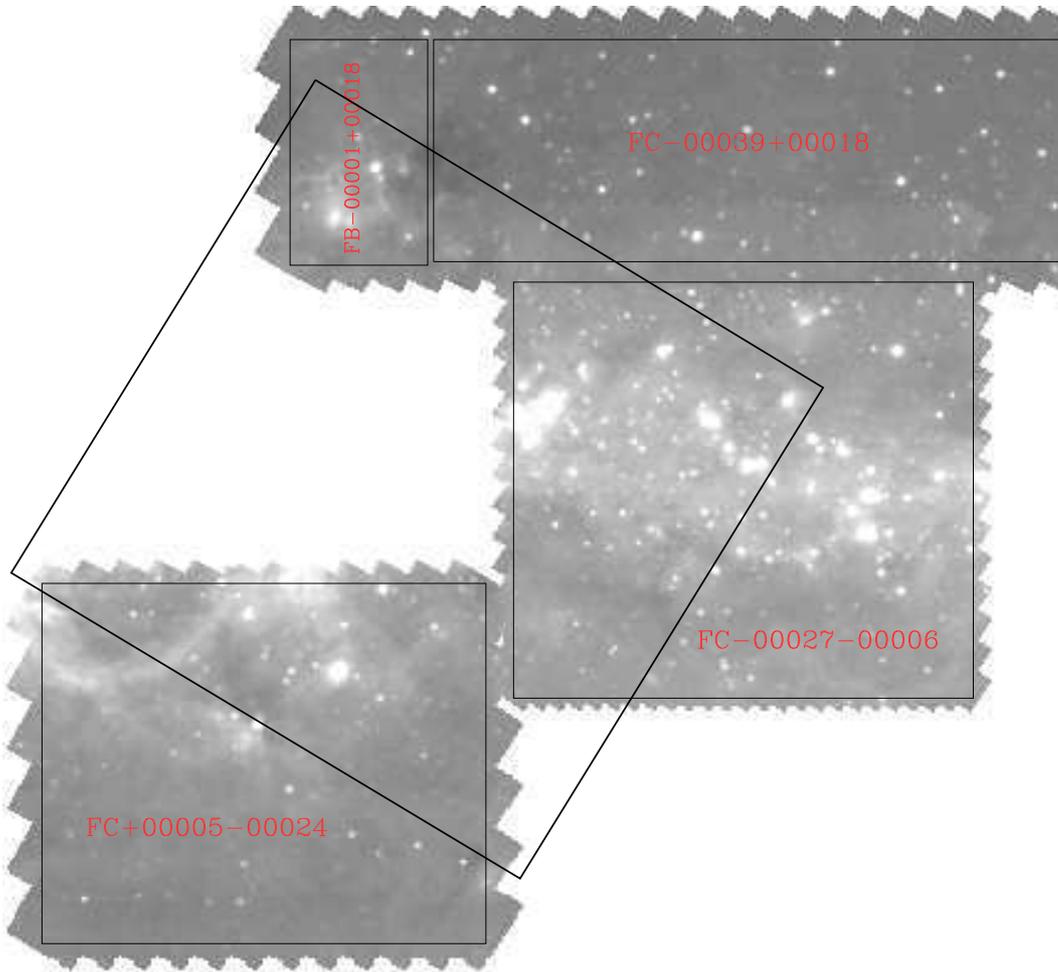


FIG. 3.1: Champs ISOGAL, indiqués par leur nom en rouge, partiellement recouverts par les observations de Glass et al. (2001), délimitées par le carré noir en traits forts. Les limites formelles des champs ISOGAL sont représentées par les rectangles noirs.

source proche plus brillante ou une zone d'émission diffuse, tandis qu'une autre source fut accidentellement rejetée parce qu'elle se trouvait là où une source brillante aurait pu créer une réplique (voir § 2.2.4). Pour les 24 dernières sources, on peut trouver une association entre  $3''$  et au maximum  $10''$ , mais nous ne considérerons pas ces associations comme valides, car avec une densité typique à  $7 \mu m$   $n_7 \approx 20\,000$  sources par  $\text{deg}^2$  dans cette région, la probabilité de trouver une source dans un rayon de  $6''$  par exemple atteint déjà 17%. Il est probable que ces étoiles variables aient été trop faibles au moment des observations ISO pour pouvoir être détectées, en particulier pour celles situées sur un fond d'émission diffuse.

Sur les 178 LPVs détectées par ISOGAL, 172 sont également associées avec DENIS. Pour 168 d'entre elles, Glass et al. (2001) donnent une valeur de  $\langle K \rangle$ , et l'accord entre ces magnitudes moyennes en  $K$  et les magnitudes  $K_s$  mesurées par DENIS est en général très bon, comme l'illustre la Figure 3.2. Seule la source 12-1236 sort clairement de la distribution, mais avec une distance de  $2,9''$  entre les coordonnées données par Glass et al. (2001) et la source DENIS-ISO GAL, il s'agit vraisemblablement d'une association erronée. Notons aussi que la différence entre les magnitudes  $\langle K \rangle$  et  $K_s$  vaut  $1,3$  mag pour la source 20-64, en accord marginal avec l'amplitude de  $2,3$  mag mesurée par Glass et al. (2001).

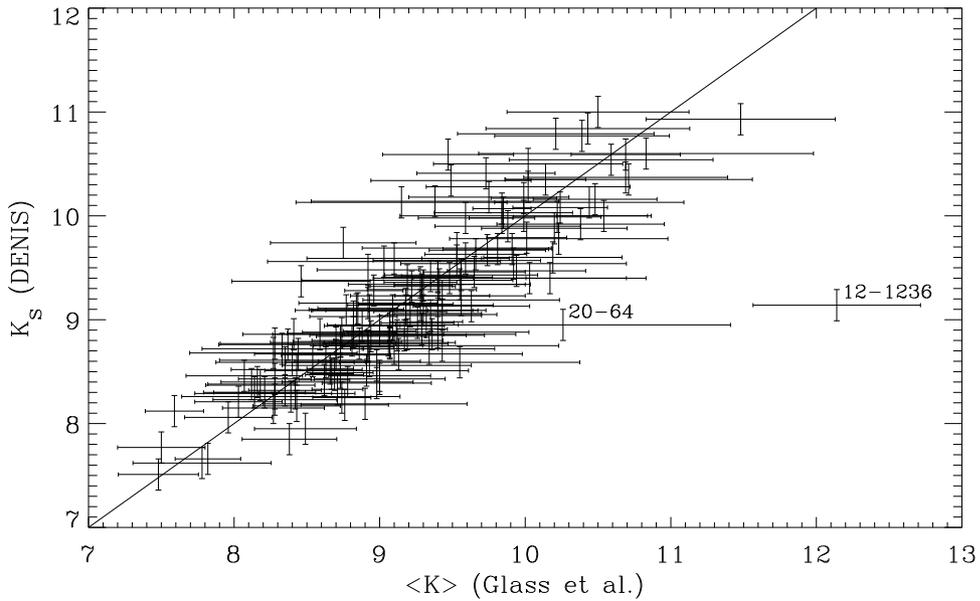


FIG. 3.2: Comparaison entre les magnitudes  $K_s$  de DENIS et les  $K$  moyens de Glass et al. (2001) pour les LPVs avec une association ISOGAL à moins de  $3''$ . Les barres d'erreur sur  $\langle K \rangle$  représentent l'amplitude des variations mesurées par Glass et al. (2001), et celles sur  $K_s$  (DENIS) correspondent à  $\pm 1\sigma$  avec  $\sigma = 0,15$  mag pour ces sources relativement brillantes (Schuller et al., 2003a, Figure E-28). La ligne droite correspond à  $\langle K \rangle = K_s$  (DENIS).

Dans cette région où l'extinction interstellaire sur la ligne de visée est très forte (typiquement 20 à 35 mag d'extinction dans la bande  $V$ ), il est indispensable de dérougir les magnitudes observées pour pouvoir interpréter les couleurs intrinsèques des sources, et tenter de déterminer leur luminosité bolométrique (voir aussi § 3.6). Pour cela, nous nous sommes basés sur une étude des étoiles LPVs dans le champ Sgr I de la fenêtre de Baade

situé à  $3^\circ$  du Centre Galactique (Glass et al., 1995). Dans cette étude, les auteurs donnent les valeurs des couleurs  $J-H$ ,  $H-K$  et  $J-K$  intrinsèques des LPVs selon leur période, dans le champ Sgr I (donc à proximité du Centre Galactique), dans le voisinage solaire et dans le grand nuage de Magellan. En considérant que les valeurs de  $J_0-K_0$  trouvées dans le champ Sgr I restent valables dans le voisinage immédiat du Centre Galactique, on peut déterminer la valeur de l'extinction en direction de chaque source d'après la couleur  $J-K_s$  mesurée par DENIS (la différence entre  $K$  et  $K_s$  ne dépasse pas 0,1 mag en moyenne, voir Figure 3.2, ce qui reste inférieur à l'incertitude typique sur chaque magnitude). Les rapports entre l'extinction dans les bandes de l'infrarouge proche et dans la bande  $V$  proviennent de la loi de van de Hulst (1946) - voir aussi Glass (1999, § 5.4) - extrapolée aux longueurs d'onde de référence des bandes DENIS :

$$A_J = 0,241 \times A_V \quad A_{K_s} = 0,085 \times A_V \quad (3.1)$$

et la valeur de  $A_V$  est finalement obtenue par :

$$A_V = \frac{J - K_s - (J_0 - K_0)(P)}{0,156} \quad (3.2)$$

où  $P$  désigne la période des LPVs, et  $(J_0 - K_0)(P)$  provient de la Table 4 (a) de Glass et al. (1995).

En adoptant la distance du Centre Galactique recommandée par l'UAI de 8,5 kpc pour toutes les sources, on peut alors déterminer la magnitude absolue dans la bande  $K_s$  par :

$$M_{K_s}(\text{DENIS}) = K_s(\text{DENIS}) - 0,085 \times A_V - 14,65 \quad (3.3)$$

De la même façon, on peut calculer la magnitude absolue dans la bande  $K$  d'après les valeurs moyennes données par Glass et al. (2001) :

$$M_K(\text{Glass}) = \langle K \rangle(\text{Glass}) - 0,081 \times A_V - 14,65 \quad (3.4)$$

Seulement 95 sources parmi les 178 associées à ISOGAL dans un rayon de  $3''$  sont détectées en  $J$  et  $K_s$  par DENIS. La relation entre leur période et leurs magnitudes absolues dans les bandes  $K_s$  et  $K$ , déterminées d'après les relations précédentes, est représentée Figure 3.3. Lorsqu'on élimine les sources clairement en dehors de la distribution, indiquées par leur nom sur cette figure et discutées individuellement à la fin du présent paragraphe, il reste 85 sources pour lesquelles on peut utiliser les données de DENIS, et 84 pour les données de Glass et al. (2001). Un ajustement linéaire par la méthode des moindres carrés permet alors de déterminer la relation entre la période et la magnitude absolue dans la bande  $K$ , et l'on trouve :

$$\begin{cases} M_{K_s} = (-3,48 \pm 0,25) \log P + 0,67 \pm 0,67 \text{ (DENIS)} \\ M_K = (-3,83 \pm 0,26) \log P + 1,74 \pm 0,69 \text{ (Glass et al., 2001)} \end{cases} \quad (3.5)$$

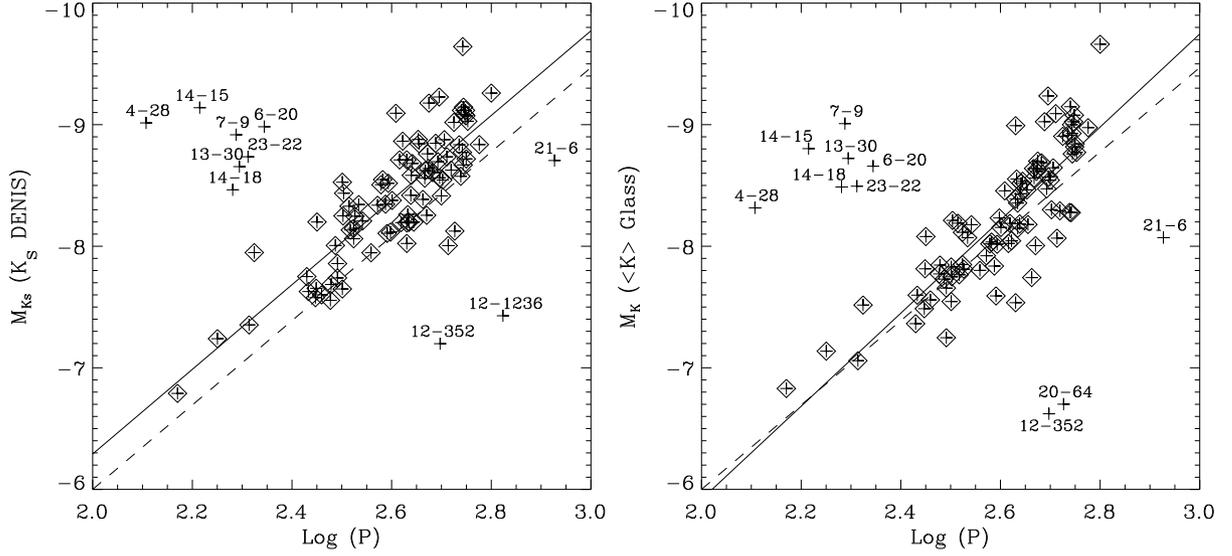


FIG. 3.3: Relations entre la période (exprimée en jours) et la magnitude absolue dans la bande  $K_s$  d'après les données DENIS (gauche) et dans la bande  $K$  d'après les données de Glass et al. (2001) (droite). Seules les sources entourées ont été considérées pour l'ajustement linéaire. La ligne en tirets montre la position de la relation trouvée par Glass et al. (1995).

Les relations obtenues sont en assez bon accord avec celle déterminée par Glass et al. (1995) dans la fenêtre de Baade ( $l = 1,46^\circ$ ,  $b = -2,68^\circ$ ) :

$$M_K = (-3,47 \pm 0,19) \log P + 0,94 \pm 0,86 \quad (3.6)$$

indiquée par les lignes en tirets sur la Figure 3.3.

Enfin, il est possible de passer de la magnitude absolue dans la bande  $K$  à la magnitude bolométrique en ajoutant une correction bolométrique. D'après les données de Glass et al. (1995, Table 2), nous avons pu déterminer une relation entre la correction bolométrique à appliquer à la bande  $K$  et la couleur dérougée  $J_0 - K_0$  :

$$BC(K) = 1,35 + 1,96 \times (J_0 - K_0) - 0,475 \times (J_0 - K_0)^2 \quad (3.7)$$

Alors, la magnitude bolométrique peut être calculée selon :

$$M_{bol} = M_K + BC(K) \quad (3.8)$$

Les magnitudes ainsi déterminées sont représentées en fonction des périodes sur la Figure 3.4. Celles calculées à partir du  $K_s$  DENIS sont également reportées en Annexe E.

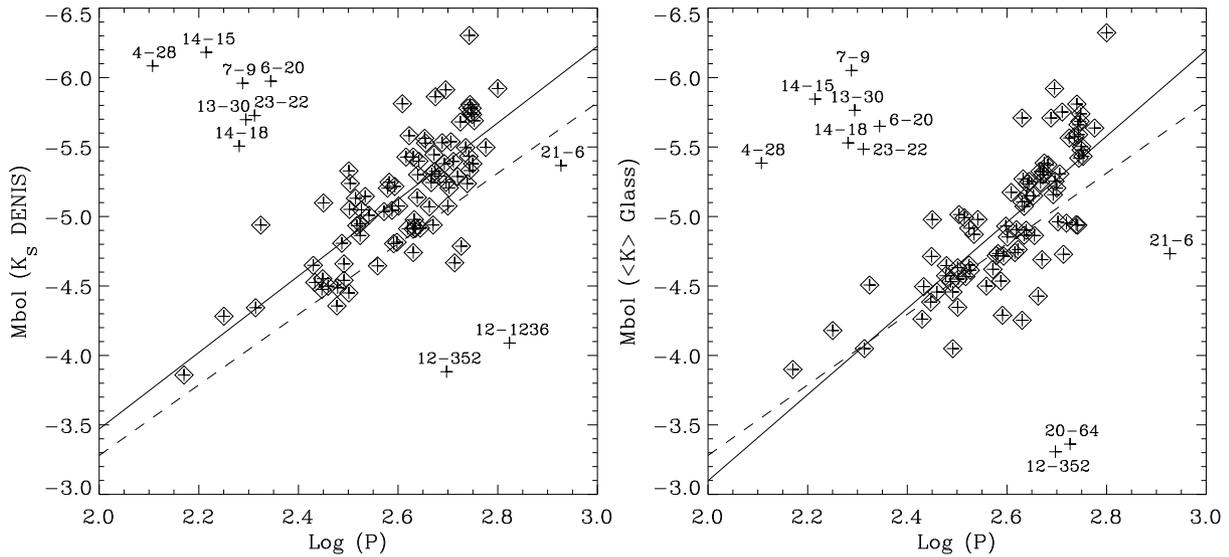


FIG. 3.4: Relations entre la période (exprimée en jours) et la magnitude bolométrique d'après les données DENIS (gauche) et les données de Glass et al. (2001) (droite). Seules les sources entourées ont été considérées pour l'ajustement linéaire. La ligne en tirets montre la position de la relation trouvée par Glass et al. (1995).

De la même façon que pour les magnitudes absolues en  $K$ , on peut ajuster une fonction linéaire entre  $M_{bol}$  et  $\log P$ . Après avoir éliminé les sources en dehors de la distribution, on trouve :

$$\begin{cases} M_{bol} = (-2,75 \pm 0,26) \log P + 2,04 \pm 0,67 \text{ d'après } K_s \text{ DENIS} \\ M_{bol} = (-3,10 \pm 0,27) \log P + 3,10 \pm 0,71 \text{ d'après } \langle K \rangle \text{ Glass et al. 2001} \end{cases} \quad (3.9)$$

Ces relations sont une nouvelle fois en bon accord avec celle provenant de l'étude des LPVs du Bulbe Galactique dans la fenêtre de Baade par Glass et al. (1995), indiquée par les lignes en tirets sur la Figure 3.4 :

$$M_{bol} = (-2,54 \pm 0,36) \log P + 1,80 \pm 0,89 \quad (3.10)$$

ainsi qu'avec la relation obtenue par Whitelock et al. (1991) pour des étoiles de type Mira détectées par IRAS dans le Bulbe Galactique externe :

$$M_{bol} = (-2,55 \pm 0,10) \log P + 1,85 \pm 0,24 \quad (3.11)$$

Notons enfin que le même genre d'étude basée sur les données 2MASS aboutit à des relations légèrement différentes :

$$\begin{cases} M_{K_s} = (-4, 13 \pm 0.40) \log P + 2, 24 \pm 1, 05 \\ M_{bol} = (-3.36 \pm 0.41) \log P + 3, 48 \pm 1, 07 \end{cases} \quad (3.12)$$

avec seulement 45 sources détectées en  $J$  et  $K_s$  par 2MASS et avec de bonnes associations entre 2MASS et DENIS-ISOGAL (distance  $\leq 1''$ ) et entre les LPVs et DENIS-ISOGAL (distance  $\leq 3''$ ). Ces différences ne proviennent probablement pas d'écarts intrinsèques entre les magnitudes des sources détectées par 2MASS et celles détectées par DENIS, mais donnent plutôt une idée de l'incertitude sur les relations trouvées.

### Commentaires sur les sources particulières

Onze sources détectées en  $J$  et  $K_s$  par DENIS et avec une séparation inférieure à  $3''$  entre les coordonnées DENIS et celles données par Glass et al. (2001) n'ont pas été prises en compte pour les ajustements précédents (Figures 3.3 et 3.4). On peut expliquer ces comportements anormaux dans certains cas de différentes façons.

**4-28** : l'indice de qualité donné par Glass et al. (2001) pour cette source vaut 0, ce qui signifie qu'aucune réelle périodicité n'a été observée. La valeur donnée pour la période n'est donc pas significative.

**12-352** : la source ISOGAL associée a une valeur élevée de  $[7]-[15]$ , et comme nous le verrons dans le § 3.4, elle coïncide avec un objet jeune. La source vue par ISO est donc probablement distincte de la LPV vue en  $K$ .

**12-1236** : comme nous l'avons déjà mentionné, la distance entre la source DENIS-ISOGAL et la LPV vaut  $2,9''$  pour cette source et il s'agit certainement d'une mauvaise association.

**13-30** : l'indice de qualité donné par Glass et al. (2001) vaut 1, correspondant à une périodicité *probable* mais la valeur de la période est très incertaine.

Pour les autres sources (6-20, 7-9, 14-15, 14-18, 20-64, 21-6 et 23-22), aucune explication n'est apparue de façon évidente. Il peut s'agir de mauvaises associations entre une source  $J$  et une source  $K_s$  DENIS, qui induit une mauvaise estimation de l'extinction. Notons également que la période de la source 21-6 (845 jours) est la seule supérieure à 700 jours. Or la relation entre la période et la couleur intrinsèque  $J_0-K_0$  donnée par Glass et al. (1995) et que nous avons utilisée pour déterminer l'extinction n'est tabulée que jusqu'à 500 jours. Elle devient donc incertaine au-delà et en particulier pour cette source à très longue période.

### 3.2.2 Autres candidats étoiles variables

D'autres étoiles probablement variables ont été identifiées en comparant des observations DENIS effectuées en 1996 et en 1998 (Schultheis et al., 2001). Dans la région

considérée ici, on trouve 18 candidats variables en  $K_s$ , dont 4 montrent aussi des signes de variabilité en  $J$ . 13 d'entre elles sont situées à l'intérieur des observations ISOGAL, et on en identifie 11 avec des sources ISOGAL dans un rayon de  $3''$ . Une seule de celles-ci ne figure pas dans le catalogue de Glass et al. (2001), mais elle se trouve à une trentaine de secondes d'arc seulement des limites de la région observée et peut donc avoir été manquée pour cette raison. Pour les 10 autres, l'accord entre les magnitudes  $K_s$  DENIS et les  $\langle K \rangle$  de Glass et al. (2001) est très bon. Nous indiquons ces candidats variables dans la Figure 3.5 ci-dessous.

### 3.2.3 Les étoiles OH/IR

Nous avons effectué une association systématique entre les catalogues publiés d'étoiles OH/IR (Lindqvist et al., 1992b; Sjouwerman et al., 1998; Sevenster et al., 1997) et les sources ISOGAL de tous les champs dans un rayon de  $1^\circ$  autour du Centre Galactique (Ortiz et al., 2002). Sur un total de 114 sources situées dans les régions observées par ISOGAL, seules quatre n'ont pu être associées dans un rayon de  $10''$ . Pour celles-ci, ainsi peut-être que pour certaines des sept autres pour lesquelles la distance d'association est supérieure à  $4''$ , l'absence de contrepartie claire sur les images ISOGAL peut s'expliquer soit par des raisons de confusion dans des régions d'émission diffuse, soit au contraire par la présence de zones de très forte extinction (voir aussi Ortiz et al. (2002)).

Nous nous limiterons dans un premier temps aux sources situées dans la région observée par Glass et al. (2001), et discuterons l'ensemble de ces étoiles OH/IR dans le paragraphe 3.6. On y trouve 32 sources bien associées avec ISOGAL (distance  $< 4''$ ), et la plupart sont brillantes à la fois à  $7$  et à  $15 \mu m$ . Seules deux ont une magnitude à  $15 \mu m$  supérieure à  $5$  (Li078 et Sj047, Ortiz et al. (2002)), qui peut s'expliquer par la combinaison d'une forte extinction et des effets de variabilité. Toutes ont une couleur  $[7]-[15]$  comprise entre 1 et 2,3, ce qui les place vers l'extrémité la plus brillante de la séquence des AGB comme on le montre sur la Figure 3.5 ci-dessous.

### 3.2.4 Conclusions

En combinant les données en infrarouge proche du relevé DENIS et les périodes d'un échantillon de 85 étoiles variables à longue période, nous avons pu déterminer les relations période–luminosité suivantes :

$$\begin{cases} M_{K_s} = (-3,48 \pm 0,25) \log P + 0,67 \pm 0,67 \\ M_{bol} = (-2,75 \pm 0,26) \log P + 2,04 \pm 0,67 \end{cases} \quad (3.13)$$

Ces relations sont en bon accord, aux marges d'incertitude près, avec d'autres relations publiées pour des sources analogues proches du Centre Galactique, notamment celles publiées par Glass et al. (1995) pour des sources observées dans la fenêtre de Baade,

et par Whitelock et al. (1991) pour le Bulbe Galactique externe. L'analyse des sources ISOGAL, basée sur un échantillon de près d'une centaine de sources, semble donc indiquer que ces relations entre période et luminosité restent valables à proximité immédiate du Centre Galactique.

D'autre part, on peut maintenant construire un diagramme magnitude couleur  $[15] / [7]-[15]$  pour cette région limitée autour du Centre Galactique, et y reporter les identifications discutées dans les paragraphes précédents. Ce diagramme est représenté Figure 3.5, où l'on a également indiqué les sources considérées comme associées à de jeunes objets stellaires comme on l'explique dans les paragraphes suivants. Ceux considérés comme "YSO" sont très certainement associés à des régions HII comme le confirme leur association avec des sources radio, ou des sources vues dans l'infrarouge plus lointain par IRAS ou MSX avec des couleurs caractéristiques d'objets jeunes. Les "candidats YSO" sont des sources sans association connue, mais dont les caractéristiques dans les bandes ISOGAL indiquent qu'elles sont très probablement associées à des régions de formation stellaire (voir § 3.3).

On a également indiqué sur ce diagramme par différents symboles les sources dont la nature a pu être déterminée par les observations spectroscopiques (§ 3.5). Enfin, les sources d'avant-plan, considérées comme telles par leur faible valeur de  $J-K_s$ , sont également indiquées. Le principal résultat qui ressort sur ce diagramme est la nette distinction, selon la couleur  $[7]-[15]$ , entre les objets évolués (LPV, OH/IR, AGB) d'un côté et les objets jeunes de l'autre. Parmi les sources les plus brillantes ( $[15] < 4,0-4,5$ ) très peu n'ont pas encore pu être identifiées dans l'une ou l'autre de ces catégories.

Trois sources particulières visibles sur ce diagramme méritent un commentaire. Deux objets "YSO" sont considérés comme d'avant-plan parce qu'ils ont un  $J-K_s < 4$  (voir aussi § 3.6.1). L'un d'eux, 174452.5-291122 est associé avec une source DENIS située à plus de 3", et cette association est probablement erronée. En revanche, il n'y a pas de raison de douter de l'association DENIS pour la source 174516.2-290315, qui est particulièrement brillante à  $15 \mu m$  et pour laquelle on calcule une luminosité d'environ  $1,6 \times 10^6 L_{\odot}$  (voir § 3.3.2). Avec un  $J-K_s = 3,61$ , cet objet n'est pas très loin de la limite que nous avons fixée à 4 et, s'il se situe en avant-plan, est probablement au-delà de la majeure partie des couches de poussière du Disque Galactique, ce qui signifierait que sa luminosité n'est pas excessivement surestimée. Il est toutefois très difficile d'utiliser les couleurs  $J-K_s$  pour estimer l'extinction interstellaire en direction de ce type de source jeune, dont les couleurs intrinsèques sont très incertaines.

Enfin, la source 174510.8-290712 est considérée comme un candidat YSO, alors que nous avons observé son spectre et l'avons considéré comme une AGB. Il est possible qu'il s'agisse en fait d'un objet jeune de type M car la largeur équivalente de  $H_2O$  n'est que de  $53\text{\AA}$  (Schultheis et al., 2003, source A47). Il se peut également que la source observée avec SOFI ne corresponde pas à la source détectée par ISO. Une dernière possibilité est qu'il

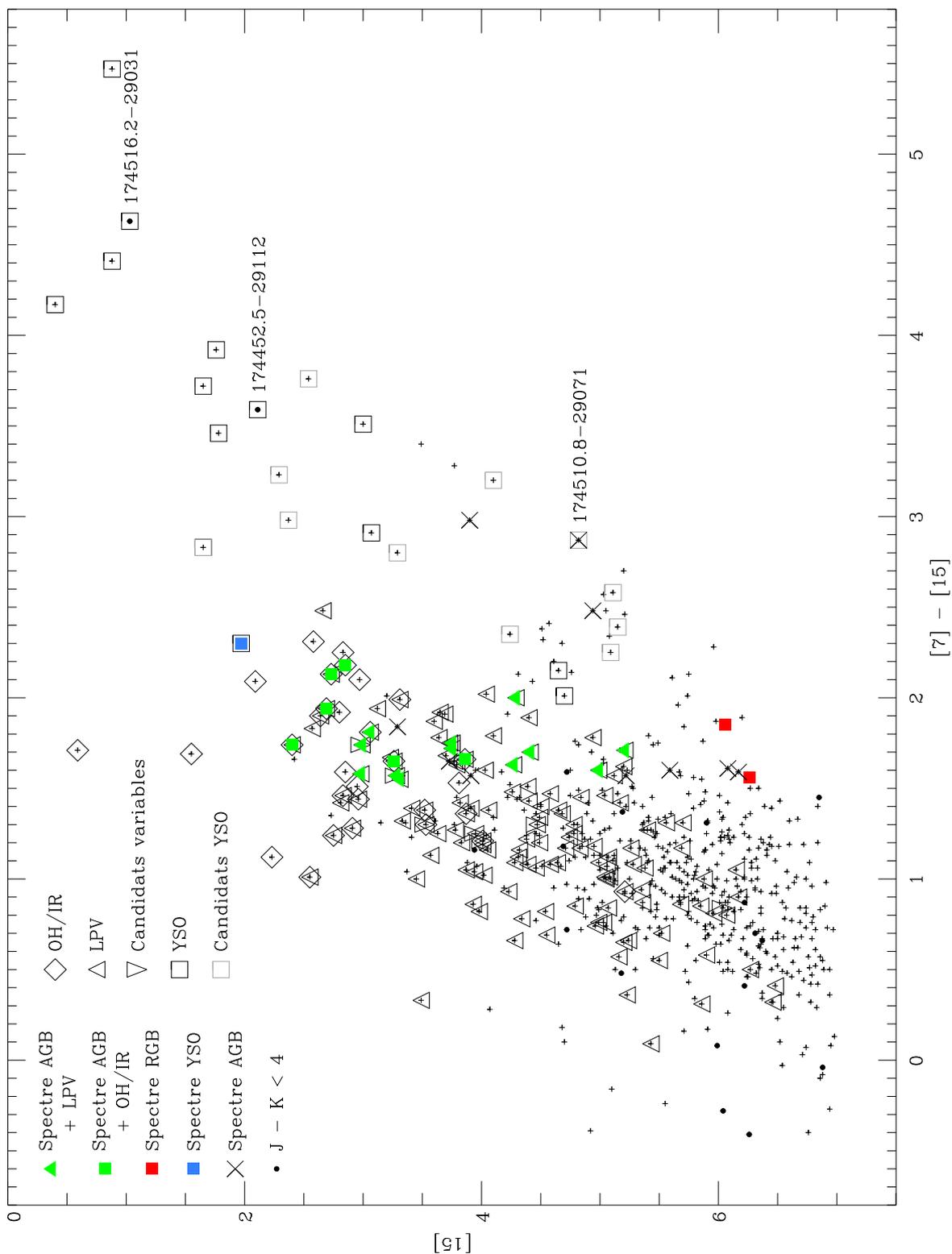


FIG. 3.5: Positions dans le diagramme magnitude couleur  $[15] / [7]-[15]$  des sources de la région observée par Glass et al. (2001). Les sources associées à des LPVs, des OH/IR ou des objets jeunes, ainsi que les identifications spectroscopiques sont indiquées par différents symboles.

ne s'agisse pas d'un objet jeune, bien qu'il montre toutes les caractéristiques des meilleurs candidats, comme nous le verrons dans le § 3.3.2.

### 3.3 Étude complète du champ FC-00027-00006

Le champ ISOGAL FC-00027-00006 est situé à quelques minutes seulement du Centre Galactique, entre la source Sgr A\* et le complexe Sgr C. Il est par conséquent en grande partie couvert par les observations de Glass et al. (2001, cf paragraphe précédent), et par plusieurs observations dans d'autres domaines de longueur d'onde. Une grande fraction des sources détectées dans ce champ, en particulier parmi les plus brillantes, peut être identifiée avec des sources connues et nous utiliserons les résultats établis dans ce champ pour étendre l'analyse des populations stellaires aux autres champs du bulbe interne. Ces résultats sont également décrits dans un article (Schuller et al., 2003b) en préparation, dont le résumé est reproduit en Annexe F.

Ce champ, d'une taille de  $18 \times 17,5$  arcmin<sup>2</sup>, est particulièrement difficile, car la densité de sources ISOGAL y est très élevée (plus de  $2 \times 10^4$  sources/deg<sup>2</sup>), et une forte émission diffuse le long du plan Galactique y complique l'extraction des sources (voir Figure 3.6). Pour éviter la saturation des détecteurs et remédier à la confusion, ce champ fut observé avec les filtres étroits LW5 ( $\lambda = 6,5-7,1 \mu m$ ) et LW9 ( $\lambda = 13,9-15,9 \mu m$ ), et des pixels de 3".

Au total, 3193 sources ont été extraites à  $7 \mu m$  et 2009 à  $15 \mu m$ . Après élimination des sources douteuses et identifications entre 7 et  $15 \mu m$  le catalogue contient 2043 sources, dont plus de 40% (835 sources) sont détectées à la fois à 7 et  $15 \mu m$ , alors que 6,4% (131 sources) ne sont détectées qu'à  $15 \mu m$ .

#### 3.3.1 Identification des étoiles évoluées

Près de la moitié du champ ISOGAL est couverte par les observations de Glass et al. (2001) décrites aux § 3.2. 110 variables à longue période se trouvent dans ce champ. Seulement 11 d'entre elles n'ont pas de contrepartie dans le catalogue ISOGAL dans un rayon de recherche de 5" (des sources très faibles sont visibles sur les images, mais elles n'ont pas été extraites pour des raisons de confusion).

De plus, parmi les sources DENIS interprétées comme bons candidats étoiles variables par Schultheis et al. (2001, voir § 3.2.2), 18 se trouvent dans l'ensemble de ce champ (sans se limiter à la région couverte par les observations de Glass et al. (2001)), et 13 d'entre elles peuvent être associées à des sources ISOGAL (les autres sont trop faibles dans l'infrarouge moyen pour être détectées), dont huit qui font également partie de l'échantillon de Glass et al. (2001), et pour lesquelles les magnitudes mesurées par DENIS et par Glass et al. sont en très bon accord. Enfin, parmi les sources ISOGAL identifiées à des étoiles OH/IR

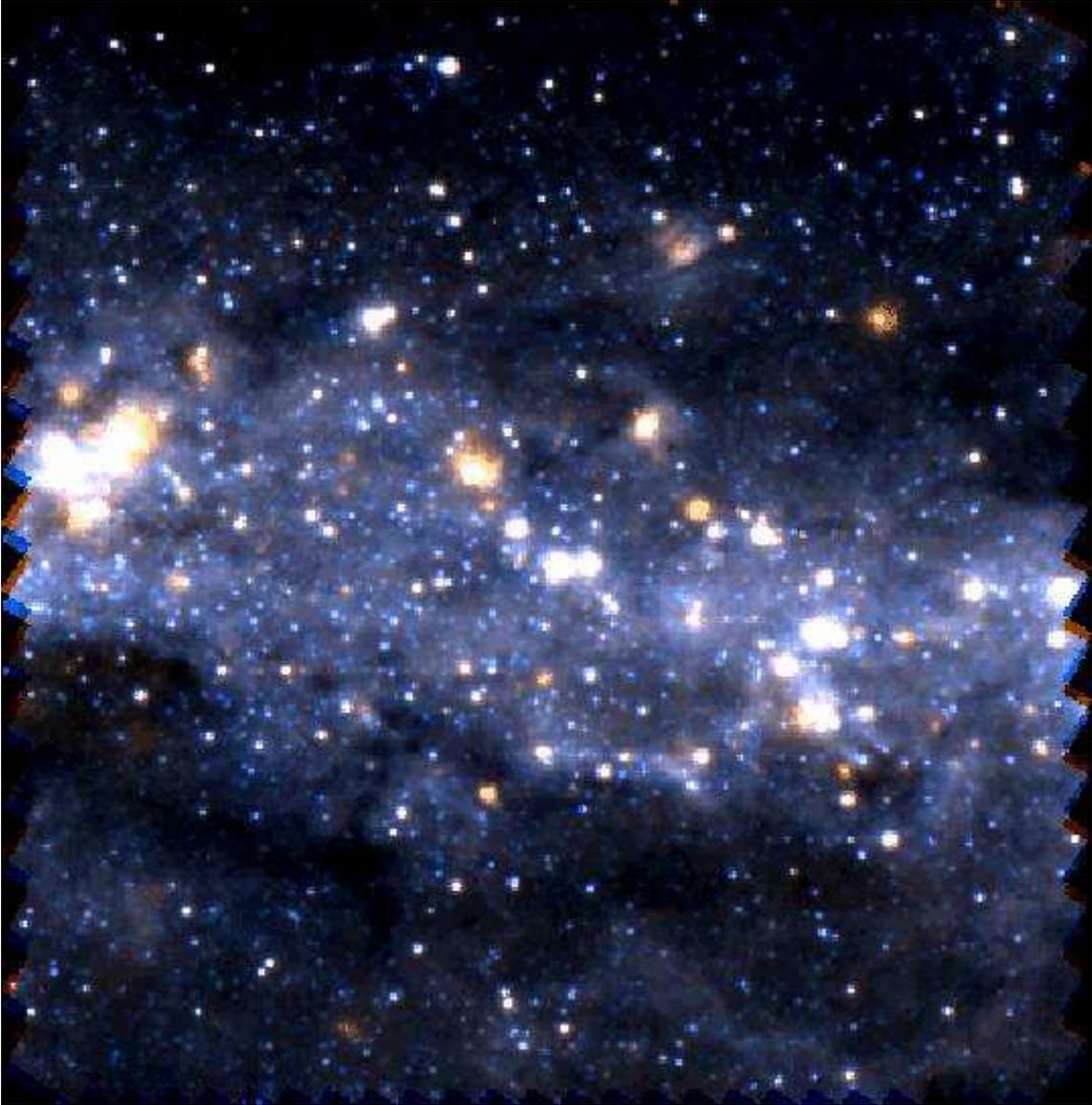


FIG. 3.6: Image composite des observations LW5 ( $7 \mu m$  en bleu) et LW9 ( $15 \mu m$  en rouge) du champ FC-00027-00006.

(voir § 3.2.3 et Ortiz et al. (2002)), 34 se trouvent dans le champ FC-00027-00006, et toutes sont détectées à la fois à  $7$  et  $15 \mu m$ .

Les étoiles variables ainsi identifiées occupent une position particulière sur les diagrammes magnitude couleur (voir Figure 3.7). Comme dans le champ FC+00000+00100 (Omont et al., 1999), la plupart des sources ISOGAL forment une séquence assez étroite

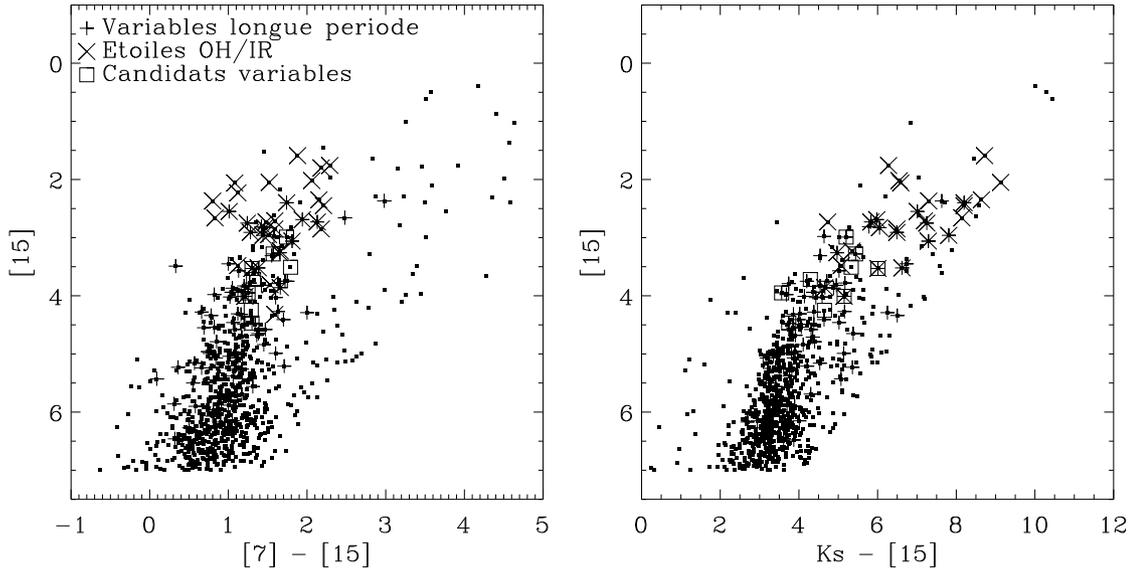


FIG. 3.7: Diagrammes magnitude couleur  $[15] / [7]-[15]$  (gauche) et  $[15] / K_s-[15]$  (droite) de toutes les sources du champ FC-00027-00006. Les sources associées à des étoiles variables et à des OH/IR sont indiquées par différents symboles.

sur le diagramme  $[15] / [7]-[15]$ , centrée vers  $[7]-[15] = 1$ , qui correspond pour l'essentiel à la branche asymptotique des géantes, avec quelques étoiles du sommet de la branche des géantes rouges (voir aussi § 3.5). C'est essentiellement dans la partie assez lumineuse de cette séquence que l'on trouve les étoiles variables, les plus lumineuses d'entre elles étant probablement des variables de type Mira. De plus, les étoiles OH/IR, intrinsèquement très lumineuses dans l'infrarouge, sont situées sur cette même séquence, mais principalement dans la partie la plus lumineuse.

Une seule exception se trouve clairement en dehors de cette séquence, avec une couleur  $[7]-[15] \approx 3$ , mais cette source est située à quelques arcsecondes seulement d'un objet jeune étendu (voir ci-dessous), dont l'émission peut contribuer au flux attribué à l'étoile variable. De plus, près d'un an et demi séparent les observations à 7 et à 15  $\mu m$  et les couleurs observées peuvent donc être affectées par la variabilité des sources.

De la même façon, sur le diagramme  $[15] / K_s-[15]$ , les étoiles variables se trouvent majoritairement dans la partie la moins rouge de la séquence observée. En revanche, les étoiles OH/IR (et quelques variables à longue période, qui peuvent être des OH/IR non détectées comme telles) montrent généralement des couleurs  $K_s-[15]$  plus élevées, avec des valeurs typiques de l'ordre de 6 à 8. Outre l'extinction interstellaire, qui diminue nettement plus le flux dans la bande  $K_s$  que celui à 15  $\mu m$ , mais de façon relativement

similaire pour toutes les sources du champ (l'extinction varie toutefois entre environ 15 et plus de 30 magnitudes dans le visible (Schultheis et al., 1999)), un fort taux de perte de masse peut expliquer ces couleurs élevées pour les OH/IR. L'étude de ces sources dans l'ensemble des champs ISOGAL (Ortiz et al., 2002, voir aussi § 3.6) a en effet démontré que les observations ISO reproduisaient assez bien des modèles d'enveloppes circumstellaires avec des taux de perte de masse compris entre quelques  $10^{-7}$  et quelques  $10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$ .

### 3.3.2 Jeunes objets stellaires

Nous allons maintenant montrer qu'il est possible d'extraire une population de quelques dizaines d'objets jeunes du catalogue de sources ISOGAL dans ce champ. Dans un premier temps, nous utiliserons des catalogues de régions HII compactes publiés, provenant d'autres observations, et chercherons à identifier leur contrepartie dans les données ISOGAL. Nous montrerons que ces objets ont des propriétés particulières dans les bandes ISOGAL, et nous en déduirons des critères permettant d'extraire, dans un deuxième temps, des *candidats* objets jeunes montrant les mêmes caractéristiques, mais n'ayant aucune contrepartie connue.

#### Sources ISOGAL associées à des sources connues

Onze sources IRAS détectées à 12 et/ou 25  $\mu m$  se trouvent dans ce champ, et leurs caractéristiques sont données dans la Table 3.1. La recherche d'associations dans le catalogue ISOGAL est rendue difficile par la grande incertitude sur la position des sources IRAS (typiquement 30", paragraphe 1.3.4), et l'incomplétude marquée du PSC d'IRAS dans les régions denses du plan Galactique. De plus, à proximité du Centre Galactique, le PSC d'IRAS est limité par la confusion. Avec un champ de vue de plusieurs minutes d'arc de côté (Table 1.7), ces problèmes de confusion se traduisent par une incertitude accrue sur la position des sources IRAS, et une surestimation de leur densité de flux lorsque plusieurs sources infrarouges sont considérées comme une seule source IRAS. Comme on peut le voir sur la Figure 3.8, dans certains cas plusieurs sources brillantes sur les images ISOCAM se trouvent dans le champ de vue d'IRAS, et il n'est pas toujours possible d'associer une source ISOGAL à une source IRAS. Dans le cas de 17419-2907 par exemple, Glass (1988) avait trouvé une contrepartie dans les bandes *H*, *K*, *L* et *M*, mais remarquait dans sa Table 3 que la source *L* (3,5  $\mu m$ ) n'a probablement pas de rapport avec la source IRAS.

La région centrale de la Galaxie a fait l'objet d'un grand nombre d'études dans le domaine radio, et notamment à plusieurs longueurs d'onde centimétriques en émission continue. Nous retiendrons en particulier les résultats obtenus avec le VLA à 5 GHz ( $\lambda = 6$  cm) par Becker et al. (1994) [BWHZ], ceux de Liszt et Spiker (1995) [LS95] à 1616 MHz ( $\lambda = 18,6$  cm), et ceux de Downes et al. (1978) [DGSW] combinant des observations à 4,875 GHz, 5 GHz et 10,7 GHz. Les caractéristiques des sources publiées dans

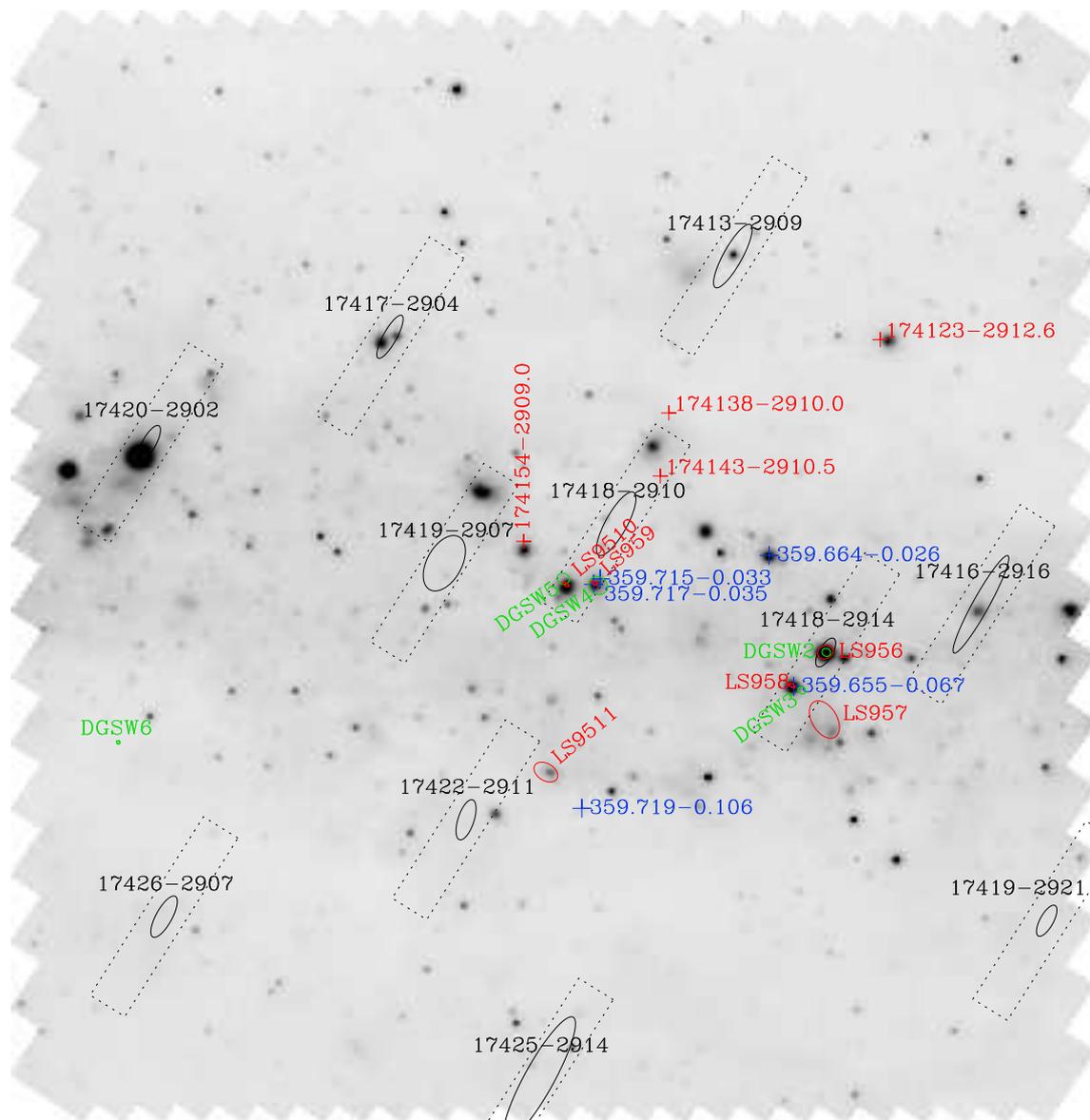


FIG. 3.8: Image à  $15 \mu m$  du champ FC-00027-00006 (niveaux de gris), et positions des sources IRAS et radio. Les sources IRAS sont indiquées par leur ellipse d'incertitude (en noir,  $3\sigma$ ), leur nom, et le champ de vue à  $12$  et  $25 \mu m$  (rectangle noir en pointillés). Les sources radio de DGSW (resp. LS95) sont représentées par des ellipses vertes (resp. rouges) dont la taille est celle indiquée par les auteurs, ou  $3''$  pour les sources non résolues. Celles de BWHZ sont indiquées par des croix bleues. Les croix rouges marquent les positions approximatives des sources visibles sur la carte de LS95 (Tableau 3.3). Les noms des sources radio sont indiqués avec le même code de couleurs.

TAB. 3.1: Noms, positions et densités de flux des sources IRAS situées dans le champ FC-00027-00006.

Source IRAS	$\alpha_{2000}$			$\delta_{2000}$			$F_{12}$	$F_{25}$	$F_{60}$	$F_{100}$
	h	m	s	°	'	"	[Jy]	[Jy]	[Jy]	[Jy]
17413-2909	17	44	34,6	-29	10	38	6,46	<52,3	<606	~1840
17416-2916	17	44	48,8	-29	18	03	<12,9	42,9	<1480	<4850
17417-2904	17	44	56,1	-29	06	02	11,5	66,7	<438	<6870
17418-2910	17	44	59,5	-29	11	29	11,7	<81,6	~682	<2720
17418-2914	17	44	59,4	-29	16	05	20,8	154	1480	<1380
17419-2921	17	45	09,0	-29	22	16	5,23	<44,1	<1230	<5610
17419-2907	17	45	10,2	-29	09	10	4,60	117	~467	<5870
17420-2902	17	45	14,8	-29	03	18	23,9	323	~2500	<6870
17422-2911	17	45	28,0	-29	12	05	<4,8	39,7	~391	<987
17425-2914	17	45	43,6	-29	15	50	3,49	<6,6	<36,8	<321
17426-2907	17	45	48,8	-29	08	17	<7,9	9,86	<680	<715

ces articles et situées dans le champ FC-00027-00006 sont résumées dans le Tableau 3.2. En outre, plusieurs pics d'émission sont visibles sur la carte de Liszt et Spiker (1995, voir leur Figure 1) et ne sont pas discutés dans cet article ; ces sources éventuelles présentent pourtant un certain intérêt car on peut les associer à des sources ISOGAL brillantes, et nous donnons leurs positions dans la Table 3.3.

Plusieurs de ces sources coïncident, comme on peut le voir sur la Figure 3.8 ; elles sont regroupées entre deux lignes horizontales dans la Table 3.2. D'après les différents auteurs, plusieurs arguments permettent de déduire qu'il s'agit vraisemblablement de régions HII. Certaines de ces sources sont détectées à deux fréquences différentes, et leur indice spectral est cohérent avec une émission thermique provenant d'une région HII. D'autre part, la surdensité de sources radio observée dans le plan Galactique est interprétée par Becker et al. (1994) comme reflétant l'existence d'une population stellaire spécifique, qu'ils associent aux régions de formation stellaire, qu'on trouve essentiellement dans le disque.

Toutes ces régions HII (sauf deux) peuvent être associées à des sources ISOGAL très brillantes, en particulier à  $15 \mu m$ , et ces associations sont résumées dans le Tableau 3.4. La source DGSW 6 est associée à une source ISOGAL assez faible, mais la présence d'un maser H<sub>2</sub>O (Güsten et Downes, 1980) et d'une source radio interprétée comme une région HII associée à Sgr A (Ho et al., 1985) confirme sa nature d'objet jeune. Notons également qu'elle n'est détectée qu'à  $15 \mu m$  par ISOGAL. Le fait qu'elle apparaisse si faible dans l'infrarouge peut signifier qu'elle se trouve en arrière-plan, au-delà des couches de poussière associées au Bulbe Galactique. Par contre, la source BWHZ359.719-0.106 n'est associée à aucune source ISOGAL. En fait, on trouve une source assez faible dans

TAB. 3.2: Sources détectées dans le continu radio situées dans le champ FC-00027-00006 : noms, fréquences d'observation, tailles et densités de flux.

Référence	Nom	$\nu$ [GHz]	Taille ["]	$S_\nu$ (pic) [mJy]	$S_\nu$ (intégré) [mJy]
LS95	6	1,616	15×21	100	188
DGSW	2	5	10	80	
LS95	7	1,616	31×48	141	800
LS95	8	1,616		77	
DGSW	3	5	9	60	
BWHZ	359.655-0.067	5		9,5	21,7
LS95	9	1,616		145	
DGSW	4	5	22	210	
BWHZ	359.717-0.035	5	3	12,5	17,5
BWHZ	359.715-0.033	5		7,3	9,9
LS95	10	1,616		129	
DGSW	5	5	14	120	
LS95	11	1,616	22×29	38	
DGSW	6	5	4	90	
BWHZ	359.664-0.026	5		10,4	13,7
BWHZ	359.719-0.106	5		7,3	8,1

TAB. 3.3: Sources radio visibles sur la carte de LS95. Les coordonnées sont extraites de leur Figure 1.

$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$	$\alpha_{2000}$	$\delta_{2000}$
17 41 54	-29 09.0	17 45 05	-29 10.2
17 41 43	-29 10.5	17 44 54	-29 11.7
17 41 38	-29 10.0	17 44 49	-29 11.2
17 41 23	-29 12.6	17 44 34	-29 13.8

un rayon de 3" environ, mais cette source a une association 7–15  $\mu m$  de mauvaise qualité. De plus, nous avons observé son spectre en infrarouge proche, et l'avons classée comme une AGB. L'étude précise des positions des différents pics à 7 et 15  $\mu m$  semble indiquer que la source  $K_s$  dont nous avons observé le spectre est bien associée à la source 7  $\mu m$ , alors que la source 15  $\mu m$  pourrait être associée à la source radio BWHZ359.719-0.106. Ce cas est néanmoins douteux, et comme il s'agit d'une source faible ( $[15] = 4,87$ ) cela ne porte pas à conséquence pour notre étude générale des sources fortes de ne pas la considérer comme objet jeune.

La plupart de ces sources peuvent également être associées avec des sources détectées par MSX (voir § 1.3.5). Ces données couvrent l'infrarouge moyen jusqu'à  $25 \mu m$ , et la bande E ( $\lambda = 18-25 \mu m$ ) permet de distinguer les régions HII des étoiles OH/IR, dont la distribution spectrale d'énergie commence à diminuer vers cette longueur d'onde. Les associations entre le catalogue ISOGAL et les sources MSX détectées en E sont également indiquées dans la Table 3.4, y compris pour les sources MSX qui ne correspondent à aucune source radio, mais ayant un rapport  $F_E / F_D \geq 2$ . Dans deux cas, on trouve une association MSX pour laquelle une non-détection dans la bande E est indiquée dans le catalogue, alors qu'une source est visible sur l'image dans cette bande. Nous les avons donc incluses dans cette table, avec un (?) à côté de la limite supérieure donnée sur la densité de flux en E.

La source LS95 7 semble associée à un petit groupe de sources ISOGAL, qui forment peut-être un amas d'étoiles jeunes. On donne sur la Figure 3.9 une représentation en contours des images ISOGAL de cette région. On y voit clairement une dizaine de sources regroupées dans  $\sim 1 \text{ arcmin}^2$ , et les plus brillantes d'entre elles à  $15 \mu m$  (C, E, H et I) pourraient bien être des jeunes étoiles. La source très brillante qui apparaît en haut de cette figure est associée à LS95 8, et pourrait peut-être faire partie de la même région.

Contrairement aux sources ISOGAL associées à des étoiles en fin d'évolution (§ 3.3.1), celles associées à des régions de formation stellaire ont une couleur [7]–[15] élevée, toujours supérieure à 2 mag et même supérieure à 3 mag dans la plupart des cas. Ce n'est pas le seul critère qui permet de les distinguer des sources évoluées : on constate également que, dans la majorité des cas, l'incertitude  $\sigma_{15}$  sur leur magnitude à  $15 \mu m$  est assez élevée, de l'ordre de 0,1 à 0,2 mag, alors que pour d'autres sources tout aussi brillantes associées à des étoiles OH/IR par exemple, la valeur de  $\sigma_{15}$  ne dépasse qu'exceptionnellement 0,05 mag. Ce comportement est illustré sur la Figure 3.10, qui montre le diagramme magnitude couleur [15] / [7]–[15] avec la valeur de  $\sigma_{15}$  codée par une échelle de couleurs, et la Figure 3.11 qui montre les distributions de  $\sigma_{15}$  et de [7]–[15].

Cette mesure de l'incertitude est directement liée à la corrélation entre la PSF et le profil d'une source. Par conséquent, des valeurs élevées de  $\sigma$  pour des sources fortes indiquent que ces sources ne sont pas réellement ponctuelles, mais présentent une certaine extension ou bien se trouvent enfouies dans une zone d'émission diffuse brillante (voir aussi § 2.3.3). C'est pourquoi les sources ponctuelles telles les étoiles OH/IR ont en général un  $\sigma$  plutôt faible, alors que les sources associées à des régions HII, qui peuvent parfaitement contenir plusieurs étoiles jeunes enfouies dans un cocon de poussière relativement étendu, se distinguent par des valeurs élevées de  $\sigma$ .

Pour ces sources étendues, la densité de flux mesurée par ajustement de PSF est sous-estimée d'un facteur pouvant atteindre  $\sim 5$ , et le flux total ne peut être mesuré que par une méthode de photométrie d'ouverture. Ce type de méthode s'applique difficilement dans des champs très encombrés comme ceux qui nous intéressent ici, et nous avons mis

TAB. 3.4: Jeunes étoiles dans FC-00027-00006 : sources ISOGAL associées à des sources MSX, IRAS ou radio.

Nom ISOGAL ISOGAL-PJ	$J$ [mag]	$K_S$ [mag]	[7] [mag]	[15] [mag]	dist. ["]	Nom MSX [MSX5C-G] et autres sources	$F_A$ [Jy]	$F_C$ [Jy]	$F_D$ [Jy]	$F_E$ [Jy]
174433.8-291355	—	—	6,49	1,98	5,9 ~7,5	359.6254+00.0428 LS95 174123-2912.6	<0,09	2,67	5,89	23,23
174437.9-291014	—	—	6,98	4,20	7,0	359.6882+00.0636	0,55	<1,49	2,54	19,64
174449.5-291811	15,31	9,02	6,20	—	7,0	359.5966-00.0411	<0,09	1,83	3,22	16,25
174449.5-291805	—	11,03	—	2,45	5,6	359.5966-00.0411	<0,09	1,83	3,22	16,25
174452.5-291122	11,39	7,66	5,70	2,11	6,3 ~28 ~47 95	359.6983+00.0083 LS95 174143-2910.5 LS95 174138-2910.0 IRAS 17418-2910 (?)	1,06	2,74	7,82	27,53
174454.9-291413	—	—	4,27	1,01	4,0	359.6620-00.0250	2,98	5,54	9,40	29,66
174456.1-291257	—	—	5,93	1,36	0,9	BWHZ 359.664-0.026				
174457.0-290557	15,25	10,11	4,48	1,65	6,2	359.6814-00.0174	<0,09	<1,48	7,42	<3,12(?)
174459.5-291604	—	10,78	4,08	0,50	8,8 13,6	359.7821+00.0405 IRAS 17417-2904	3,23	5,93	8,26	35,98
174503.4-290900	—	—	5,68	1,76	6,1	359.6436-00.0554	4,27	10,57	20,39	67,14
174503.5-291552	—	11,06	4,13	0,62	1,9 2,1 1,6	LS95 6 DGSW 2 IRAS 17418-2914				
174503.9-291645	—	—	6,59	—	6,0	359.7515-00.0060	<0,09	4,43	12,44	65,07
Jeune amas (voir texte)	—	—	—	—	90	IRAS 17419-2907 (?)				
174504.4-291359	—	—	6,96	3,62	13,6 2,0 3,4 6,7	DGSW 3 LS95 8 BWHZ 359.655-0.067 LS95 7				
	—	—	—	—	4,9	359.6828-00.0532	0,40	1,79	1,50	6,25

## Jeunes étoiles dans FC-00027-00006 (suite)

Nom ISO GAL	$J$ [mag]	$K_s$ [mag]	[7]	[15] [mag]	dist. ["]	Nom MSX [MSX5C-G] et autres sources	$F_A$ [Jy]	$F_C$ [Jy]	$F_D$ [Jy]	$F_E$ [Jy]
174504.9-291146	15,24	9,01	4,27	1,97	0,9 2,6	359.7163-00.0350 LS95 9	1,70	<1,29	<1,03	<2,43
					2,4	DGSW 4				
					8,0	BWHZ 359.717-0.035				
					2,9	BWHZ 359.715-0.033				
					70	IRAS 17418-2910 (?)				
174505.6-291018	-	-	5,24	1,78	~10	LS95 174154-2909.0				
174506.5-291118	-	-	5,29	0,88	5,0	359.7248-00.0359	1,67	5,49	12,14	43,18
					3,4	LS95 10				
					9,5	DGSW 5				
					92	IRAS 17418-2910 (?)				
174514.7-291212	-	10,81	7,71	-	8,0	359.7306-00.0708	<0,08	<1,35	<1,00	4,25
174515.4-291213	-	-	-	3,40	3,8	359.7306-00.0708	<0,08	<1,35	<1,00	4,25
174516.2-290315	11,47	7,86	5,66	1,03	3,0 18,9	359.8584+00.0036 IRAS 17420-2902	2,56	15,41	48,33	137,94
174518.1-291051	-	-	6,51	3,00	4,5	359.7540-00.0674	<0,09	1,92	1,72	5,24
174520.0-291307	-	9,62	6,81	-	8,6	359.7270-00.0914	<0,09	2,03	<1,06	10,72
174520.7-290213	-	10,40	4,57	0,40	13,0	359.8797-00.0029	4,63	12,21	20,16	<3,12(?)
174520.7-291258	-	-	5,97	2,79	15,0 6,8	359.7270-00.0914 LS95 11	<0,09	2,03	<1,06	10,72
174524.5-290538	14,14	8,22	5,74	-	5,0	359.8426-00.0423	<0,09	<1,49	1,57	4,72
174524.8-290529	-	-	-	3,89	4,8	359.8426-00.0423	<0,09	<1,49	1,57	4,72
174525.7-290942	-	10,76	-	4,68	3,9	359.7845-00.0823	<0,09	<1,49	<1,06	5,43
174526.1-290948	15,48	9,64	6,41	-	6,2	359.7845-00.0823	<0,09	<1,49	<1,06	5,43
174526.3-291229	-	-	6,67	2,31	3,6	359.7461-00.1080	<0,09	<1,49	2,86	12,54
					30	IRAS 17422-2911				
174527.4-290655	-	-	-	5,12	3,1	359.8276-00.0627	<0,09	<1,60	1,26	4,11
174538.3-290547	-	-	-	6,62	2,5	DGSW 6 Maser H <sub>2</sub> O, Sgr A-G (voir texte)				

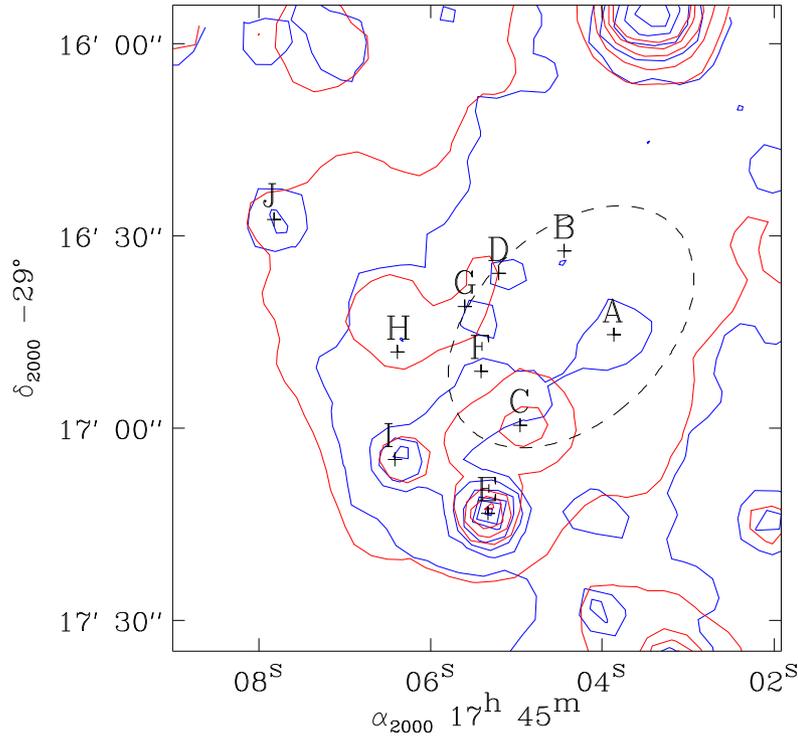


FIG. 3.9: Contours à  $7 \mu m$  (bleu) et  $15 \mu m$  (rouge) de la région située près de LS95 7, indiquée par l'ellipse en pointillés dont la taille correspond à la largeur à mi-hauteur.

au point la procédure suivante pour estimer le flux total d'une source sans être trop contaminé par d'éventuelles sources voisines.

On considère l'ensemble des pixels dans un rayon  $R_{max}$  suffisamment grand autour de la source pour prendre en compte l'intégralité de son émission et pouvoir estimer le fond local. On ordonne ces pixels par distance croissante à la position précise de la source, puis on construit une courbe de croissance, qui donne le flux (ou la magnitude) intégré en fonction du rayon d'ouverture, de la façon suivante :

- notons  $F_i$  la densité de flux détectée sur le pixel  $i$ , situé à une distance  $d_i$  du centre de la source, avec  $d_i$  qui augmente avec  $i$
- on intègre la densité de flux contenue dans les  $N_0$  premiers pixels
- pour  $i > N_0$  on détermine la valeur médiane des  $F_i$  dans des intervalles de  $\delta x$  pixels, soit  $F(d_k)$  la médiane des  $F_i$  pour les  $n_k$  pixels vérifiant  $d_k - \frac{\delta x}{2} < d_i < d_k + \frac{\delta x}{2}$
- on détermine le fond  $B$  à soustraire comme la médiane des densités de flux des pixels situés à une distance comprise entre  $d_{bg1}$  et  $d_{bg2}$

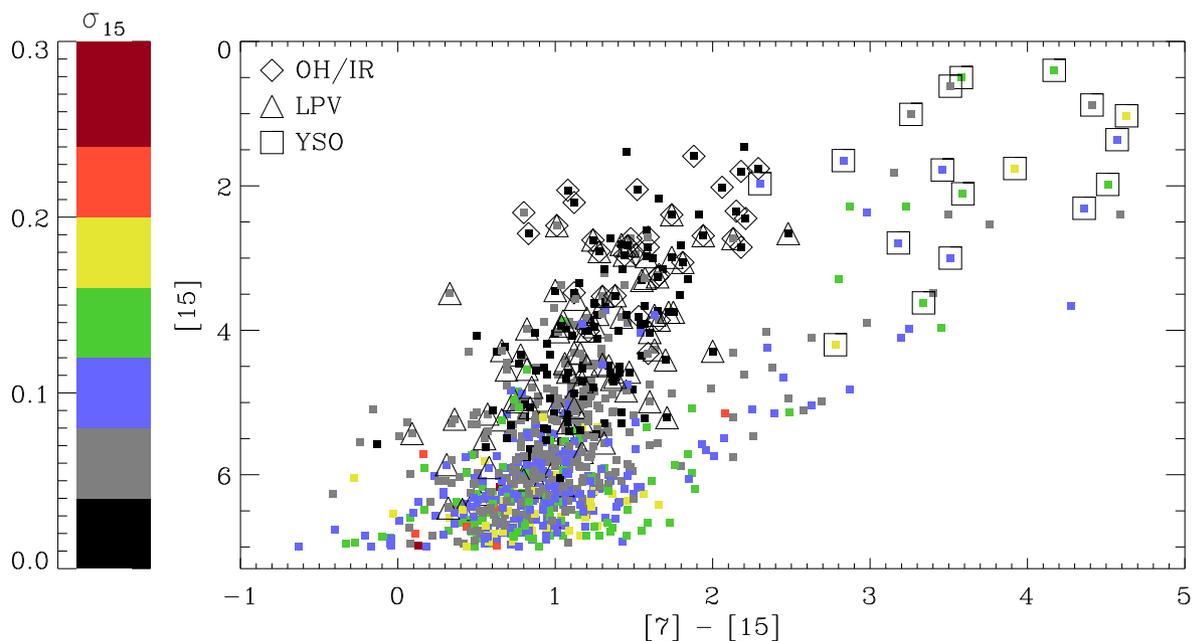


FIG. 3.10: Diagramme  $[15] / [7]-[15]$  du champ FC-00027-00006. Les sources associées à des sources connues sont indiquées par des symboles, dont la signification est donnée en haut à gauche. L'échelle de couleur indique la valeur de  $\sigma_{15}$ .

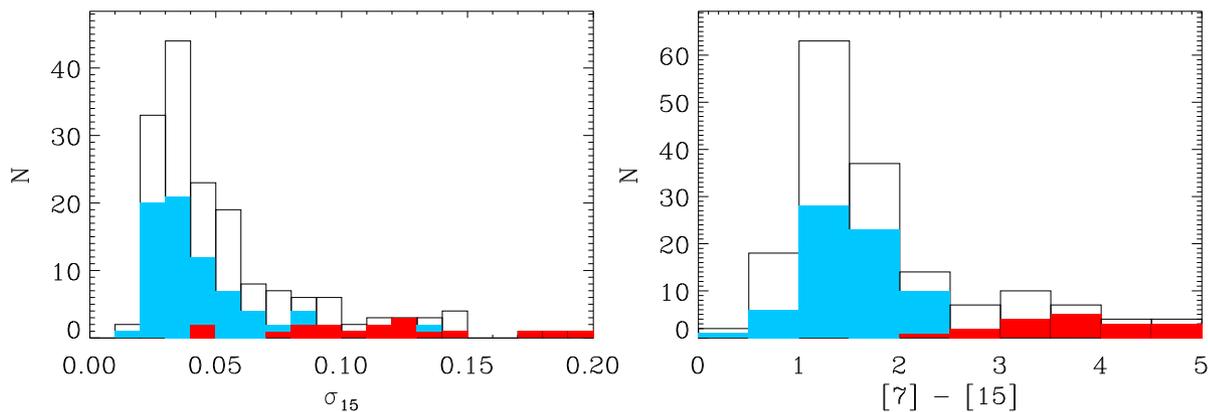


FIG. 3.11: Histogrammes de  $\sigma_{15}$  (gauche) et  $[7]-[15]$  (droite) pour les sources plus brillantes que  $[15] = 4,5$  et détectées à  $7 \mu m$  dans FC-00027-00006. Les zones bleues montrent le nombre de sources associées à des OH/IR ou des LPVs, et celles en rouge correspondent aux objets jeunes.

– la densité de flux intégrée dans un rayon  $R$  est alors :

$$F(R) = \sum_{i=1}^{N_0} (F_i - B) + \sum_{d_k < R} n_k \times (F(d_k) - B) \quad (3.14)$$

Les paramètres  $N_0$ ,  $\delta x$ ,  $d_{bg1}$ ,  $d_{bg2}$  et  $R_{max}$  doivent être choisis pour chaque source, selon sa taille et la présence de sources proches notamment. Des tests effectués en faisant varier ces paramètres ont montré que l'incertitude sur le résultat est typiquement de l'ordre de 0,3 mag. Deux exemples d'application de cette procédure sont représentés sur la Figure 3.12. Enfin, si la sous-estimation de la densité de flux inhérente à la méthode d'ajustement de PSF n'a pas lieu d'être ici, celle due à la stabilisation incomplète du signal (voir § 2.2.3) existe toujours, et nous avons systématiquement retranché 0,2 mag aux magnitudes déterminées par photométrie d'ouverture.

On peut ensuite estimer grossièrement la luminosité par une méthode simple qui n'utilise que la densité de flux à 15  $\mu m$ . En effet, comme on l'a démontré dans Felli et al. (2002, Section 3.2 et Table 2, voir Annexe J), on peut établir pour les sources identifiées comme des régions HII compactes une relation linéaire entre leur densité de flux à une longueur d'onde de l'infrarouge moyen ou lointain et leur luminosité. Celle-ci, ou plus exactement le rapport luminosité sur distance au carré, c'est-à-dire le flux total intégré sur toutes les longueurs d'onde, est estimé à partir des densités de flux dans les quatre bandes IRAS. À partir d'un grand échantillon de sources considérées comme régions HII compactes, on établit des relations linéaires entre  $L/D^2$  et  $F_{12}$ ,  $F_{25}$ ,  $F_{60}$  ou  $F_{100}$ . Puis on interpole la relation entre les coefficients trouvés et la longueur d'onde pour établir une relation valable à 15  $\mu m$ . La dispersion sur les coefficients tirés des données IRAS devient importante pour les plus courtes longueurs d'onde (12 et 25  $\mu m$ ), mais on peut néanmoins considérer que la relation :

$$\frac{L}{D^2} \approx 300 \frac{F_{15}}{\text{Jy}} L_{\odot} \text{ kpc}^{-2} \quad (3.15)$$

donne une estimation de la luminosité correcte à mieux qu'un facteur 2 près.

Notons que, pour des objets jeunes de faible masse situés dans la région de formation stellaire proche  $\rho$  Oph, et interprétés comme des étoiles T Tauri (YSOs de classe II), Bontemps et al. (2001) obtiennent une relation assez différente :

$$\frac{L}{D^2} \approx 70 \frac{F_{15}}{\text{Jy}} L_{\odot} \text{ kpc}^{-2} \quad (3.16)$$

(d'après leur équation (8) et pour une valeur de la distance  $D = 140$  pc). Cependant, les sources que nous détectons avec ISOGAL à la distance du Bulbe Galactique sont plus lumineuses que les sources de  $\rho$  Oph par plus de quatre ordres de grandeur, ce qui rend hasardeux l'extrapolation de la relation donnée par Bontemps et al. (2001) ; de plus,

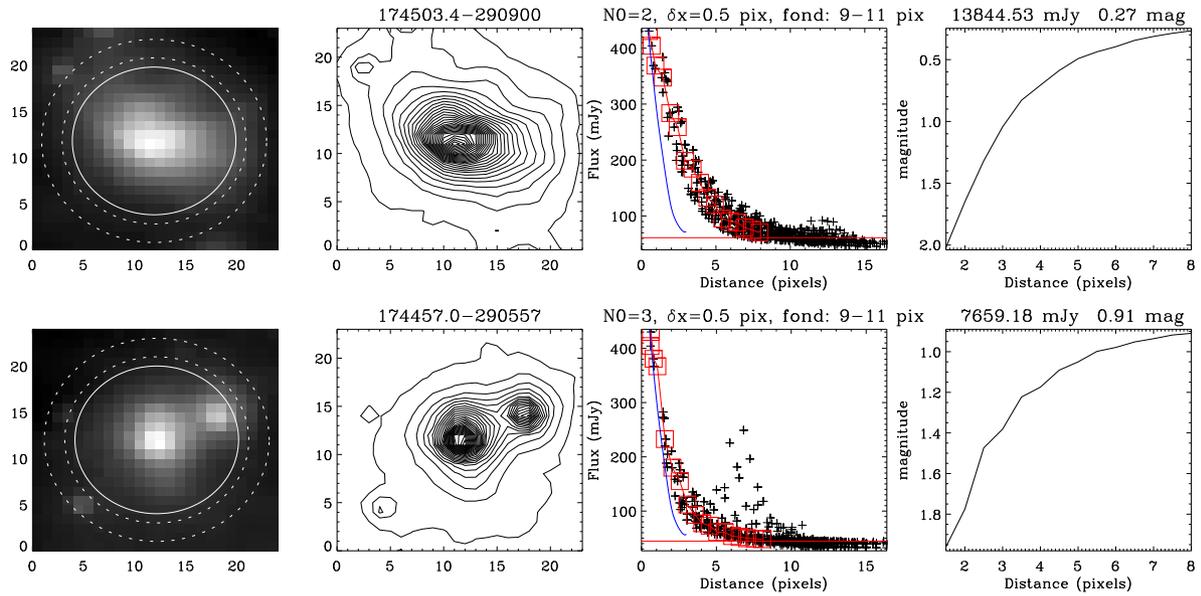


FIG. 3.12: Exemples de mise en œuvre de la procédure de photométrie d'ouverture pour deux sources brillantes et étendues à  $15 \mu m$ . Sur chaque ligne, les deux figures les plus à gauche montrent un extrait de l'image centré sur la source en niveau de gris et en contours. Sur la première, le cercle en trait plein correspond à  $R_{max}$  et les cercles en pointillés à  $d_{bg1}$  et  $d_{bg2}$  (voir texte). La troisième figure montre la distribution des densités de flux par pixel en fonction de la distance. La ligne rouge horizontale indique la valeur déterminée pour le fond, les carrés rouges correspondent aux valeurs de  $F_i$  pour  $i \leq N_0$  et de  $F(d_k)$  aux distances  $d_k$ . Enfin, la courbe bleue montre le profil qu'aurait une source ponctuelle, ajusté sur les deux premiers pixels. La quatrième figure montre la courbe de croissance du flux (ou de la magnitude) en fonction du rayon d'ouverture.

nous avons sélectionné les candidats objets jeunes d'après leur identification avec des sources IRAS ou MSX très rouges au-delà de  $15 \mu m$ , ou avec des régions HII compactes observées dans le domaine radio, et nous allons sélectionner d'autres candidats sur la base d'une couleur [7]–[15] élevée (voir ci-dessous). Par conséquent, tous les candidats que nous considérons dans cette étude ont une distribution d'énergie qui pique au-delà de  $15 \mu m$  (typiquement vers  $100 \mu m$  dans le cas des sources ayant une contrepartie IRAS par exemple), contrairement aux sources de classe II observées dans  $\rho$  Oph, pour lesquelles la luminosité stellaire est déduite des densités de flux dans l'infrarouge proche, et la densité de flux à  $15 \mu m$  trace essentiellement la luminosité du disque (Bontemps et al., 2001). Cela paraît donc justifié d'utiliser un coefficient plus élevé pour convertir  $F_{15}$  en luminosité dans le cas des sources ISOGAL froides que pour les sources de classe II dans  $\rho$  Oph.

En supposant que les sources étudiées se trouvent à la distance du Centre Galactique, soit 8,5 kpc, on peut donc calculer leur luminosité avec la relation (3.15). La densité de flux à 15  $\mu\text{m}$  est estimée par photométrie d'ouverture, puis est corrigée de l'extinction interstellaire. La valeur de l'extinction  $A_v$  en direction de chaque source est tirée de la carte d'extinction de Schultheis et al. (1999), et on utilise la relation  $A_{15} = 0,025 A_v$ .

Ces luminosités peuvent ensuite être reliées aux types spectraux des étoiles enfouies d'après la Table 1.4, en supposant que l'essentiel de la luminosité provient d'une seule étoile massive. Cette méthode est toutefois incertaine, car dans les stades précoces de la formation des étoiles, une partie de la luminosité provient également du phénomène d'accrétion. En outre, lorsqu'une région HII est détectée, cela signifie nécessairement qu'une étoile de type précoce (antérieur à B3) est présente, mais d'autres étoiles moins massives peuvent être enfouies dans le même cocon de poussières. Lorsqu'aucune signature de région HII n'est détectée, la relation entre masse et luminosité est encore plus incertaine car le flux détecté peut provenir d'un nombre élevé d'étoiles de masses faibles ou intermédiaires. Cependant, la contribution de ce type d'étoiles à l'ensemble de la luminosité détectée dans la région est assez faible, et on peut estimer grossièrement que l'incertitude sur la luminosité totale provenant de ces objets jeunes et sur leur masse totale n'est pas supérieure à un facteur 2. Les luminosités et types spectraux ainsi déterminés pour les sources de la Table 3.4 sont donnés dans la Table 3.5.

### Candidats objets jeunes sans association connue

À l'aide de critères combinant une couleur  $[7]-[15]$  élevée et une valeur de  $\sigma_{15}$  supérieure à 0,05 (Figure 3.11), on peut sélectionner parmi les sources ISOGAL rouges et brillantes qui n'ont aucune contrepartie connue celles qui correspondent vraisemblablement à des régions de formation stellaire. Pour les sources les plus faibles (à partir de  $[15] \sim 5$ ), cette méthode n'est plus aussi efficace car l'incertitude sur la magnitude extraite par ajustement de PSF devient plus élevée pour toutes les sources, sans que cela traduise nécessairement une extension spatiale. Sur 19 sources plus brillantes que  $[15] = 5$ , plus rouges que  $[7]-[15] = 2$  et avec  $\sigma_{15}$  au moins égal à 0,06 (sans compter celles déjà identifiées comme objets jeunes d'après leurs contreparties radio ou MSX), on peut en considérer 15 comme sérieux candidats objets jeunes. Les autres sont plus douteuses, car on peut voir sur les images ISOCAM qu'il s'agit plus vraisemblablement d'un mélange de deux sources proches plutôt que d'une source étendue.

En outre, parmi les six sources vérifiant  $[15] < 5$ ,  $[7]-[15] > 2$  et  $\sigma_{15} \approx 0,05$ , trois montrent des signes d'émission diffuse à 15  $\mu\text{m}$  et s'ajoutent à la liste de candidats objets jeunes, dont une n'est située qu'à 18" de la source radio 1LC359.848-0.015 détectée à 1658 MHz (18 cm) avec une taille de 40" (Lazio et Cordes, 1998). Les trois autres semblent ponctuelles, et l'une d'elle est associée à une étoile LPV. Les noms et magnitudes de ces 18 candidats ayant  $[15] < 5$ ,  $[7]-[15] > 2$  et  $\sigma_{15} \geq 0,05$  sont donnés dans la Table 3.6. La

TAB. 3.5: Luminosités et types spectraux des jeunes étoiles associées à des sources MSX ou radio (Table 3.4). Les densités de flux à 7 et 15  $\mu\text{m}$  sont obtenues par photométrie d'ouverture. Les luminosités sont calculées d'après l'équation (3.15) et les magnitudes d'ouverture à 15  $\mu\text{m}$  corrigées de l'extinction. Les types spectraux sont déduits de la luminosité selon la Table 1.4.

Nom ISO GAL ISO GAL-PJ	$F_J$ [mJy]	$F_{K_s}$ [mJy]	$F_7$ [Jy]	$F_A$ [Jy]	$F_C$ [Jy]	$F_D$ [Jy]	$F_{15}$ [Jy]	$F_E$ [Jy]	$A_v$ [mag]	Lum. [ $L_\odot$ ]	Type spect.
174433.8-291355	<0.5	<2.5	0.59	<0.09	2.67	5.89	7.73	23.23	24.6	245300	O6
174437.9-291014	<0.5	<2.5	0.74	0.55	<1.49	2.54	4.66	19.64	22.8	170500	O6.5
174449.5-291811	1.2	164.4	1.18	<0.09	1.83	3.22	4.88	16.25	24.2	139900	O6.5
174452.5-291122	44.5	575.4	2.15	1.06	2.74	7.82	10.19	27.53	23.8	381700	O5.5
174454.9-291413	<0.5	<2.5	3.56	2.98	5.54	9.40	10.67	29.66	22.8	391100	O5.5
174456.1-291257	<0.5	<2.5	0.36	<0.09	<1.48	7.42	10.19	-	23.6	380300	O5.5
174457.0-290557	1.3	60.3	4.70	3.23	5.93	8.26	9.29	35.98	24.9	357200	O5.5
174459.5-291604	<0.5	32.5	6.79	4.27	10.57	20.39	23.33	67.14	20.7	814600	O5
174503.4-290900	<0.5	<2.5	1.87	<0.09	4.43	12.44	17.70	65.07	24.6	676800	O5
174503.5-291552	<0.5	25.1	2.70	<0.09	<1.29	<1.03	12.82	<2.43	21.0	451100	O5.5
174504.4-291359	<0.5	<2.5	0.82	0.40	1.79	1.50	2.81	6.25	21.4	99400	O7
174504.9-291146	1.3	166.0	4.29	1.70	<1.29	<1.03	9.29	<2.43	23.6	347100	O5.5
174505.6-291018	<0.5	<2.5	2.70	<0.09	<1.29	<1.03	7.05	<2.43	23.5	262700	O6
174506.5-291118	<0.5	<2.5	3.56	1.67	5.49	12.14	16.14	43.18	23.4	599500	O5
174515.4-291213	<0.5	<2.5	<0.04	<0.08	<1.35	<1.00	1.47	4.25	23.0	54100	O8.5
174516.2-290315	41.3	478.6	2.47	2.56	15.41	48.33	44.46	137.94	21.8	1590600	O3.5
174518.1-291051	<0.5	<2.5	0.25	<0.09	1.92	1.72	1.61	5.24	25.0	62200	O8
174520.7-291258	<0.5	<2.5	1.56	<0.09	2.03	<1.06	3.70	10.72	22.8	135400	O6.5
174520.7-290213	<0.5	46.1	5.40	4.63	12.21	20.16	25.59	-	25.8	1005200	O4.5
174524.5-290538	3.5	343.6	0.49	<0.09	<1.49	1.57	2.56	4.72	26.0	100800	O7
174525.7-290942	<0.5	33.1	<0.04	<0.09	<1.49	<1.06	1.12	5.43	22.5	40600	O9.5
174526.3-291229	<0.5	<2.5	0.33	<0.09	<1.49	2.86	4.06	12.54	24.5	154500	O6.5
174527.4-290655	<0.5	<2.5	<0.04	<0.09	<1.60	1.26	0.16	4.11	23.5	6000	B1
174538.3-290547	<0.5	<2.5	<0.04	<0.09	<1.29	<1.03	0.04	<2.43	26.8	1600	B2.5

méthode de photométrie d'ouverture décrite ci-dessus a également été appliquée pour ces objets, et les résultats obtenus sont donnés dans cette table, avec les luminosités déduites de l'équation (3.15) et les type spectraux.

Dans l'intervalle de magnitude  $[15] = 5-6$ , avec les contraintes  $[7]-[15] > 2$  et  $\sigma_{15} > 0,05$ , sept sources parmi dix paraissent aussi être de bons candidats, et on donne leurs caractéristiques à la fin de la Table 3.6. Notons qu'ils ont des luminosités assez faibles, et que si certains d'entre eux ne correspondent pas à des objets jeunes, cela n'a qu'une faible influence sur le bilan global de la formation stellaire récente dans le Bulbe Galactique.

Enfin, 27 sources ne sont détectées qu'à  $15 \mu m$  avec une magnitude  $[15] < 5$ . Là aussi, une analyse des images à  $7$  et  $15 \mu m$  permet d'éliminer trois sources contaminées par une source proche, tandis que trois autres sources ont un  $\sigma_{15} \leq 0,05$  et ne semblent pas réellement étendues. Pour les 21 sources restantes, les magnitudes calculées par photométrie d'ouverture et les luminosité déduites de l'équation (3.15) sont donnés dans le Tableau 3.7.

### Estimation du taux de formation stellaire

La distribution des luminosités des candidats trouvés est représentée sur la Figure 3.13. Comme on peut le voir, les données MSX sont assez sensibles pour détecter la plupart des sources plus massives que  $\sim 40M_{\odot}$ , tandis qu'avec les critères de sélection appliqués sur les données ISOGAL, on peut trouver une partie des sources avec des masses entre  $10$  et  $30M_{\odot}$ , même si l'échantillon sélectionné n'est clairement plus complet en-dessous de  $25M_{\odot}$ .

On peut tenter de convertir la luminosité totale de ces sources en taux de formation stellaire par la méthode suivante (voir par exemple Güsten (1989)). On prend comme hypothèse que la formation stellaire suit une fonction initiale de masse de Salpeter (1955) :

$$\Phi(M) = \frac{dN}{dM} = C M^{-\alpha} \quad (3.17)$$

avec  $\alpha = 2,35$ , valable entre deux masses  $M_1$  et  $M_2$ <sup>1</sup>. La constante  $C$  dépend du taux de formation stellaire  $SFR$  et donc du nombre total d'étoiles formées, qui s'exprime :

$$\begin{aligned} N_{tot} &= \int_{M_1}^{M_2} dN = C \int_{M_1}^{M_2} M^{-\alpha} dM \\ N_{tot} &= \frac{C}{\alpha - 1} (M_1^{1-\alpha} - M_2^{1-\alpha}) \end{aligned} \quad (3.18)$$

La masse totale d'étoiles formées est alors :

$$M_{tot} = \int_{M_1}^{M_2} M dN = C \int_{M_1}^{M_2} M^{1-\alpha} dM$$

---

<sup>1</sup>On pourrait formellement considérer cette loi jusqu'à une masse infinie, ce qui n'a qu'une influence négligeable sur les relations trouvées, comme nous le ferons dans le § 3.6.5

TAB. 3.6: Candidats objets jeunes sans contrepartie connue détectés à 7 et 15  $\mu m$  dans FC-00027-00006 : noms, magnitudes mesurées par ajustement de PSF et par photométrie d'ouverture (ouv.). Les luminosités et types spectraux sont déterminés comme pour les sources de la Table 3.5.

Nom ISOGAL-PJ	mag 7 $\mu m$			mag 15 $\mu m$			$A_v$ [mag]	Lum. [ $L_\odot$ ]	Type spectral
	PSF	$\sigma$	ouv.	PSF	$\sigma$	ouv.			
174455.3-291538	4,97	0,12	4,61	1,82	0,06	1,40	21,2	172300	O6.5
174455.8-292009	7,23	0,13	5,80	3,98	0,09	2,80	24,1	50700	O9
174455.8-291727	6,98	0,09	7,05	2,39	0,05	1,90	20,7	107300	O7
174456.1-290604	5,35	0,17	4,36	2,37	0,08	1,60	24,7	155100	O6.5
174457.0-290557	4,48	0,17	3,56	1,65	0,08	0,70	24,9	357200	O5.5
174458.1-291839	7,68	0,11	7,30	4,99	0,07	4,60	22,4	9300	B0.5
174500.6-291938	6,73	0,14	6,70	4,10	0,05	3,50	20,4	24500	B0
174502.9-291938	7,11	0,20	5,71	4,66	0,10	3,30	20,6	29500	B0
174503.2-291737	5,90	0,06	5,15	2,40	0,07	1,90	21,7	109900	O7
174506.4-291648	7,41	0,12	5,40	3,96	0,13	1,50	24,1	167900	O6.5
174508.0-291039	6,59	0,09	6,00	4,24	0,11	2,80	22,3	48600	O9
174508.4-291753	7,94	0,10	7,90	3,66	0,09	2,60	22,2	58300	O8.5
174509.5-291551	6,36	0,12	5,63	4,02	0,06	3,50	23,5	26200	B0
174510.8-290712	7,69	0,11	7,25	4,82	0,11	4,05	22,8	15500	B0.5
174517.8-290813	7,30	0,09	6,80	4,10	0,09	3,50	22,8	25800	B0
174518.1-290439	6,30	0,10	5,70	2,54	0,05	1,95	26,3	116600	O7
174523.3-290331	5,52	0,09	4,92	2,29	0,14	1,50	26,5	177200	O6.5
174523.9-290310	6,09	0,06	6,00	3,29	0,14	2,30	26,3	84400	O7.5
174452.7-291411	7,62	0,09	5,93	5,13	0,15	3,80	24,2	20200	B0
174454.7-291624	7,67	0,10	8,20	5,04	0,11	4,15	21,7	13800	B0.5
174458.7-291344	7,23	0,18	6,40	5,15	0,20	3,45	21,6	26300	B0
174506.5-292111	7,72	0,12	7,40	5,46	0,07	5,35	24,0	4800	B1
174508.1-290840	7,69	0,16	6,60	5,11	0,06	4,35	22,8	11800	B0.5
174520.0-290750	7,34	0,15	6,90	5,09	0,08	4,65	23,2	9000	B0.5
174527.2-291126	7,54	0,15	6,74	5,15	0,10	4,50	24,3	10600	B0.5

$$M_{tot} = \frac{C}{\alpha - 2} (M_1^{2-\alpha} - M_2^{2-\alpha}) \quad (3.19)$$

D'autre part, on peut utiliser une relation approchée entre la masse et la luminosité :

$$L \propto M^\beta \quad (3.20)$$

TAB. 3.7: Candidats objets jeunes sans contrepartie connue détectés uniquement à 15  $\mu m$  dans FC-00027-00006. Les luminosités et types spectraux sont déterminés comme pour les sources de la Table 3.5.

Nom ISOGAL-PJ	mag 15 $\mu m$			$A_v$ [mag]	Lum. [ $L_\odot$ ]	Type spectral
	PSF	$\sigma$	ouv.			
174453.8-291402	3,79	0,09	3,30	24,1	32000	B0
174457.4-291003	4,95	0,10	4,20	24,4	14100	B0.5
174501.0-291850	4,62	0,10	3,80	20,2	18500	B0.5
174503.1-291354	3,78	0,09	3,40	20,9	27100	B0
174505.0-291659	3,21	0,11	2,50	23,9	66500	O8
174505.1-290937	3,83	0,11	3,25	24,4	33700	O9.5
174508.0-290655	4,34	0,14	3,60	22,8	23500	B0
174508.7-290348	4,17	0,12	2,95	23,1	43200	O9
174512.3-291630	4,96	0,11	4,40	23,1	11300	B0.5
174513.9-290345	4,78	0,22	4,10	20,8	14200	B0.5
174515.4-291213	3,40	0,11	2,70	23,0	54100	O8.5
174515.9-290155	2,63	0,13	1,95	25,5	114500	O7
174517.3-291418	3,34	0,09	3,00	22,7	40800	O9.5
174518.7-290320	4,06	0,18	1,90	24,9	118200	O7
174520.1-290638	4,93	0,12	4,15	23,5	14400	B0.5
174522.4-290242	3,68	0,17	1,50	25,8	174700	O6.5
174523.5-290225	4,62	0,14	1,90	25,7	120600	O7
174524.8-290529	3,89	0,19	2,00	26,3	111400	O7
174524.9-290318	3,33	0,14	1,90	26,3	122300	O7
174525.7-290942	4,68	0,15	3,00	22,5	40600	O9.5
174549.7-291240	4,69	0,14	3,60	21,7	22900	B0

avec un facteur de proportionnalité égal à 1 si L est exprimée en  $L_\odot$  et M en  $M_\odot$ . On en déduit la luminosité totale des étoiles formées :

$$L_{tot} = \int_{M_1}^{M_2} L(M) dN = C \int_{M_1}^{M_2} M^{\beta-\alpha} dM$$

$$L_{tot} = \frac{C}{1+\beta-\alpha} \left( M_2^{1+\beta-\alpha} - M_1^{1+\beta-\alpha} \right) \quad (3.21)$$

Enfin, la luminosité que l'on a déduite du flux à 15  $\mu m$  pour ces objets est censée représenter leur luminosité totale, liée à leur masse par l'équation (3.20). Or, pour être détectés dans l'infrarouge, ces objets doivent être enfouis dans des enveloppes de poussière, et ont par conséquent un âge inférieur à un maximum que nous noterons  $\tau$ .

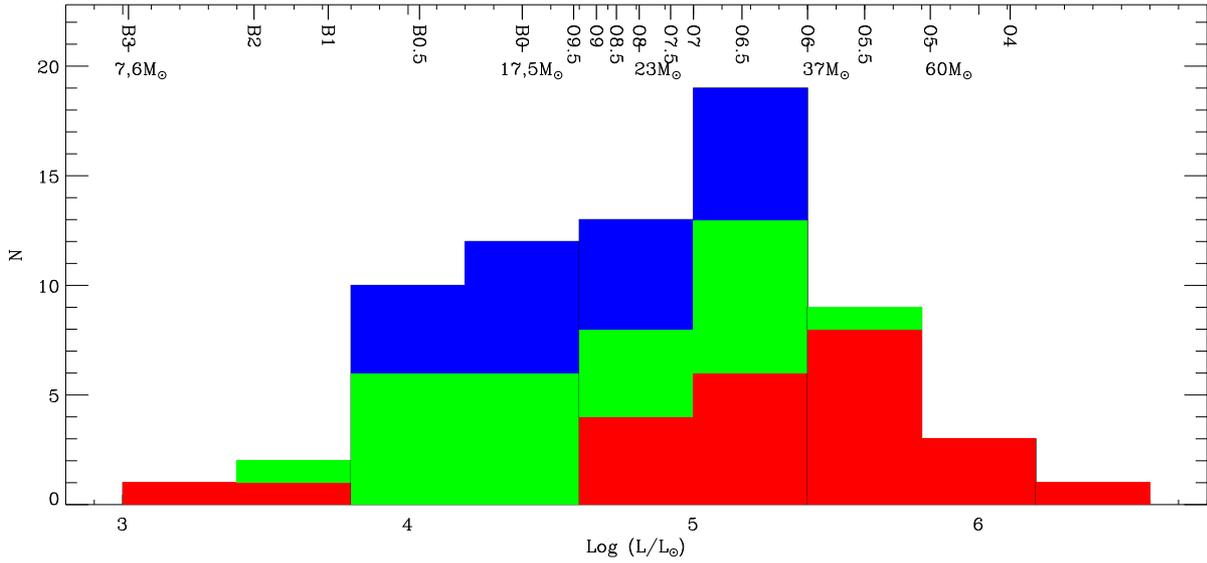


FIG. 3.13: Distribution des luminosités des YSOs sélectionnés dans FC-00027-00006. La partie rouge correspond aux objets associées à des sources radio ou MSX (Table 3.5), celle en vert aux sources sans contrepartie connue détectées à 7 et 15  $\mu m$  (Table 3.6) et celle en bleu aux sources détectées uniquement à 15  $\mu m$  (Table 3.7). Les types spectraux correspondant à ces luminosités (d'après Panagia (1973)) sont indiqués sur l'échelle du haut, ainsi que quelques valeurs de masses correspondantes (d'après AQ (2000, Table 15.8)).

Autrement dit,  $M_{tot}$  représente la masse totale d'étoiles qui se sont formées pendant cette durée  $\tau$ , et le taux de formation stellaire est alors simplement :

$$SFR = \frac{M_{tot}}{\tau} \quad (3.22)$$

$$SFR = \frac{C}{(\alpha - 2)\tau} (M_1^{2-\alpha} - M_2^{2-\alpha}) \quad (3.23)$$

On peut exprimer la constante  $C$  en fonction de la luminosité totale grâce à l'équation (3.21) :

$$C = \frac{L_{tot}(1 + \beta - \alpha)}{M_2^{1+\beta-\alpha} - M_1^{1+\beta-\alpha}} \quad (3.24)$$

d'où finalement :

$$SFR = \frac{1 + \beta - \alpha}{(\alpha - 2)\tau} \frac{M_1^{2-\alpha} - M_2^{2-\alpha}}{M_2^{1+\beta-\alpha} - M_1^{1+\beta-\alpha}} L_{tot} \quad (3.25)$$

Les paramètres sont assez incertains, mais nous pouvons considérer le cas  $\alpha = 2,35$  (Salpeter, 1955),  $\beta = 3,5$  (qui correspond assez bien aux relations entre les luminosités données par Panagia (1973) et les masses données par Aq (2000) jusqu'à  $\sim 40M_{\odot}$ ). Pour choisir  $\tau$ , on peut reprendre les résultats de Wood et Churchwell (1989), qui estiment par une analyse statistique que les étoiles O passent environ 15% de leur existence enfouies dans des enveloppes de poussière, ce qui donne pour une étoile O typique  $\tau \sim 5 \times 10^5$  ans. Enfin, on peut considérer par exemple que l'IMF est valable entre  $M_1 = 0,1 M_{\odot}$ <sup>2</sup> et  $M_2 = 120 M_{\odot}$ . Avec ces valeurs numériques, on obtient finalement :

$$SFR = 8,5 \times 10^{-10} L_{tot} \quad (3.26)$$

où  $L_{tot}$  est exprimé en luminosités solaires. Cette expression est proche de celle proposée par Güsten (1989) :

$$SFR(0,1-60 M_{\odot}) = 10^{-9 \pm 0,3} L_{IR,I} \quad (3.27)$$

où  $L_{IR,I}$  est la luminosité (en  $L_{\odot}$ ) dans l'infrarouge provenant uniquement des sources jeunes (Population I).

Pour l'ensemble des sources discutées dans cette section, situées uniquement dans le champ FC-00027-00006, on trouve une luminosité totale :

$$L_{tot,ISO} = 1,16 \times 10^7 L_{\odot} \quad (3.28)$$

Cependant, nous n'avons considéré que des sources plus brillantes que [15] = 5,5 et l'échantillon cesse d'être complet pour des luminosités inférieures à  $10^5 L_{\odot}$  (Figure 3.13), ou pour des masses inférieures à  $27 M_{\odot}$ . Par conséquent, cette luminosité intégrée ne peut être considérée comme la luminosité totale des objets jeunes enfouis, et ne peut fournir qu'une limite inférieure au taux de formation stellaire. D'après l'équation (3.26) on trouve :

$$SFR > 0,01 M_{\odot}/\text{an} \quad (3.29)$$

En considérant que l'échantillon  $M > 27 M_{\odot}$  est complet, on peut estimer le taux de formation stellaire total de la façon suivante. Le nombre  $N_{27}$  d'objets jeunes plus massifs que  $27 M_{\odot}$ , ou plus lumineux que  $10^5 L_{\odot}$ , est relié au nombre total d'objets jeunes par :

$$N_{tot} = \frac{M_1^{1-\alpha} - M_2^{1-\alpha}}{27^{1-\alpha} - M_2^{1-\alpha}} N_{27} \quad (3.30)$$

et la masse totale d'étoiles formées est donnée par :

$$M_{tot} = \frac{\alpha - 1}{\alpha - 2} \frac{M_1^{2-\alpha} - M_2^{2-\alpha}}{27^{1-\alpha} - M_2^{1-\alpha}} N_{27} \quad (3.31)$$

---

<sup>2</sup>La valeur de  $M_1$  dans le voisinage du Centre Galactique est très incertaine; comme on l'indique dans le paragraphe suivant, le taux de formation stellaire calculé doit être divisé par un facteur 2 si l'on considère que  $M_1 = 1 M_{\odot}$

Le taux de formation stellaire est ensuite déduit de l'équation (3.22). On trouve dans ce champ 32 objets plus lumineux que  $10^5 L_{\odot}$ , ce qui conduit, avec  $\alpha = 2,35$ , à :

$$SFR(0,1 - 120 M_{\odot}) = 0,05 M_{\odot}/\text{an} \quad (3.32)$$

Rappelons que cette valeur dépend fortement de la valeur choisie pour la pente  $\alpha$  de la fonction initiale de masse, ainsi que de la masse limite inférieure ; de plus, l'appartenance au bulbe d'une fraction de ces sources n'est pas garantie, ce qui pourrait réduire la valeur du taux de formation stellaire. Toutefois, comme on le verra dans le paragraphe suivant, ce champ correspond à une des régions les plus actives du bulbe interne, et contient à lui seul environ un quart des YSOs détectés dans les champs ISOGAL. Sachant qu'on s'attend à trouver dans les régions non observées par ISOGAL (les amas centraux, une partie de Sgr B et de Sgr E) tout au plus autant de YSOs que dans les champs ISOGAL (voir ci-dessous), ce taux de formation stellaire représente probablement au moins 15% du taux global dans l'ensemble du bulbe interne.

## 3.4 Les régions de formation stellaire dans le bulbe interne

### 3.4.1 Sélection par des critères de couleur et d'extension

D'après l'étude détaillée ci-dessus, et en particulier les résultats représentés sur la Figure 3.11, on peut extraire parmi les sources les plus brillantes celles probablement associées à des régions de formation stellaire en combinant un critère de couleur (voir aussi § 4.1.1) et un critère d'extension à  $15 \mu m$ . On limitera l'étude présentée dans toute cette section aux sources plus brillantes que  $[15] = 5$ , car le risque de contamination par des sources évoluées devient plus important pour les sources plus faibles ; ceci implique que les objets sélectionnés seront essentiellement associés à des régions de formation d'étoiles *massives*, de type régions HII compactes notamment.

Les objets légèrement étendus, avec des tailles typiques de l'ordre de 10–20" (Figure 2.12), se distinguent par une valeur élevée de l'incertitude  $\sigma$  sur leur magnitude. Dans l'ensemble du bulbe interne, délimité par :

$$\text{Bulbe interne : } |l| < 1,65^{\circ} \text{ et } |b| < 0,5^{\circ} \quad (3.33)$$

on trouve 232 sources ISOGAL plus brillantes que  $[15] = 5$  qui vérifient l'un des critères suivants :

- $2 < [7]-[15] \leq 2,5$  et  $\sigma_{15} \geq 0,1$
- $2,5 < [7]-[15] < 3$  et  $\sigma_{15} \geq 0,05$
- $[7]-[15] \geq 3$  quel que soit  $\sigma_{15}$

En outre, on trouve 99 sources détectées uniquement à  $15 \mu m$  dans les champs aussi observés à  $7 \mu m$ , avec  $[15] < 5$  et  $\sigma_{15} \geq 0,05$ . La nature de 15 d'entre elles est douteuse car une source relativement brillante est en fait visible à la même position sur l'image à  $7 \mu m$ , et n'a pas été extraite parce qu'elle se confond avec une source voisine; ces problèmes de confusion peuvent aussi expliquer les valeurs élevées de  $\sigma$  dans quelques cas. Une seizième source, associée à une étoile LPV, doit aussi être éliminée de la liste des candidats YSO. De même, huit sources parmi les 232 détectées à 7 et  $15 \mu m$  ne peuvent être considérées comme YSO : il s'agit de six étoiles OH/IR, une LPV et une source pour laquelle l'association 7– $15 \mu m$  est visiblement erronée. Enfin, dans cinq cas une même source à  $15 \mu m$  a été associée à deux sources différentes à  $7 \mu m$ , et nous n'avons gardé que la meilleure des deux associations pour ne pas comptabiliser ces sources deux fois.

Il ne reste donc finalement que 219 objets détectés à 7 et  $15 \mu m$ , et 83 détectés uniquement à  $15 \mu m$ . Leurs noms et magnitudes, ainsi que les magnitudes d'ouverture à  $15 \mu m$  et les luminosités et types spectraux que l'on en déduit comme décrit précédemment, sont donnés dans les Tables G.1, G.2 et G.3. D'après une recherche dans la base de données Simbad avec un rayon de  $10''$  autour de ces sources, une quarantaine coïncident avec des sources radio ou des objets classés comme régions HII, et ces identifications sont données dans la dernière colonne de ces tables. Trois des sources sélectionnées par ces critères sont associées à des nébuleuses planétaires, et nous les indiquons dans la Table G.4. De plus, 96 sources soit 32% sont également détectées dans la bande E ( $21 \mu m$ ) de MSX. La plupart sont aussi détectées dans la bande D ( $15 \mu m$ ) et toutes sauf 9 ont un rapport  $F_E/F_D > 2,5$  caractéristique d'objets jeunes (ou de nébuleuses planétaires). Ceci confirme la justesse de nos critères de sélection. Les deux tiers des sources non détectées par MSX montrent l'intérêt de la plus grande sensibilité d'ISOGAL.

La répartition spatiale de tous ces objets jeunes dans le bulbe interne est représentée sur la Figure 3.14, où leur luminosité est indiquée par une échelle de couleurs. On peut voir que les plus fortes concentrations sont observées d'une part dans le champ FC-00027-00006, en particulier à proximité de Sgr A\*, et d'autre part dans les autres complexes de formation stellaire bien connus, Sgr C ( $l \sim -0,6^\circ$ ), Sgr E ( $l \sim -1,2^\circ$ ), et Sgr B1 et B2 ( $l \sim 0,5^\circ$ ) bien qu'on soit limité dans une partie de cette dernière région par l'absence d'observations à  $15 \mu m$ . C'est aussi dans ces régions que l'on trouve les objets les plus lumineux, tandis que quelques sources moins lumineuses se trouvent légèrement en dehors du plan Galactique, notamment vers  $l = +0,1^\circ$  et  $b = -0,2^\circ$  où une forte émission diffuse semble provenir de Sgr A (voir par exemple la Figure K.2). On peut remarquer que la distribution des objets jeunes présentée sur la Figure 3.14 est bien corrélée avec les pics d'émission du gaz moléculaire observé dans le domaine radio (Figure K.7 par exemple).

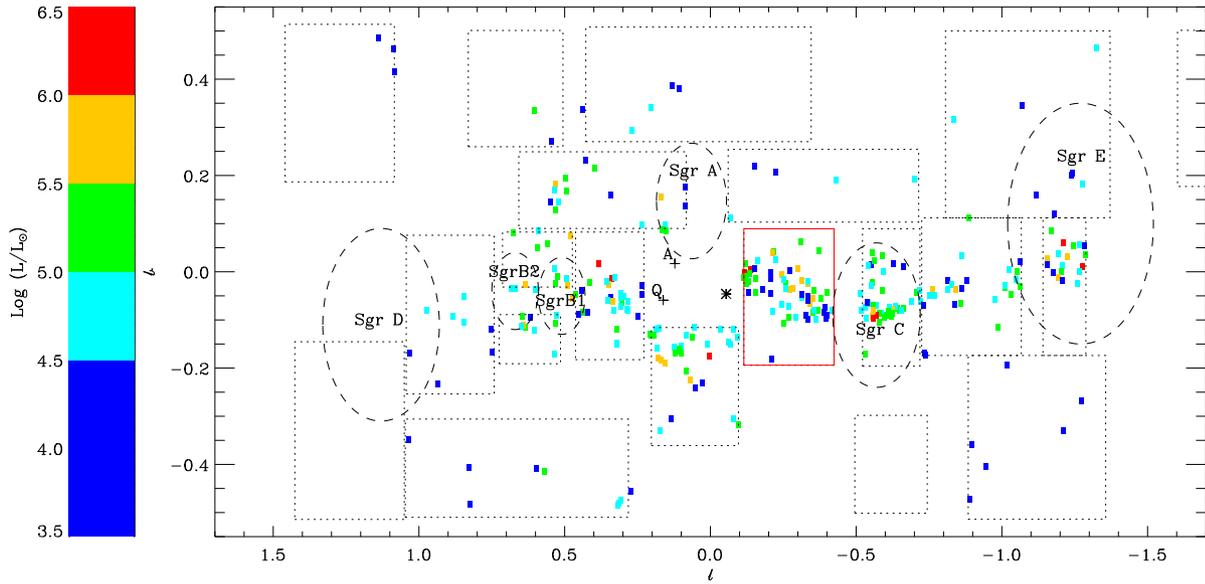


FIG. 3.14: Carte en coordonnées galactiques des objets jeunes détectés par ISOGAL dans le bulbe interne. L'échelle de couleur indique la luminosité des sources. Les lignes pointillées correspondent aux limites formelles des champs ISOGAL, et certaines sources se trouvent dans les régions périphériques des champs. Le champ FC-00027-00006 est indiqué par un cadre rouge. L'astérisque marque la position de Sgr A\*, et les amas "Arches" et "Quintuplet" sont repérés par un A et un Q, respectivement. Enfin, les régions Sgr A à E sont indiquées par des ellipses en pointillés.

### 3.4.2 Bilan de la formation stellaire très récente

Au total, nous avons trouvé dans les champs ISOGAL du bulbe interne 300 sources que nous considérons comme de très bons candidats objets jeunes. Ils se répartissent essentiellement dans une fine couche entre  $b = -0,2^\circ$  et  $b = +0,1^\circ$ , mais ne se limitent pas aux régions les plus actives Sgr B2, Sgr C et Sgr E, comme le montre l'importante population d'objets jeunes trouvée dans l'ensemble du champ FC-00027-00006.

Le calcul de leur luminosité à partir de leur densité de flux à  $15 \mu m$ , estimée par photométrie d'ouverture et corrigée de l'extinction interstellaire, conduit à un total :

$$L_{tot,ISO} = 4,9 \times 10^7 L_\odot \quad (3.34)$$

On peut, comme précédemment dans le champ FC-00027-00006, déduire une limite inférieure sur le taux de formation stellaire de cette luminosité intégrée (équation (3.26)), et on trouve :

$$SFR > 0,04 M_\odot/\text{an} \quad (3.35)$$

L'incomplétude de l'échantillon nous empêche d'estimer la luminosité totale réelle ; par contre, on peut tenter de construire la distribution de masse des objets trouvés à partir de leur luminosité, et extrapoler cette distribution vers les petites masses pour estimer un taux de formation stellaire global. La relation (3.20) n'est plus valable pour les sources les plus lumineuses, et nous avons préféré déterminer une relation polynômiale à partir des luminosités données par Panagia (1973) et des masses correspondantes données par AQ (2000). Un bon ajustement (voir Figure 3.15) entre 8 et 120  $M_{\odot}$  est obtenu avec :

$$\log L = -1,36(\log M)^2 + 6,78 \log M - 1,90 \quad (3.36)$$

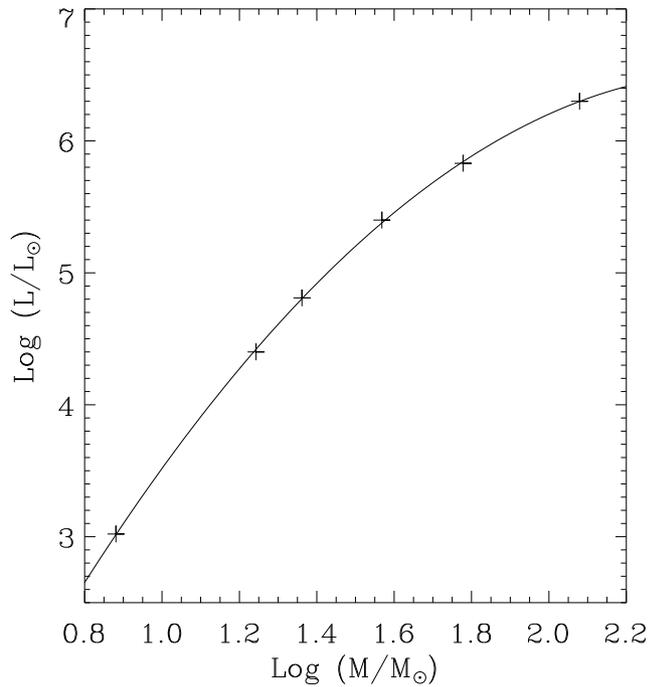


FIG. 3.15: Relation entre la masse et la luminosité pour les étoiles massives. Les croix correspondent aux valeurs données par Panagia (1973) et AQ (2000), et la courbe correspond à l'équation (3.36).

Avec cette relation, on peut construire la distribution en masse de notre échantillon de sources. Elle est représentée sur la Figure 3.16 avec la distribution des luminosités. Cette distribution est en assez bon accord avec une IMF de Salpeter, mais il semblerait qu'il manque quelques objets de masse intermédiaire. Ceci peut provenir à la fois de la méthode utilisée pour déterminer les luminosités, de leur conversion en masse, et de la couverture

incomplète de la région par les observations ISOGAL, en particulier pour éviter les sources les plus brillantes.

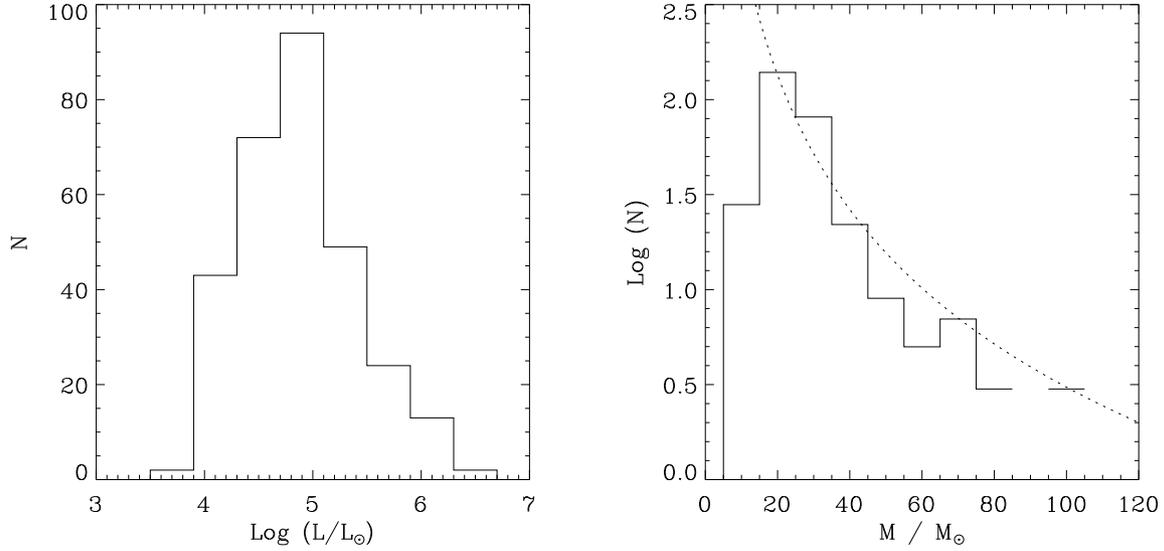


FIG. 3.16: Distribution en luminosités (gauche) et en masses (droite) des YSOs du bulbe interne. La ligne pointillée correspond à une IMF de Salpeter ajustée sur les données.

La courbe qui ajuste approximativement les données sur la Figure 3.16 correspond à une IMF de Salpeter, pour laquelle le coefficient  $C$  vaut 15 000. On peut alors déterminer directement la masse totale d'étoiles formées (équation (3.19), avec  $M_1 = 0,1 M_\odot$ ), et on arrive à un taux de formation stellaire :

$$SFR = 0,18 M_\odot/\text{an} \quad (3.37)$$

en supposant que ces sources sont âgées d'au plus  $5 \times 10^5$  ans. Une autre approche possible est de compter le nombre de sources dans la partie de la distribution qu'on peut considérer pratiquement complète, par exemple pour  $M > 25 M_\odot$ . Ce nombre  $N_{25}$  est directement relié au nombre total par :

$$N_{tot} = \frac{M_1^{1-\alpha} - M_2^{1-\alpha}}{25^{1-\alpha} - M_2^{1-\alpha}} N_{25} \quad (3.38)$$

où  $\alpha = 2,35$  (Salpeter, 1955). On peut alors exprimer la masse totale d'étoiles formées sous la forme :

$$M_{tot} = \frac{\alpha - 1}{\alpha - 2} \frac{M_1^{2-\alpha} - M_2^{2-\alpha}}{25^{1-\alpha} - M_2^{1-\alpha}} N_{25} \quad (3.39)$$

TAB. 3.8: Candidats YSOs MSX dans le bulbe interne en dehors des champs ISOGAL

Région	Limites	Nb. de YSOs	Luminosité ( $L_{\odot}$ )
Centre	$-0,1 \leq l \leq 0,22$ ; $-0,115 \leq b \leq 0,09$	23	$3,13 \times 10^7$
Sgr A	$-0,05 \leq l \leq 0,05$ ; $0,1 \leq b \leq 0,2$	2	$5,1 \times 10^5$
Sgr B	$0,46 \leq l \leq 0,72$ ; $-0,08 \leq b \leq -0,04$	6	$6,53 \times 10^6$
Sgr C	$-0,51 \leq l \leq -0,42$ ; $-0,15 \leq b \leq 0,12$	9	$9,3 \times 10^5$
Sgr E	$-1,6 \leq l \leq -1,3$ ; $-0,2 \leq b \leq 0,15$	17	$7,65 \times 10^6$
Total		57	$4,7 \times 10^7$

Or on trouve 132 objets plus massifs que  $25 M_{\odot}$ , ce qui conduit à un

$$SFR = 0,18 M_{\odot}/\text{an} \quad (3.40)$$

Le même raisonnement appliqué aux objets de plus de  $35 M_{\odot}$  donne :

$$SFR = 0,13 M_{\odot}/\text{an} \quad (3.41)$$

Toutes ces valeurs concernent uniquement les régions observées par ISOGAL, et il faut au moins prendre en compte les régions les plus actives non observées pour déterminer le taux de formation global dans le bulbe interne. On peut pour cela sélectionner dans le catalogue MSX les candidats YSOs, à l'aide du critère :

$$F_E > 2 \times F_D \quad (3.42)$$

Dans l'ensemble du bulbe interne, 325 sources MSX vérifient ce critère (y compris 126 qui ne sont détectées qu'en E), dont 92 sont associées à des YSOs ISOGAL (Annexe G). En dehors des champs ISOGAL, la plus forte contribution provient de la région centrale, et, dans une moindre mesure, des régions de Sgr B et Sgr E non observées par ISO. Pour toutes ces régions, on donne dans la Table 3.8 les limites en coordonnées galactiques utilisées pour sélectionner les sources en dehors des champs ISOGAL, le nombre de candidats YSOs MSX trouvés, et leur luminosité intégrée. Celle-ci est déduite de la densité de flux dans la bande D lorsqu'ils sont détectés, et de l'équation (3.15), en prenant une valeur moyenne pour l'extinction interstellaire  $A_v = 25$  mag. Pour les sources détectées uniquement en E, on utilise une relation similaire à l'équation (3.15) adaptée à la bande E à  $21 \mu m$ . Une interpolation linéaire entre les coefficients trouvés à 10 et  $15 \mu m$  et dans les bandes IRAS (Felli et al., 2002) donne :

$$\frac{L}{D^2} \approx 70 \frac{F_E}{J_y} L_{\odot} \text{ kpc}^{-2} \quad (3.43)$$

Au total, la luminosité des candidats YSOs trouvés en dehors des champs ISOGAL vaut :

$$L_{tot,MSX} = 4,7 \times 10^7 L_{\odot} \quad (3.44)$$

Cette valeur est très proche de celle trouvée pour l'ensemble des candidats ISOGAL. On retiendra donc que pour passer du taux de formation stellaire déduit des observations ISOGAL au taux global dans le bulbe interne, il suffit d'appliquer un facteur 2.

Cependant, d'autres sources d'incertitude subsistent. D'une part, nous n'avons pas accès avec les données ISOGAL ou MSX aux sources de masse intermédiaire, entre 1 et 20  $M_{\odot}$ , ni aux sources jeunes qui contribuent à l'émission diffuse étendue, car nous avons utilisé le catalogue de sources ponctuelles uniquement. Nous avons tenté de palier ce problème en extrapolant le nombre de sources lumineuses détectées au nombre total de sources entre 0,1 et 120  $M_{\odot}$ , mais cette étape repose sur l'hypothèse d'une IMF donnée, et la validité de l'IMF de Salpeter (et de  $M_1 = 0,1 M_{\odot}$ ) dans la région du Centre Galactique n'est pas encore prouvée. Notons que si la masse limite inférieure  $M_1$  était plutôt de 1  $M_{\odot}$ , les taux de formation stellaire calculés devraient être divisés par un facteur  $\sim 2$ . L'autre source majeure d'incertitude concerne le calcul des luminosités. Comme on l'a déjà mentionné, le coefficient de l'équation (3.15) n'est pas connu à mieux qu'un facteur 2 près, et pourrait nous amener à surestimer les luminosités, donc les masses, des objets jeunes de façon notable. Enfin, les sources considérées ici sont interprétées comme des objets jeunes situés dans le bulbe interne. Certains d'entre eux pourraient en fait ne pas être des objets jeunes, mais il est probable également que certains objets jeunes n'aient pas été sélectionnés par les critères retenus ; ce point ne devrait donc pas avoir d'influence importante sur le résultat. En revanche, certaines sources pourraient en fait se trouver en avant-plan sur la ligne de visée, et leur luminosité, qui aurait alors été surestimée, ne devrait pas être prise en compte dans le bilan du bulbe interne. Ce dernier point est particulièrement délicat à résoudre, car l'utilisation des données en infrarouge proche ne permet pas de distinguer facilement les sources d'avant-plan pour ce type d'objets dont les couleurs intrinsèques sont mal connues.

En conclusion, cette étude conduit à une estimation du taux de formation stellaire dans l'ensemble du bulbe interne :

$$SFR(0,1 - 120 M_{\odot}) \approx 0,2 - 0,4 M_{\odot}/\text{an} \quad (3.45)$$

ou

$$SFR(1 - 120 M_{\odot}) \approx 0,1 - 0,2 M_{\odot}/\text{an} \quad (3.46)$$

### 3.5 Spectroscopie en infrarouge proche

Les premières études effectuées sur le catalogue de sources ISOGAL indiquaient clairement que le diagramme magnitude couleur [15] / [7]–[15] est occupé principalement par deux populations, la branche asymptotique des géantes sur la séquence la plus importante visible sur ce diagramme, autour de [7]–[15] = 1, et des objets très jeunes dans la partie la

plus rouge  $[7]-[15] \geq 2$  (voir notamment Felli et al. (2000) et l'analyse détaillée du champ FC-00027-00006 § 3.3 ci-dessus). Il est toutefois évident qu'aucune frontière ne peut être précisément localisée sur ce diagramme : certaines étoiles AGB avec des taux élevés de perte de masse, et par conséquent une épaisse enveloppe de poussière relativement froide, peuvent avoir des couleurs  $[7]-[15]$  apparentes  $\geq 3$  - soit la couleur qu'aurait un corps noir de 300 K environ, voir Figure 2.13 (rappelons que la dispersion des couleurs obtenues peut être accentuée par la non simultanée des observations à 7 et 15  $\mu m$ ). À l'opposé, des étoiles massives jeunes (au plus quelques millions d'années) mais proches de la séquence principale, et plus ou moins complètement débarrassées de leur cocon de poussière apparaissent plutôt bleues dans les couleurs d'ISOGAL, comme l'illustre parfaitement la Wolf-Rayet discutée au paragraphe 4.3.

La spectroscopie reste la meilleure façon de déterminer la nature d'une source. En raison de l'extinction très élevée sur les lignes de visée en direction du Centre Galactique, il est toutefois impossible d'obtenir des spectres dans le domaine visible pour la plupart des sources considérées ici. Avec une extinction environ dix fois plus faible que dans le visible, la bande  $K$  permet en revanche d'observer les sources les plus brillantes (ou les moins éteintes). Même si les critères de classification spectrale ont été initialement définis dans le visible, quelques raies atomiques et bandes moléculaires sont situées dans l'infrarouge proche, et il est donc possible de distinguer plusieurs classes de sources selon leur spectre.

Dans le but de tester la validité des critères de sélection des objets jeunes décrits dans les paragraphes précédents, et en particulier le critère de couleur  $[7]-[15] > 2$ , nous avons sélectionné un grand nombre de sources avec des couleurs  $[7]-[15]$  au voisinage de 2, et obtenu leur spectre dans les bandes  $H$  et  $K$ , à l'aide de l'instrument SOFI installé au NTT de l'ESO. Le pouvoir de résolution atteint était de l'ordre de 1000, et le rapport signal sur bruit était au moins de l'ordre de 100, même pour les sources les plus faibles ( $K_s \approx 11$ ). Il est important de noter que l'échantillon considéré pour ces observations était nécessairement biaisé en faveur des sources les moins rouges (notamment si l'on considère la couleur  $K_s-[7]$ ), puisque pour être observables, les sources devaient être détectées par DENIS dans la bande  $K_s$ .

Pour cette étude, nous avons sélectionné des sources situées dans les champs du bulbe interne, et en particulier dans FC-00027-00006, car nous disposons déjà de nombreuses données annexes (catalogues de variables à longue période, d'étoiles OH/IR, voir § 3.3). Une première série d'observations (107 sources) a été effectuée en juillet 2000, et les principaux résultats sont discutés dans Schultheis et al. (2003). Nous les résumons ci-dessous, en y intégrant ceux d'une deuxième série d'observations (une dizaine de sources), effectuées en septembre 2001.

L'une des principales caractéristiques spectrales présentes dans le domaine de longueurs d'onde observé est une série de raies moléculaires de CO, qui débute vers 2,3  $\mu m$  (voir Figure 3.18). Des bandes d'absorption de l'eau sont également présentes, mais il est difficile de séparer les effets intrinsèques aux sources observées des effets de l'atmosphère. On

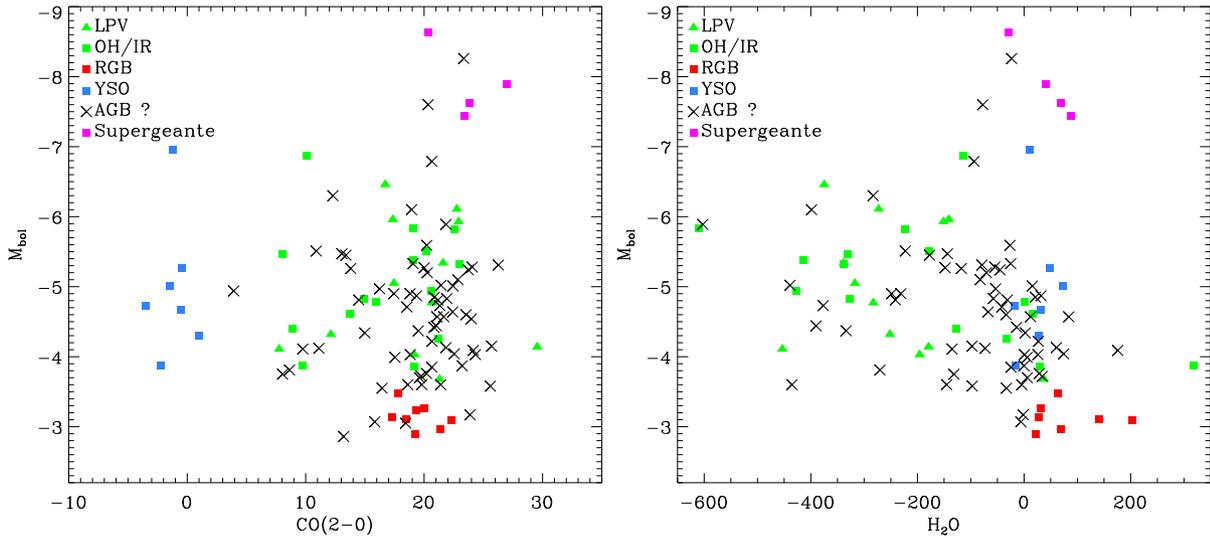


FIG. 3.17: Diagrammes  $M_{\text{bol}}/\text{CO}$  (gauche) et  $M_{\text{bol}}/\text{H}_2\text{O}$  (droite) des sources observées spectroscopiquement avec SOFI en juillet 2000. Les symboles de couleur montrent les différentes classes d'objets, déduites de ces diagrammes ainsi que des identifications avec des sources connues pour les LPVs et OH/IR.

arrive toutefois à mesurer la largeur équivalente de  $\text{H}_2\text{O}$  du côté des courtes longueurs d'onde (Schultheis et al., 2003). On estime ensuite la magnitude bolométrique des sources à partir des données DENIS et ISO (voir aussi § 3.6), et on peut alors déduire la nature des sources d'après leur position dans les diagrammes  $M_{\text{bol}}/\text{CO}$  et  $M_{\text{bol}}/\text{H}_2\text{O}$ , comme illustré sur la Figure 3.17. En particulier, la présence des bandes de CO (voir les exemples typiques sur la Figure 3.18) est interprétée comme une caractéristique des étoiles de type tardif. La plupart sont probablement des étoiles AGB, tandis qu'au moins quatre parmi les plus lumineuses sont de bons candidats supergéantes M, comme le confirme la faible largeur équivalente de  $\text{H}_2\text{O}$  (Schultheis et al., 2003), et huit sources peu lumineuses peuvent être des géantes rouges (RGB). Un certain nombre de ces sources candidates AGB sont associées à des étoiles LPV ou OH/IR (voir § 3.2), ce qui confirme leur nature d'étoiles AGB. Mais la distinction purement spectroscopique entre étoiles AGB et supergéantes M peut être difficile dans quelques cas et certaines sources lumineuses marquées candidates AGB dans la Figure 3.17 pourraient en fait être des supergéantes M si elles appartiennent bien au Bulbe Galactique (voir aussi § 3.6).

Parmi les sources observées en 2000, quatre pouvaient être considérées comme des objets jeunes, parce qu'elles sont associées à des sources radio et/ou à des sources IRAS ayant des couleurs de régions HII : il s'agit des sources A33 (174459.5-291604), A40 (174504.9-

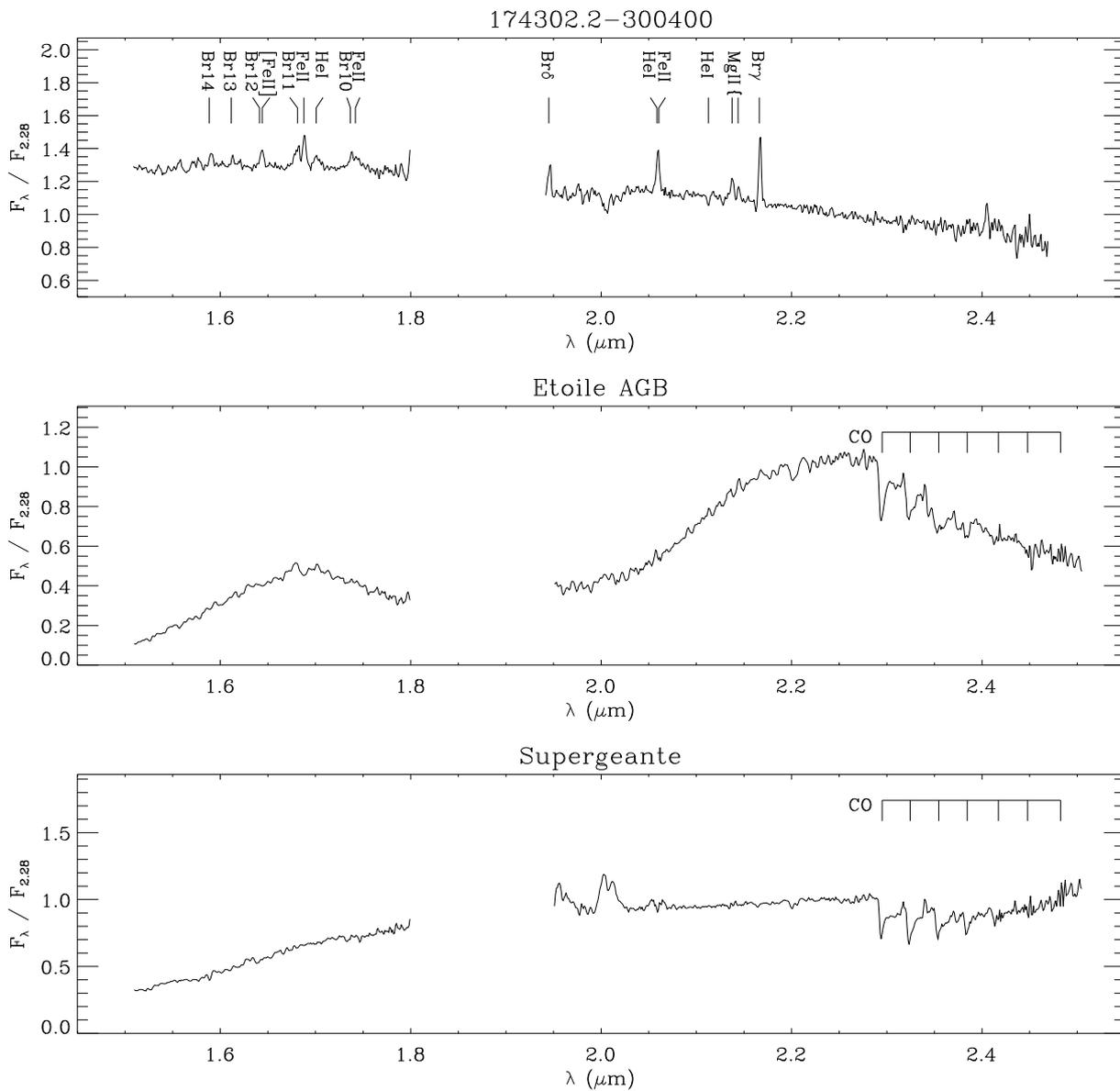


FIG. 3.18: Exemples de spectres de sources ISOGAL obtenus avec SOFI, et interprétés comme un objet jeune (haut), une étoile AGB (milieu) et une supergéante M (bas). Les principales raies et bandes moléculaires identifiées sont indiquées.

291148), D6 (174228.0-295614) et D7 (174229.9-300115). Quasiment aucune raie n'est visible sur leur spectre, en particulier les bandes de CO ne sont pas présentes; six autres spectres observés en 2000 ont un aspect très similaire, ce qui conduit à classer les sources correspondantes comme objets jeunes. Deux d'entre elles (C19 = 174319.6-295030 et B27 = 174421.7-292736) ont une contrepartie MSX rouge, et figurent dans la Table G.1, et une autre (B37 = 174433.8-292357) remplit les critères de sélection des objets jeunes discutés dans les paragraphes précédents, et figure dans la Table G.3.

Aucune raie forte n'apparaît sur les spectres de ces 10 sources (la valeur de  $M_{\text{bol}}$  n'a pas pu être déterminée pour trois d'entre elles, ce qui fait que seuls 7 YSOs apparaissent sur la Figure 3.17), en particulier la raie  $\text{Br}\gamma$  n'est jamais vue en émission, et apparaît très faiblement en absorption sur quelques spectres. D'après des études similaires de jeunes objets enfouis en spectroscopie proche infrarouge (Meyer, 1996, par exemple), ceci indique qu'il s'agit de sources de type assez tardif, typiquement F ou G, car cette raie apparaît en émission pour les types A ou B. Il faut également noter que les raies de CO sont présentes et apparaissent en absorption pour les objets jeunes de type M. Ce dernier point implique également que les critères de classification basés sur les raies de CO ne suffisent pas pour discriminer les géantes ou AGB et les objets jeunes, et que certaines sources considérées comme probables AGB par Schultheis et al. (2003), mais pour lesquelles la largeur équivalente de  $\text{H}_2\text{O}$  mesurée est assez faible, pourraient en fait être des objets jeunes de type M.

Enfin, parmi les spectres observés en septembre 2001, un seul correspond clairement à un objet jeune, et montre des raies de H ( $\text{Br}\gamma$  notamment) et d'atomes ionisés (FeII, MgII) en émission. Il s'agit de la source 174302.2-300400 dont la couleur  $[7]-[15]$  ne vaut que 0,53; ses données photométriques suggéraient qu'il pouvait s'agir d'une supergéante M si elle appartenait au bulbe, et elle a été incluse dans ce programme d'observations pour déterminer sa nature exacte.

Le spectre de cette source est représenté sur la Figure 3.18 où il est comparé à des exemples typiques de spectres d'une AGB et d'une supergéante M. Ce spectre est très similaire à celui des sources MWC 1080 et LKH $\alpha$  198 observées par Meyer (1996), de types spectraux B0 et A5 respectivement, d'après leur spectre dans le visible. Cependant, la source ISOGAL est aussi associée à la source [RHI84] 10-424 (Raharto et al., 1984), considérée comme de type M2 (incertain) par ces auteurs. Elle est, de plus, détectée en  $R$ ,  $I$ ,  $J$  et  $K_s$ , et se situe donc très probablement en avant-plan. Finalement, son spectre en infrarouge proche est compatible avec ceux des objets de Herbig observés par Meyer (1996), mais l'absence de raies atomiques photosphériques ne permet pas de déterminer plus précisément son type spectral.

Le diagramme magnitude couleur  $[15] / [7]-[15]$  des 107 sources observées en 2000 est représenté sur la Figure 3.19. En conclusion, ces observations en infrarouge proche montrent que parmi les sources ayant  $[7]-[15] > 2$  et détectées en  $K_s$ , seules quelques unes se révèlent être des objets jeunes. La combinaison du critère de couleur sur  $[7]-[15]$

et d'un critère de non-détection en infrarouge proche, ou de couleur  $K_s-[7]$  élevée (Felli et al., 2002), ou bien d'un critère de couleur élevée à des longueurs d'onde plus grandes accessibles par MSX ou IRAS, ou encore d'un critère d'extension à  $15 \mu m$  (§ 3.3 et 3.4), est donc nécessaire pour sélectionner les meilleurs candidats objets jeunes parmi les 100 000 sources du catalogue ISOGAL.

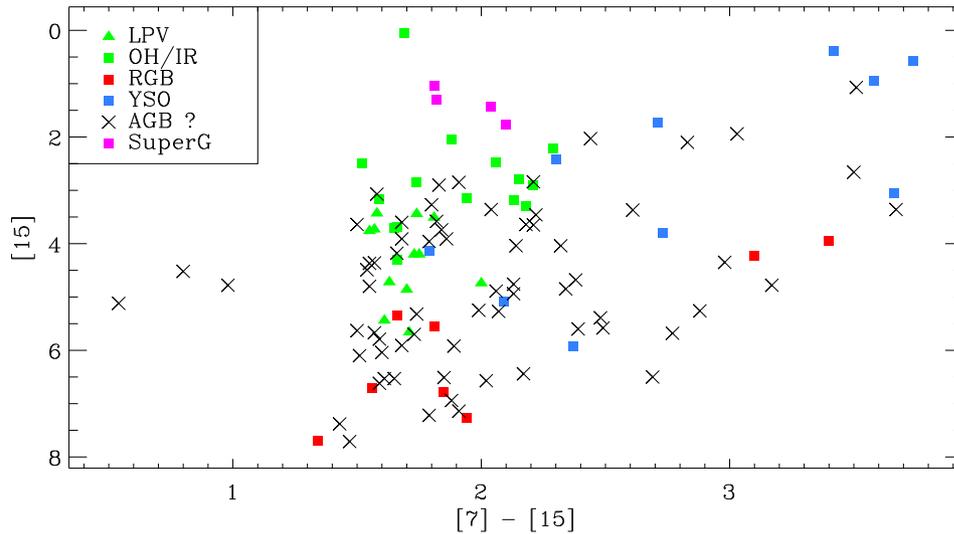


FIG. 3.19: Diagramme  $[15] / [7]-[15]$  des sources observées avec SOFI en juillet 2000. Les symboles indiquent la nature des sources, déduite de leur spectre ou des identifications avec des étoiles LPV ou OH/IR.

### 3.6 Les supergéantes rouges et autres sources lumineuses

Le but de cette section est de montrer comment on peut identifier dans les données ISOGAL (et MSX) les étoiles rouges les plus lumineuses et donc les plus jeunes du bulbe interne et, à partir de modèles d'évolution stellaire appropriés, espérer en déduire l'histoire de la formation stellaire récente dans le bulbe interne. Selon les modèles classiques d'évolution des étoiles massives (Schaller et al., 1992; Bressan et al., 1993), l'âge maximum d'une supergéante rouge est d'environ 50 millions d'années (pour  $7 M_{\odot}$  et une métallicité solaire  $Z = 0.02$ ). Les supergéantes rouges que nous détectons dans le bulbe interne peuvent donc refléter sa formation stellaire jusqu'à cet âge. Nous essaierons de l'étendre à 100 millions d'années environ avec les étoiles AGB de même luminosité.

Un tel objectif est évidemment soumis à de nombreuses conditions : d'une part il faut être capable d'identifier sûrement et complètement toutes les étoiles rouges lumineuses appartenant au bulbe interne, de déterminer avec précision leur luminosité ou au moins leur classe de luminosité, supergéante rouge ou TP-AGB, et d'éliminer les sources de la classe des YSO discutée dans les paragraphes précédents. Ceci passe par une bonne détermination de leur rougissement interstellaire et par leur détection avec une bonne photométrie dans plusieurs bandes infrarouges.

Par ailleurs, il faudrait disposer de modèles d'évolution stellaires suffisamment précis pour ces phases finales extrêmement délicates de l'évolution des étoiles de masse intermédiaire ( $\sim 3-20 M_{\odot}$ ) avec une métallicité élevée et incertaine, ce qui reste hypothétique. Nous allons donc discuter successivement la détermination de l'extinction interstellaire et l'appartenance au bulbe interne, l'estimation de la luminosité, les critères pour décider de la nature des sources, la discussion des erreurs sur les comptages et la fonction de luminosité et finalement la comparaison des comptages aux modèles pour différentes hypothèses sur l'histoire de la formation stellaire, ainsi que la solidité de ces modèles. Il faut absolument souligner que cette étude est encore à un stade préliminaire où les conclusions restent imprécises et provisoires. Nous montrerons néanmoins que cet objectif n'est pas hors de portée moyennant quelques compléments observationnels et théoriques, et que nos données actuelles sont un point de départ unique.

### 3.6.1 Extinction interstellaire

L'extinction en direction du bulbe interne est considérable,  $A_v \geq 20-30$  (Catchpole et al., 1990; Schultheis et al., 1999) et même  $\sim 40-50$  dans les régions centrales (Figer, 2002). La correction de ses effets ("dérougissement") est donc capitale pour déterminer les magnitudes intrinsèques des étoiles, même dans l'infrarouge proche ( $A_K \sim 2-4$ ,  $A_J \sim 6-10$ ). Elle n'est pas non plus négligeable dans l'infrarouge moyen, typiquement de l'ordre d'une demi-magnitude, avec la marge d'incertitude discutée au § 1.1.2 (voir Table 1.3). On peut distinguer deux contributions du même ordre de grandeur à l'extinction sur la ligne de visée d'une source située à l'intérieur du bulbe interne : d'une part celle des couches de poussière du Disque Galactique, principalement dans les bras spiraux et l'anneau moléculaire ; d'autre part celle de la poussière située dans le bulbe interne lui-même. Leur ordre de grandeur respectif est donné par exemple par l'examen de l'émission millimétrique de  $^{12}\text{CO}$  en admettant une bonne corrélation entre la poussière et CO, puisque le gaz moléculaire du bulbe interne se distingue par les grandes valeurs de sa vitesse radiale.

On peut aussi déduire directement  $A_v$  des couleurs infrarouges des étoiles. Si l'on examine par exemple le diagramme  $K_s/J-K_s$  du champ ISOGAL FC-00027-00006, typique du bulbe interne et décrit en détail dans le § 3.3 (Fig. 3.20), on constate que le gros des sources correspond à des valeurs de  $J-K_s$  comprises entre  $\sim 4,5$  et  $\sim 6,5$  ; on interprète

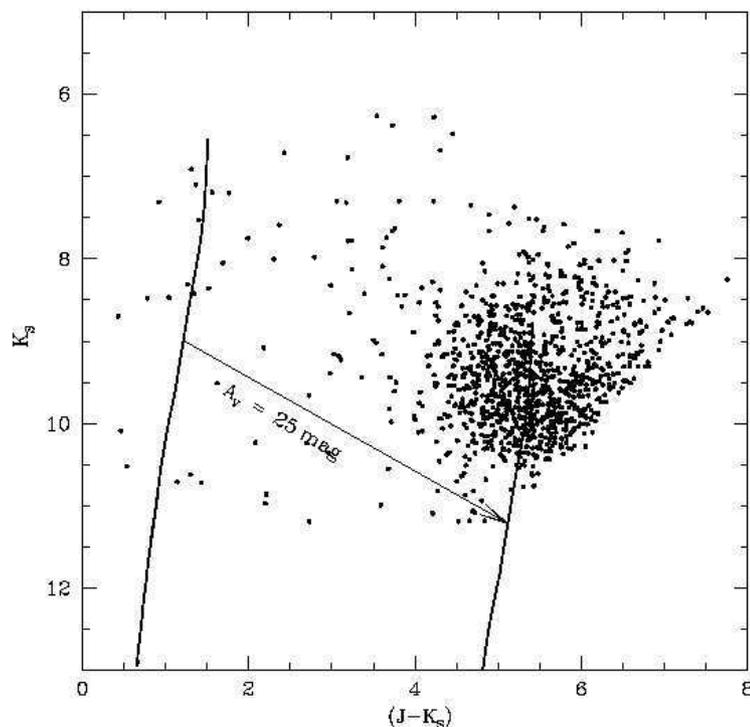


FIG. 3.20: Diagramme  $K_s / J-K_s$  du champ FC-00027-00006 et méthode de détermination de l’extinction. La ligne à gauche du diagramme est l’isochrone de Bertelli et al. (1994) pour un âge de  $10^{10}$  ans, et celle qui passe au milieu de la distribution de sources correspond à la même isochrone décalée d’une extinction de 25 mag.

naturellement cette concentration de sources dans le diagramme comme correspondant à la très forte surdensité du bulbe interne. Plus précisément, on peut montrer (voir notamment Omont et al. (1999), Ojha et al. (2003)) que la majorité des sources sont des géantes rouges vieilles, RGB ou surtout AGB avec une perte de masse modérée, dont les magnitudes intrinsèques à 8,5 kpc peuvent être représentées en première approximation par l’isochrone correspondant à un âge de  $10^{10}$  ans et des abondances solaires, dessinée sur la figure 3.20 (Bertelli et al., 1994). Pour de telles sources, on déduit une valeur relativement précise pour  $A_v$  comme indiqué sur cette figure. On voit que l’essentiel des sources a une extinction supérieure à  $A_v \approx 17\text{--}20$  mag, qu’on interprète comme la “valeur” de l’extinction interstellaire du Disque Galactique dans la direction de ce champ. Des valeurs maximum de  $A_v$  sur la Figure 3.20, on déduit que le bulbe a une extinction d’au moins 15 mag dans cette direction. Mais on voit bien sur la figure que la valeur réelle est plus élevée car la distribution des sources y est tronquée par les non détections en J. Les

observations profondes en HK (Figer, 2002) montrent que l’extinction interstellaire totale peut atteindre dans les régions centrales  $\sim 40\text{--}50$  et celle du bulbe  $\sim 25\text{--}30$ .

On pourrait penser pallier en grande partie cette difficulté de non détection en  $J$  en utilisant les diagrammes  $K/H\text{--}K$  (Alard, 2001, par exemple) ou les diagrammes  $K/K\text{--}[7]$  (Jiang et al., 2003; van Loon et al., 2003). Mais en fait, pour les sources lumineuses considérées ici, les non détections en  $J$  correspondent pratiquement toujours à des sources à grande extinction circumstellaire. Celle-ci affecte alors fortement  $(H\text{--}K)_0$  et  $(K\text{--}[7])_0$  de sorte que les diagrammes  $K/H\text{--}K$  et  $K/K\text{--}[7]$  ne sont pas utilisables pour déterminer  $A_v$ .

Dans la mesure du possible, nous utiliserons la méthode de l’isochrone  $K_s/J\text{--}K_s$  pour la détermination de l’extinction interstellaire de chaque source ISOGAL individuelle, détectée en  $J$  et  $K_s$ , en vue du “déroutage” de ses magnitudes infrarouges. C’est le même type de méthode que nous avons appliqué aux étoiles LPV (§ 3.2) pour déterminer l’extinction connaissant leur période. Néanmoins on peut se poser des questions sur la pertinence d’utiliser l’isochrone standard de  $10^{10}$  ans (Fig. 3.20) pour estimer l’extinction en particulier des sources jeunes qui nous intéressent spécialement. On pourrait envisager, comme van Loon et al. (2003) de déterminer simultanément l’extinction et l’âge, voire la métallicité, à l’aide d’un nombre suffisant de magnitudes infrarouges. Mais, comme on l’a dit, cette méthode se révèle peu efficace ici pour les isochrones autres que  $K/J\text{--}K$ . Pour mieux contrôler le processus, nous préférons donc une estimation approchée de  $A_v$  à partir de l’isochrone standard de la Figure 3.20 pour toutes les sources sans contribution importante de la poussière circumstellaire à  $(J\text{--}K)_0$ ; nous admettons que la condition  $[7]\text{--}[15] < 1$  garantit ceci (Ojha et al., 2003). Comme toutes les sources ISOGAL du bulbe sans trop de poussière considérées ici sont en pratique des géantes ou supergéantes rouges, on peut voir en comparant avec les autres isochrones (cf. par ex. van Loon et al. (2003, Figs 6c et 7c)) que l’erreur faite sur  $A_v$ ,  $\leq 1\text{--}2$  mag, est généralement négligeable devant les autres sources d’incertitude. On peut néanmoins itérer quand le type spectral a été identifié, en particulier pour les supergéantes en redéterminant  $A_v$  à partir d’une isochrone plus appropriée.

En pratique, nous avons donc utilisé la procédure suivante (Chitre et al., 2003), résumée dans la Table 3.9. Pour les sources détectées en  $J$  et  $K_s$ , sans trop de poussière circumstellaire, c’est à dire avec  $[7]\text{--}[15] < 1$  (ou de la même façon  $A\text{--}D < 1$  pour les sources MSX),  $A_v$  est déduit de  $J\text{--}K_s$  avec l’isochrone  $K/J\text{--}K$  de la Figure 3.20 et  $A_v = 6,4 \times (A_J\text{--}A_K)$ . L’évaluation de  $A_v$  est plus difficile pour les sources où la contribution de la poussière circumstellaire est importante. Vue la complexité des phénomènes de perte de masse et de formation stellaire, il est alors quasi impossible de définir l’équivalent des isochrones et de démêler les effets de l’extinction interstellaire et de la poussière circumstellaire. On se résoudra donc, comme dans divers travaux antérieurs (Wood et al., 1998; Ortiz et al., 2002; Ojha et al., 2003) à remplacer la valeur de  $A_v$  pour l’étoile considérée par une valeur moyenne pour les sources du bulbe dans une petite zone autour de sa ligne

de visée. On utilisera en pratique la carte d'extinction du bulbe établie par Schultheis et al. (1999) à partir des données de DENIS, en gardant à l'esprit qu'elle peut conduire à des valeurs de  $A_v$  sévèrement sous-évaluées dans les régions de très forte extinction. De plus, même quand cette valeur moyenne de l'extinction vers le bulbe est correcte, la valeur de  $A_v$  pour une étoile individuelle du bulbe sur la même ligne de visée peut s'en écarter de façon aléatoire par une quantité pouvant atteindre ou dépasser 5 mag. Pourtant, comme la valeur obtenue par l'isochrone  $K_s/J-K_s$ ,  $A_v(\text{JK})$ , pour les sources avec  $[7]-[15] > 1$  ne peut que surestimer la valeur de  $A_v$ , nous avons conservé la valeur  $A_v(\text{JK})$  pour ces sources chaque fois qu'elle est inférieure à celle déterminée par la carte.

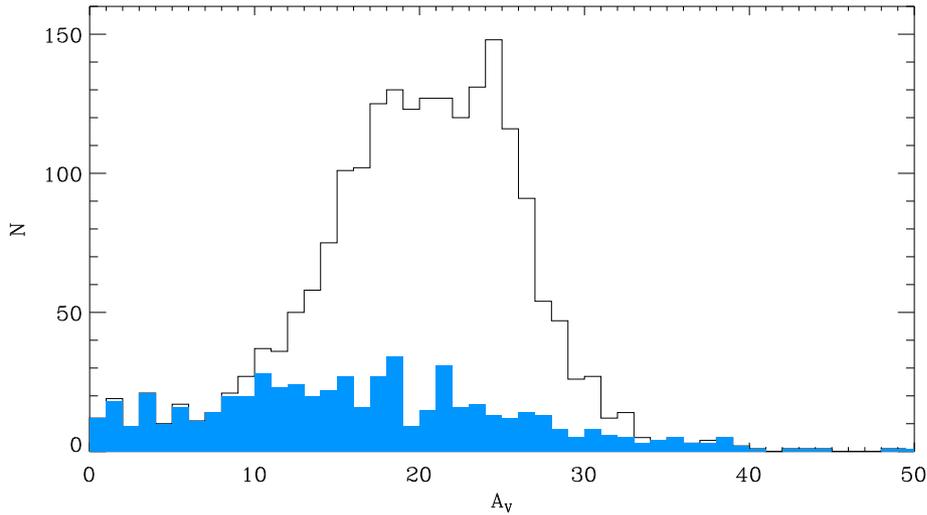


FIG. 3.21: Histogramme des valeurs de  $A_v$  déterminées pour toutes les sources brillantes du bulbe interne. La partie colorée en bleu indique le nombre de sources pour lesquelles  $A_v$  est calculé à partir de  $J-K_s$ , et la partie blanche correspond aux  $A_v$  tirés de la carte de Schultheis et al. (1999).

La Figure 3.21 montre l'histogramme des extinctions ainsi déterminées pour l'ensemble des sources très lumineuses de tout le bulbe interne de la Table H.1. On constate que le gros des valeurs de  $A_v$  ainsi déterminées s'étend de  $\sim 15$  à 30 mag avec une queue de distribution jusqu'à 45 mag, pour les valeurs obtenues à partir de l'isochrone  $K/J-K$ , et de 20 à 30 pour celles venant de la carte d'extinction. Cette dernière, qui est utilisée systématiquement pour les sources à grande perte de masse, est supposée donner en gros la moyenne de l'extinction des sources du bulbe interne au voisinage de la ligne de visée considérée. La différence avec la valeur réelle de  $A_v$  pour une source donnée peut atteindre  $\sim 10$  mag ; de plus cette valeur moyenne peut être sous-estimée jusqu'à  $\sim 5$  mag pour

TAB. 3.9: Procédure de détermination de l’extinction des sources suivant leurs couleurs. Cette table explicite la procédure suivie pour les sources détectées dans les champs du bulbe interne observés par ISOGAL. Nous avons appliqué une procédure analogue pour les régions observées seulement par MSX, en remplaçant respectivement les magnitudes ISOGAL [7] et [15] par les magnitudes MSX A et D.

[7]-[15]	J-K	$A_v$ <sup>(a)</sup>	Commentaires
quelconque	ni J, ni K	carte	Surtout objets Y-P <sup>†</sup>
[7]-[15] > 2 ou 7 $\mu m$ non détecté	quelconques	carte	Identification des objets Y-P <sup>†</sup>
1 < [7]-[15] < 2	JK détectés	min[carte, JK] <sup>(b)</sup>	AGB (ou SGR) à fort $M$ Identification des objets F <sup>†</sup>
	K seulement	carte	
[7]-[15] < 1	JK détectés	JK	SGR (ou AGB) à faible perte de masse Identification des objets F <sup>†</sup>
	K seulement	carte	SGR (ou AGB) à fort $A_v$

Notes.<sup>(a)</sup> Les mentions “JK” et “carte” signifient que l’extinction interstellaire  $A_v$  sur la ligne de visée de la source est déterminée respectivement, comme on le discute dans le texte, à partir de la valeur de  $J-K$  avec  $A_v = 6,4 \times (A_J - A_K)$  ou de la carte d’extinction interstellaire établie à partir des données DENIS par Schultheis et al. (1999).

<sup>(b)</sup> L’expression min[carte, JK] signifie qu’on a retenu la plus petite des valeurs de  $A_v$ (JK) et de  $A_v$ (carte).

<sup>†</sup> Les objets F sont les sources identifiées comme d’avant-plan par rapport au bulbe interne du fait de leur faible rougissement (voir texte). Les objets Y-P sont les sources à fort excès à 15  $\mu m$  considérées comme de bons candidats objets jeunes ou peut-être nébuleuses planétaires (cf. § 3.4).

les champs centraux les plus rougis, du fait de la limite de détection en  $J$  des sources qui servent à établir la carte d’extinction (Schultheis et al., 1999). On peut tester ceci par la comparaison avec les résultats très profonds de NICMOS/HST ou Gemini/AO (Figer, 2002, Fig. 4) au centre du bulbe interne ( $|l| < 0.4^\circ$ ), qui montrent des valeurs de  $A_v$  s’étendant de  $\sim 15$  à  $\sim 50$ .

### 3.6.2 Appartenance au bulbe interne

Comme les lignes de visée vers le bulbe interne traversent d’abord la totalité du disque et des couches extérieures du bulbe, il faut se préoccuper de confirmer l’appartenance au bulbe interne des sources ISOGAL détectées dans sa direction. En l’absence d’information

sur la vitesse radiale de la plupart des sources, l'extinction interstellaire sur leur ligne de visée est un élément clé pour décider de cette appartenance.

En fait, comme on l'a mentionné au paragraphe précédent, le diagramme magnitude couleur  $K/J-K$  est très généralement l'outil le plus direct et le plus puissant pour identifier les sources d'avant-plan dans le Disque Galactique sur la ligne de visée du bulbe interne. De telles sources se détachent immédiatement (voir Figure 3.20) à gauche du gros des sources qu'on identifie naturellement à la forte surdensité du bulbe interne spécialement en sources lumineuses. Il est clair que la distribution des extinctions représentée sur la Figure 3.20 subit une discontinuité pour  $A_v \sim 15$  mag, qui correspond à  $J-K \sim 3,8$ . Comme on l'a dit précédemment, il est évident que cette discontinuité est reliée à la transition disque–bulbe : le gros des sources, qui contiennent celles du bulbe, est situé derrière une partie des couches de poussière qui sont distribuées dans le disque. On en conclut sans ambiguïté que les sources qui sont nettement détachées à gauche du gros de la distribution, par exemple sur la Figure 3.20, sont des sources d'avant-plan du disque. Cette situation se reproduit pour tous les champs avec des valeurs de  $A_v$  comprises entre 11 et 23 (Chitre et al., 2003). Son résultat cumulé est visible sur la Figure 3.21 pour l'ensemble des sources brillantes du bulbe.

La réciproque, c'est-à-dire que les sources du gros de la distribution appartiennent au bulbe interne, doit être vraie pour l'essentiel, mais elle est plus difficile à démontrer pour leur totalité. Il est certain que la plus grande partie du gaz interstellaire du disque et la poussière associée sont situés dans les bras spiraux et l'anneau moléculaire à plusieurs kiloparsecs du bulbe interne. Par contre la distribution de la masse des étoiles du disque ne présente pas un tel vide, mais au contraire augmente exponentiellement vers le centre de la Galaxie. Mais, du fait de l'absence de gaz moléculaire, cette région intermédiaire,  $\approx 1-3$  kpc, doit également être déficitaire en étoiles relativement jeunes,  $\leq 10^8$  ans, qui nous intéressent ici. Il en va de même pour les couches extérieures du bulbe, bien que la question puisse être moins claire quand on se rapproche de l'extrémité de la barre.

En attendant une tomographie 3D complète de ces lignes de visée Galactiques, la confirmation de l'appartenance de ces sources au bulbe interne peut être apportée par la mesure de leur vitesse radiale. Mais elle nécessite une spectroscopie infrarouge d'assez grande résolution qui, en l'absence d'instrumentation de spectroscopie multi-objets, est encore très difficile à mettre en œuvre pour le grand nombre de sources impliqué. Nous ne disposons en fait de l'information sur la vitesse radiale que pour quelques centaines de sources ISOGAL du bulbe interne où un maser OH (Lindqvist et al., 1992a; Lindqvist et al., 1992b; Sevenster et al., 1997; Sjouwerman et al., 1998; Ortiz et al., 2002) ou SiO (Messineo et al., 2002) a été détecté. L'analyse de leurs vitesses radiales et plus particulièrement les diagrammes  $V_r/\ell$ , caractéristiques d'une rotation à grande vitesse  $\sim 100$  km/s, confirment que dans leur immense majorité ces sources appartiennent au bulbe interne. L'analyse détaillée de près de 150 masers OH (Lindqvist et al., 1992b) im-

plique que pratiquement tous en font partie. Le diagramme  $V_r/\ell$  des masers SiO détectés par Messineo et al. (2002) est tout aussi frappant.

Dans la suite, pour l'analyse des propriétés des étoiles évoluées lumineuses du bulbe interne, nous avons d'abord écarté dans chaque champ ISOGAL (ou MSX) les sources identifiées comme d'avant-plan par leur faible extinction interstellaire, repérées sur les diagrammes  $K_s/J-K_s$  par la méthode décrite ci-dessus (Chitre et al., 2003). En fait il faut prendre soin d'ajouter à ces sources d'avant-plan quelques dizaines d'autres, très brillantes et peu rouges, qui ne figurent pas en  $J$  et même en  $K_s$  dans notre catalogue DENIS parce qu'elles sont trop brillantes ( $K \leq 6$ , voir Schuller et al. (2003a, Sect. 4.2)) et qui n'ont pas non plus de données 2MASS disponibles pour une raison ou une autre.

Les sources qui ont une forte chance d'être de jeunes étoiles sont parallèlement écartées après identification suivant la méthode décrite au § 3.4.1 basée principalement sur les couleurs ISOGAL [7]–[15] et MSX D–E et A–D. Nous admettons que la proportion des sources d'avant-plan parmi ces étoiles évoluées du bulbe interne qui nous intéressent est négligeable, comme cela a été démontré pour les étoiles OH/IR qui sont une de leurs sous-classes. Mais il est clair que cela nécessite d'être confirmé, en particulier pour les supergéantes rouges, par un programme de spectroscopie infrarouge.

### 3.6.3 Détermination de la luminosité des étoiles rouges lumineuses

Il est bien connu que l'infrarouge proche et en particulier les bandes de DENIS (ou 2MASS) sont parfaitement adaptées à la détermination de la luminosité des étoiles froides, géantes et supergéantes rouges. L'adjonction des bandes d'ISOGAL permet de prendre en compte la contribution éventuelle de la poussière de leur enveloppe circumstellaire. Pour les géantes rouges, surtout AGB, qui constituent le gros des sources ISOGAL du bulbe interne, et les supergéantes rouges qui les prolongent vers les plus fortes luminosités, l'étape la plus délicate est probablement l'évaluation de l'extinction interstellaire (§ 3.6.1), qui peut entraîner une erreur considérable sur  $M_{\text{bol}}$ , jusqu'à une magnitude ou plus.

Si le diagnostic de l'appartenance au bulbe interne est correct, la détermination approchée de la luminosité se ramène à celle du flux bolométrique. L'évaluation de celui-ci ne pose pas de problème particulier pour de telles sources ISOGAL ou MSX typiques, si l'on dispose d'un nombre suffisant de magnitudes dérougées, provenant de DENIS ou 2MASS, plus ISOCAM. Nous avons utilisé principalement les procédures standards qu'a mises au point C. Loup (Loup et al., en préparation) pour les bandes de ces relevés de façon à optimiser le résultat en fonction des magnitudes disponibles et de leur qualité. En pratique la détection d'une telle étoile dans trois ou quatre de ces bandes suffit pour réduire l'incertitude engendrée par l'intégration sur le spectre à une valeur bien en dessous de celle des autres sources d'erreur, notamment du dérougissement. En fait, si l'on peut savoir qu'il s'agit d'une étoile M avec peu de poussière circumstellaire, la seule connais-

TAB. 3.10: Procédures pour déterminer  $M_{\text{bol}}$  des sources du bulbe interne<sup>(a)</sup> à partir des magnitudes dérogées disponibles<sup>(b,c)</sup>

Bandes disponibles	Procédure	Commentaires
J & K	Intégration multi-bande <sup>(d)</sup>	Choix de JK : DENIS ou 2MASS Vérifier saturation DENIS JK Identification des sources d'avant-plan Vérifier cohérence de $(K_s-[7])_0$ et $J-K_s$
K & 15 $\mu m$ ou D, sans J	$BC_K$ Eq. (3.48)	Vérifier saturation DENIS JK
K sans J ni 15 $\mu m$ ni D	$BC_K = 3,0$	Vérifier saturation DENIS JK
$[7]-[15] > 1$ sans JK	$BC_7 = 6,5^{(e)}$	

*Notes.*<sup>(a)</sup> Éliminer au préalable les sources identifiées comme d'avant-plan à partir des diagrammes  $K/J-K$  (§ 3.6.2).

<sup>(b)</sup> Choisir au préalable les qualités de données acceptables.

<sup>(c)</sup> Éliminer au préalable les candidats YSO ou nébuleuse planétaire, “Y-P” (cf. texte).

<sup>(d)</sup> Loup et al., en préparation

<sup>(e)</sup> Ortiz et al. (2002), Fig. 5

sance de la magnitude  $K_0$  peut même suffire à fournir une estimation acceptable de  $M_{\text{bol}}$ , en utilisant une valeur approchée unique de la correction bolométrique  $BC_K = 3,0$  (voir ci-dessous, Fig. 3.23). On a alors, pour une distance de 8,5 kpc :

$$M_{\text{bol}} \approx K_0 - 11,65 \quad (3.47)$$

Notons par contre qu'il est bien entendu impossible d'estimer correctement à partir de ces bandes infrarouges, la luminosité de sources dont la distribution spectrale d'énergie est concentrée très loin de ces bandes, à moins d'avoir une connaissance très précise de cette distribution. Ceci rend en particulier très difficile d'évaluer, avec les seules données ISOGAL–DENIS/2MASS, la luminosité des étoiles massives les plus jeunes, qu'il s'agisse des étoiles très chaudes, O, WR, supergéantes bleues, etc. détectées seulement marginalement par ISOGAL dans le bulbe interne, ou des YSOs encore enfouis dans la poussière (cf. paragraphes 3.3.2 et 3.4).

Notre objectif est de dresser un inventaire aussi complet que possible des étoiles les plus lumineuses du bulbe interne. Plus précisément, nous nous sommes fixé la limite inférieure pour la luminosité de  $M_{\text{bol}} = -6$  ( $L = 2 \times 10^4 L_{\odot}$ ) qui correspond approximativement à la luminosité minimum des supergéantes rouges M ( $M \approx 7 M_{\odot}$ , métallicité solaire, cf. § 3.6.5). Notons qu'il existe une gamme importante de luminosités où les supergéantes rouges coexistent avec les étoiles AGB les plus lumineuses qui peuvent atteindre  $6-7 \times 10^4 L_{\odot}$ .

Nous avons donc procédé à l'identification des sources de  $M_{\text{bol}} < -6$  dans le catalogue des sources lumineuses infrarouges du bulbe interne (Chitre et al., 2003), selon les

procédures de calcul de  $A_v$  et de  $M_{\text{bol}}$  résumées dans les Tables 3.9 et 3.10, en excluant les candidats jeunes étoiles (ou nébuleuses planétaires rouges) présentes dans les tables du § 3.4. Le catalogue de ces 217 sources est donné dans la Table H.1 qui présente notamment : les magnitudes observées dans les bandes des relevés DENIS ou 2MASS, ISOGAL et MSX ; la valeur de l'extinction et sa méthode d'obtention  $A_v(\text{JK})$  ou  $A_v(\text{carte})$  ; les valeurs obtenues pour  $M_{\text{bol}}$  et pour  $(K-[15])_0$  ; les références trouvées pour ces sources dans la base SIMBAD. La figure 3.22 montre l'histogramme de leur distribution en  $M_{\text{bol}}$ .

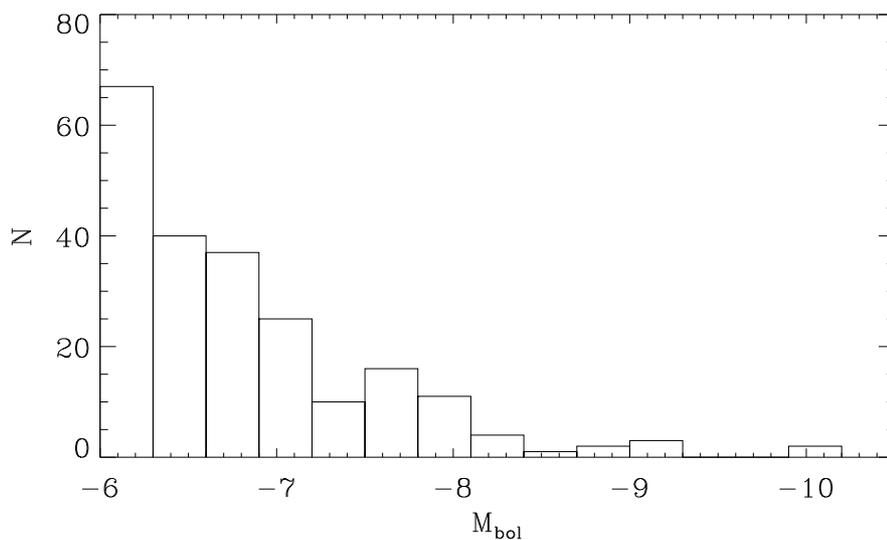


FIG. 3.22: Histogramme des valeurs de  $M_{\text{bol}}$  déterminées pour toutes les sources brillantes du bulbe interne (pour une distance de 8,5 kpc).

Les valeurs de  $M_{\text{bol}}$  et de  $K_{s_0}$  du vaste échantillon de la table H.1 permettent une détermination directe de la correction bolométrique  $BC_K$  pour ce type de sources. Comme l'a montré Groenewegen (1997), il existe, pour ce type de sources, une relation intéressante entre  $BC_K$  et  $(K-[12])_0$  ; on peut donc rechercher une relation analogue avec  $(K-[15])_0$  (voir aussi Ojha et al. (2003)). La Figure 3.23 montre le diagramme  $BC_K/(K-[15])_0$  des sources de la Table H.1. On voit que la valeur  $BC_K = 3,0$  est une bonne approximation pour  $(K-[15])_0 < 2$  ; elle est encore acceptable pour  $(K-[15])_0 < 4$ . Pour  $(K-[15])_0 > 4$ , jusqu'à  $\sim 8$ , on peut utiliser l'approximation (cf Fig. 3.23) :

$$BC_K \approx 4,09 - 0,028x - 0,062x^2 \quad \text{avec } x = (K-[15])_0 \quad (3.48)$$

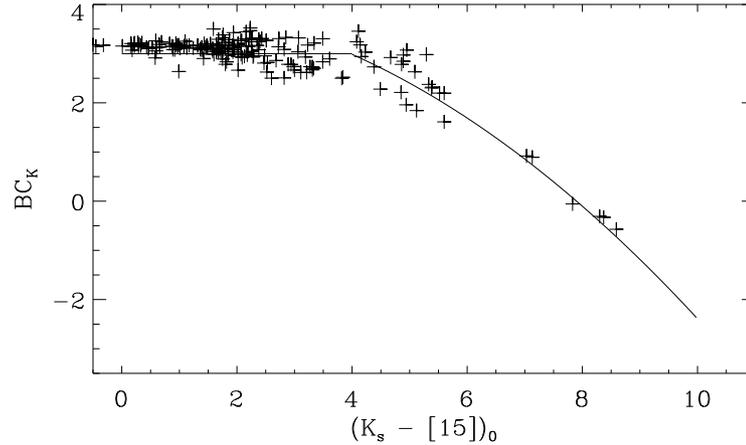


FIG. 3.23: Diagramme  $BC_K / (K_s - [15])_0$  pour les sources plus brillantes que  $M_{\text{bol}} = -6$  de la Table H.1. Les valeurs de  $BC_K$  sont déduites du calcul de la magnitude bolométrique par la méthode décrite dans la Table 3.10. La courbe tracée pour  $(K_s - [15])_0 > 4$  correspond à l'équation (3.48).

### 3.6.4 Nature des sources lumineuses infrarouges

En préalable à la discussion de la nature des sources lumineuses de la Table H.1, rappelons qu'elles ont été sélectionnées pour établir un inventaire aussi complet que possible des supergéantes rouges et des géantes M lumineuses du bulbe interne, mais pas des autres étoiles de luminosité comparable. Les YSOs sont discutés par ailleurs (§ 3.4) et la sensibilité d'ISOGAL est marginale pour les étoiles massives chaudes (Chapitre 2, Figure 2.15 et ci-dessous). S'il faut donc vérifier la possibilité de pollution de cette liste par des sources de ces deux dernières classes, ainsi que par des sources d'avant-plan, on s'attend à ce qu'elle soit composée essentiellement de supergéantes M et K et de géantes M assez massives dans la phase de pulses thermiques de la branche asymptotique ("TP-AGB") où l'on attend une forte perte de masse.

#### Supergéantes rouges

La modélisation de l'évolution des étoiles massives et notamment de leurs phases de supergéante rouge pose encore de sérieux problèmes à cause de la complexité des phénomènes de convection, de rotation, de mélange et de perte de masse (Maeder et Meynet, 2000). Mais leurs propriétés observationnelles sont bien établies dans des environnements variés. Les supergéantes M ( $T_{\text{eff}} \leq 3600$  K) prédominent légèrement, constituant normalement la phase finale, la plus lumineuse, de l'évolution (cf. Fig. 3.24). Mais seuls les types spectraux

TAB. 3.11: Grandeurs photométriques des étoiles massives considérées

Classe	O9V	B2V	B2I	A0I	K0I	K5I	M0I	M2I	M4I
$T_{eff}^{(a)}$	36000	22000	18000	9700	4330	3850	3650	3450	3000
$BC_K^{(b)}$	-5.4	-3.0	-2.0	-0.2	1.65	1.8	2.9 <sup>(d)</sup>	2.9 <sup>(d)</sup>	3.0 <sup>(d)</sup>
$K(M_{bol}=-6)^{(c)}$	13.9	11.5	10.5	8.7	6.9	6.7	5.6	5.6	5.5
$J-K^{(a)}$	-0.18	-0.12	-0.04	0.07	0.58	0.81	0.91	0.95	1-1.4 <sup>(d)</sup>

Notes. <sup>(a)</sup> AQ (2000, pp. 151-153)

<sup>(b)</sup> AQ (2000) en combinant  $V-K$  (pp. 151-153) et  $BC_V$  (pp. 388-389) :  $BC_K = BC_V + V - K$ , sauf pour les types MI

<sup>(c)</sup> magnitude  $K$  à 8,5 kpc pour  $M_{bol}=-6$  :  $K = -6 - BC_K + 14,5 = 8,5 - BC_K$

<sup>(d)</sup> valeur déduite de Josselin et al. (2000)

plus précoces que  $\sim M3-M4$  ( $T_{eff} > 3300$  K) sont présents. Les supergéantes K, un peu moins lumineuses à masse égale, sont également importantes (phases précédant ou suivant immédiatement la boucle dans le diagramme HR, Fig. 3.24), avec prédominance de types tardifs  $\sim K4-M0$  ( $T_{eff} < 4000$  K). En fait, comme les différences de couleur intrinsèques dans l'infrarouge proche entre ces classes d'étoiles sont assez faibles (Table 3.11), elles sont très difficiles à mettre en évidence en présence de très fortes extinctions interstellaires; nous ne chercherons donc pas à distinguer ces différentes classes de supergéantes rouges en l'absence d'information spectrale. Nous discuterons globalement leur nombre et leur distribution en luminosité entre  $M_{bol} = -6$  et  $-9$ . Néanmoins, pour les luminosités les plus faibles, cet inventaire ne peut être considéré comme significatif que pour les supergéantes M. En effet leur magnitude  $K$  correspond à la limite de complétude de l'échantillon utilisé (Chitre et al., 2003) pour des sources peu rouges,  $K_{s0} = 5,5$ . Avec les valeurs de  $BC_K$  de la Table 3.11, cette limite correspond à  $M_{bol} \leq -7,2$  pour les étoiles K. Seules les supergéantes K les plus lumineuses doivent donc être présentes dans notre échantillon (mais il faudrait vérifier l'exactitude des valeurs de  $BC_K$  de la Table 3.11). Notons qu'on peut donc totalement exclure la contamination de l'échantillon par les supergéantes plus chaudes que 4000 K. Il s'en faut de plusieurs magnitudes pour les supergéantes bleues, B ou A, de luminosité comparable aux supergéantes rouges considérées.

Notons par ailleurs que  $M_{bol} < -8$  ( $1,25 \times 10^5 L_{\odot}$ ) correspond à une masse  $\geq 20 M_{\odot}$  et un âge  $\leq 10^7$  ans; cette dernière valeur n'est pas beaucoup plus grande que l'âge des amas centraux et on ne peut pas attendre que les étoiles formées dans d'éventuels amas analogues soient déjà redistribuées dans tout le bulbe interne.

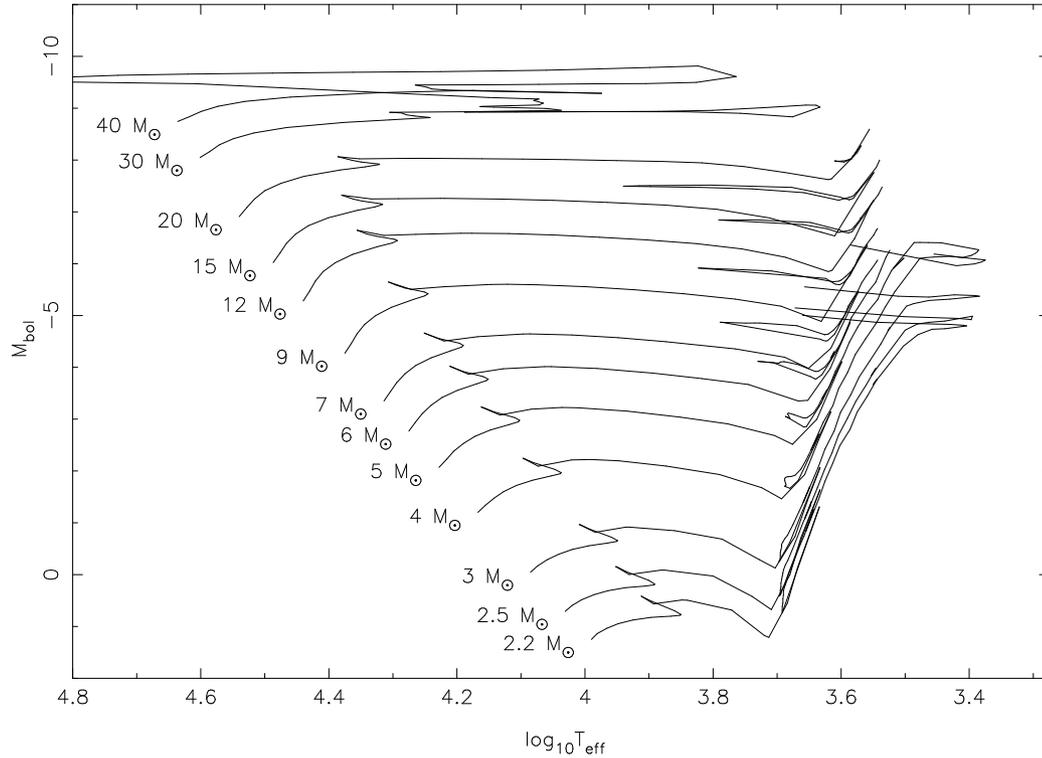


FIG. 3.24: Tracés d'évolution dans le diagramme HR, d'après les modèles de Padoue (Bressan et al., 1993), des étoiles plus massives que  $2,2 M_{\odot}$ .

### Étoiles AGB lumineuses

Il est bien établi que les étoiles AGB suffisamment massives peuvent atteindre les luminosités considérées ici pendant la phase des pulses thermiques (TP-AGB). Plus précisément, les modèles récents (Vassiliadis et Wood, 1993; Blöcker, 1995, par ex.) et notamment ceux de Padoue (Bressan et al., 1993) que nous utilisons ci-dessous (Figure 3.24), montrent que des étoiles de masse initiale  $M_i$  dans la gamme  $5-7 M_{\odot}$  ont des luminosités moyennes de  $2$  à  $7 \times 10^4 L_{\odot}$  pendant la brève phase (quelques  $10^4$  ans) de leurs pulses thermiques.

Une caractéristique essentielle de ce type d'étoiles est leur très forte perte de masse,  $\dot{M} \sim 10^{-5}-10^{-4} M_{\odot}/\text{an}$  (cf. par ex. la revue de Habing (1996) et les modèles de Blöcker (1995)). Une des meilleures mesures de tels taux de perte de masse est la couleur  $(K-[12])_0$  ou  $(K-[15])_0$  (LeBertre et Winters, 1998; Whitelock et al., 1994; Jiang et al., 2003; Ojha et al., 2003). Bien qu'il subsiste encore des incertitudes sur la calibration exacte de la relation entre  $\dot{M}$  et  $(K-[15])_0$  (Ojha et al., 2003, Fig. 12), il est certain que  $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$  correspond au moins à  $(K-[15])_0 = 5$ .

La majorité de ce type de sources sont le siège de puissants masers OH. Elles font partie des étoiles OH/IR bien connues depuis plus de vingt ans (cf. par ex. Habing (1996)); plus précisément elles appartiennent à la frange de ces objets la plus extrême en perte de masse et en luminosité. Mais il est aussi bien connu qu'il existe une proportion importante des sources IRAS de couleurs infrarouges identiques aux étoiles OH/IR pour lesquelles aucune émission OH n'a été détectée.

### Discrimination entre supergéantes rouges et étoiles AGB

Le premier critère qui vient à l'esprit pour identifier les supergéantes est la luminosité. Mais en toute rigueur, il ne sera déterminant à lui seul que pour les sources plus lumineuses que le maximum possible pour les étoiles AGB,  $\sim 7 \times 10^4 L_{\odot}$  ( $M_{\text{bol}} \approx -7,4$ ). Notons pourtant que ce critère reste puissant même un peu au-dessous de cette limite, du fait du très petit nombre d'étoiles AGB attendues avec une luminosité proche de la limite.

Le critère naturel le plus général pour différencier ces deux classes d'étoiles de  $T_{\text{eff}}$  très différents devrait être la spectroscopie. Mais il faut d'emblée renoncer à la spectroscopie visible du fait des très grandes valeurs de  $A_v$ . La méthode de choix est donc la spectroscopie infrarouge. Un petit échantillon de ces sources a été introduit dans un programme plus général de caractérisation des sources ISOGAL en spectroscopie dans les bandes  $H$  et  $K$  (ESO/NTT/SOFI (Schultheis et al., 2003), voir § 3.5). Quatre sources particulièrement lumineuses ( $M_{\text{bol}} < -7$ ) et assez rouges dans la couleur  $(K-[15])_0$  ( $\sim 3-4$ , Fig. 3.25) sont ressorties très clairement comme supergéantes rouges de l'analyse de ces spectres, en particulier par la quasi-absence des bandes de  $\text{H}_2\text{O}$ . Schultheis et al. ont aussi observé le spectre infrarouge de deux des étoiles les plus bleues de la liste de la Table H.1 ( $M_{\text{bol}} < -6$ ); ces spectres, montrant des largeurs équivalentes  $\text{H}_2\text{O}$  assez faible CO assez élevée, sont compatibles avec ce qu'on attend pour des étoiles de type M précoce avec une telle luminosité; remarquons néanmoins que ces spectres sont assez difficiles à distinguer par eux-mêmes de ceux des étoiles AGB, et que le rougissement de ces deux étoiles est assez proche de la limite inférieure compatible avec l'appartenance au bulbe.

Les données de l'infrarouge moyen d'ISOGAL apportent un élément clé supplémentaire pour la distinction AGB–supergéantes par la couleur  $(K_s-[15])_0$ . La Figure 3.25 montre le diagramme  $M_{\text{bol}}/(K_s-[15])_0$  des sources de la Table H.1. On peut distinguer quatre groupes de sources :

- La grosse majorité ( $\sim 80\%$ ) occupe la partie bleue du diagramme  $(K-[15])_0 < 3,5$ , qui doit correspondre aux supergéantes rouges à perte de masse négligeable ou relativement faible. Notons qu'il n'y a aucune séparation nette entre cette population et celle d'étoiles un peu moins lumineuses de couleurs analogues dont la nature reste à préciser (supergéantes K de la "boucle" horizontale, AGB "précoce"...). Rappelons que la liste de la Table H.1 n'est pas complète pour les supergéantes rouges K. Ajoutons aussi que cette partie du diagramme est particulièrement sensible aux

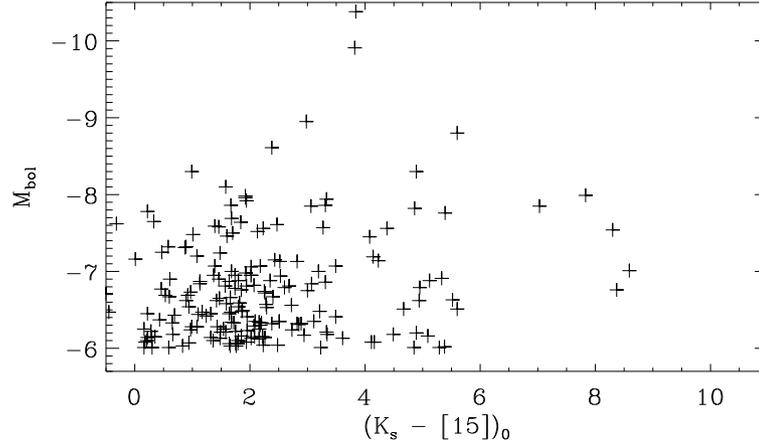


FIG. 3.25: Diagramme  $M_{\text{bol}}/(K_s-[15])_0$  des sources de la Table H.1.

incertitudes sur l'évaluation de  $A_v$  et sur la distinction entre sources du bulbe interne et d'avant-plan.

- Cette région du diagramme où est localisée la masse des supergéantes rouges est prolongée par un petit groupe de sources un peu plus rouges ( $(K-[15])_0 \sim 3-4,5$ ) et particulièrement lumineuses ( $M_{\text{bol}} \leq -7$ ) qui comprend les quatre supergéantes à forte perte de masse identifiées spectroscopiquement. Il est probable que les deux ou trois sources voisines sont de nature analogue. D'après la relation entre  $(K-[12])_0$  et le taux de perte de masse évaluée par Josselin et al. (2000), on peut estimer que la perte de masse de telles sources est de l'ordre de  $10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$  pour un rapport gaz/poussière de  $\sim 500$ .
- Un autre groupe bien individualisé est constitué d'une dizaine de sources plus rouges,  $(K-[15])_0 \sim 4-9$ , et de luminosité modérée ( $M_{\text{bol}} > -7$ ) dont la plupart sont identifiées comme des étoiles OH/IR, confirmant le petit nombre de tels objets dans cette gamme de masse initiale,  $\sim 5-7 M_{\odot}$  (Wood et al., 1998; Ortiz et al., 2002).
- Enfin deux autres objets exceptionnels très lumineux ( $M_{\text{bol}} < -7$ ) et très rouges ( $(K-[15])_0 \geq 5$ ), dont l'un est un maser OH, pourraient être des supergéantes exceptionnelles à forte perte de masse comme VY CMa ou NML Cyg si elles font bien partie du bulbe.

### 3.6.5 Relation avec le taux récent de formation stellaire

Pour évaluer quelles informations et contraintes sur l'histoire du taux de formation stellaire dans le bulbe interne peuvent être tirées de tels comptages, il est absolument indis-

pensable de les confronter à des modèles basés sur une description élaborée de l'évolution stellaire. Nous allons mener cette comparaison sur un exemple de tels modèles, en discutant les éclairages et les questions qu'on peut en tirer sur l'histoire récente de la formation stellaire dans le bulbe interne. Nous concluons cette étude préliminaire par une récapitulation des causes d'incertitude dans l'analyse observationnelle et théorique et des perspectives pour y remédier.

### Comparaison avec un modèle d'évolution et de formation stellaire

Nous allons maintenant tenter de relier les nombres de sources brillantes détectées dans le bulbe interne par intervalle de magnitude entre  $M_{\text{bol}} = -6$  et  $M_{\text{bol}} = -9$  avec le taux de formation stellaire récent dans cette région de la Galaxie, grâce au modèle simple suivant. Nous supposons que le taux de formation stellaire,  $SFR$ , exprimé en  $M_{\odot}/\text{an}$ , est constant pendant la période considérée ( $\sim 50 - 100 \times 10^6$  ans), avec une fonction initiale de masse (IMF) de Salpeter (1955) :

$$\Phi(M) = \frac{dN}{dM} = C M^{-\alpha} \quad (3.49)$$

avec  $\alpha = 2,35$ , valable entre une masse supérieure qui n'importe pas ici et une masse inférieure  $M_0$  incertaine, probablement située entre  $0,1 M_{\odot}$  et  $1 M_{\odot}$ . Dans les calculs qui vont suivre, la constante de normalisation  $C$  est choisie de sorte que la masse totale d'étoiles formées vaut  $1 M_{\odot}$  :

$$\int_{M_0}^{\infty} M \Phi(M) dM = 1 M_{\odot} \quad (3.50)$$

Admettant une métallicité solaire,  $Z \approx 0,02$ , nous disposons à titre d'exemple d'une grille de modèles d'évolution des étoiles massives, fournis par M. Fioc, déduits de ceux de Padoue (Bressan et al., 1993) jusqu'à la phase d'AGB précoce, et complétés par ceux de Groenewegen et de Jong (1993) pour la phase TP-AGB (cf. Fioc (1997)). Ces modèles donnent l'évolution au cours du temps, pour une étoile de masse initiale  $M$ , de la luminosité (ou  $M_{\text{bol}}$ ) et de la température effective de surface,  $T_{\text{eff}}$  (Figure 3.24). Il est facile ensuite de déterminer la durée  $\tau_{i,j}(M)$  pendant laquelle cette étoile se trouve dans un intervalle  $i$  de  $M_{\text{bol}}$  et un intervalle  $j$  de  $\log(T_{\text{eff}})$ . En combinant avec la fonction initiale de masse normalisée (Eq. (3.49)), on en déduit le nombre total d'étoiles dans cette "case" du diagramme HR, au bout d'un temps suffisant pour que toutes les étoiles qui passent par cette case aient eu le temps d'évoluer jusque là :

$$n_{i,j} = SFR \times \int_{M_0}^{\infty} \tau_{i,j}(M) \Phi(M) dM \quad (3.51)$$

Les supergéantes rouges qui nous intéressent ici ont  $\log(T_{\text{eff}}) < 3,6$  et  $M_{\text{bol}} < -6$ . Elles évoluent en typiquement moins de 50 millions d'années, et les modèles utilisés montrent

en effet que les nombres d'étoiles trouvés dans les cases correspondantes du diagramme HR ne changent plus au-delà de cette durée, dans l'hypothèse où le taux de formation stellaire reste constant. On trouve également des étoiles AGB dans la phase TP-AGB dans la même région du diagramme HR, et d'après les modèles de Padoue la transition entre les régimes TP-AGB et supergéante se situe vers  $7 M_{\odot}$  (Fig. 3.24). Pour pouvoir distinguer ces deux types de sources, nous avons donc calculé le nombre d'étoiles trouvées dans les cases du diagramme HR après  $10^9$  ans de formation stellaire à taux constant selon une IMF de Salpeter (1955), d'une part entre 0,1 et  $120 M_{\odot}$ , et d'autre part entre 7 et  $120 M_{\odot}$ . Dans le deuxième cas, on renormalise les valeurs obtenues pour qu'elles correspondent au même nombre d'étoiles avec  $M > 7 M_{\odot}$ , en les multipliant par :

$$\frac{7^{2-\alpha} - 120^{2-\alpha}}{0,1^{2-\alpha} - 120^{2-\alpha}} = 0,155 \quad \text{avec } \alpha = 2,35 \quad (3.52)$$

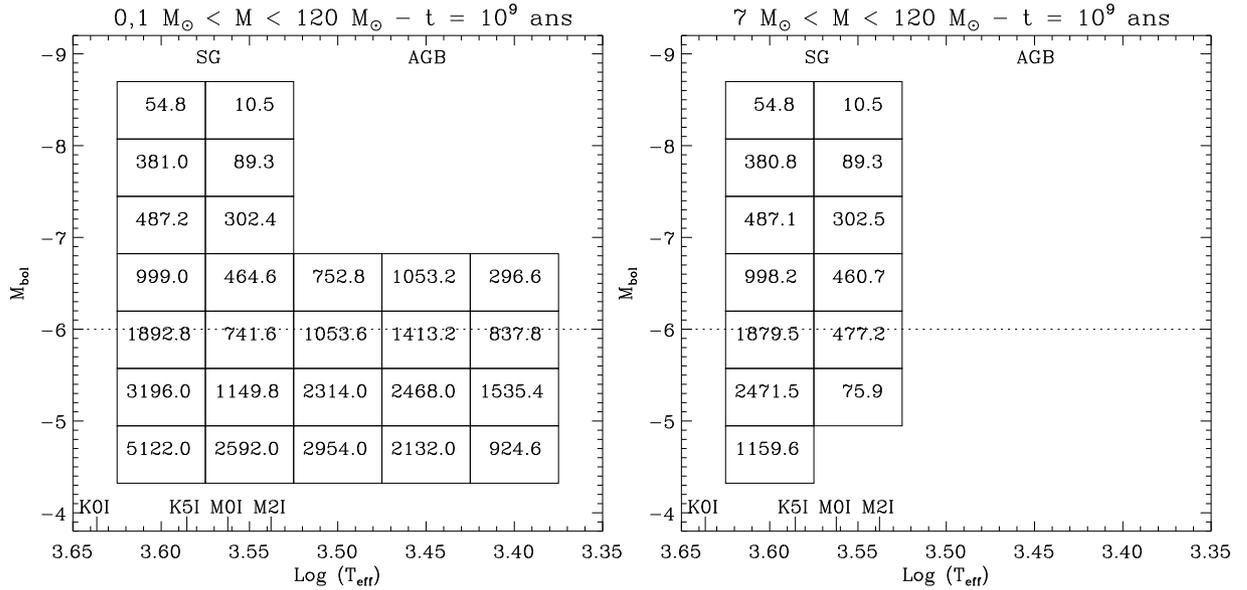


FIG. 3.26: Nombre d'étoiles par unité de SFR ( $M_{\odot}/\text{an}$ ) et par intervalle de  $M_{\text{bol}}$  et  $\text{log}(T_{\text{eff}})$  après  $10^9$  ans de formation stellaire, pour une IMF de Salpeter normalisée entre 0,1 et  $120 M_{\odot}$  (gauche) ou entre 7 et  $120 M_{\odot}$  (droite), d'après les modèles de Padoue. La ligne pointillée montre la limite  $M_{\text{bol}} = -6$  que nous nous sommes fixée pour la présente étude. Les types spectraux des supergéantes sont indiqués en regard des températures (voir Table 3.11).

On peut noter que ce calcul montre que, lorsqu'on ne s'intéresse qu'aux supergéantes rouges (i.e. aux étoiles plus massives que  $7 M_{\odot}$ ), on n'est sensible qu'à environ 1/6 de la

masse totale ; l'extrapolation vers les plus petites masses est par conséquent une source importante d'incertitude.

La Figure 3.26 montre les valeurs obtenues pour  $n_{i,j}/SFR$  dans ces deux cas. Comme prévu, la totalité des étoiles plus brillantes que  $M_{bol} = -7$  trouvées ont une masse initiale supérieure à  $7 M_{\odot}$ , et peuvent être considérées comme supergéantes rouges. En revanche, dans l'intervalle  $-7 < M_{bol} < -6$ , des étoiles moins massives, de type AGB, contribuent à hauteur de  $\sim 50\%$  au nombre total d'étoiles par intervalle de luminosité, essentiellement par leur présence vers les températures les plus basses. Ce comportement apparaît également dans la Table 3.12 où nous avons interpolé ces valeurs par intervalle de 0,5 mag, en le normalisant à un taux de formation stellaire de  $0,1 M_{\odot}/\text{an}$  (avec l'IMF de Salpeter, et une masse inférieure  $M_0 = 0,1 M_{\odot}$ ). Ce tableau comporte également en regard pour les mêmes intervalles de  $M_{bol}$  les nombres d'étoiles supergéantes rouges et AGB observées (Table H.1 et Fig. 3.25), en admettant que le domaine des étoiles AGB dans le diagramme 3.25 correspond à  $M_{bol} > -7,1$  et  $(K-[15])_0 > 4$  et que toutes les autres sources sont des supergéantes rouges.

TAB. 3.12: Nombre de sources brillantes ISO et MSX de la Table H.1 par intervalle de magnitude, et nombres prévus par les modèles d'évolution stellaire.

	Supergéantes		AGB		
	Observées	Modèle ( $SFR = 0,1 M_{\odot}/\text{an}$ )		Observées	Modèle ( $SFR = 0,1 M_{\odot}/\text{an}$ )
$M_{bol}$		K	M		
[-9,-8]	7	5	1	0	
[-8,-7.5]	25	30	8	0	
[-7.5,-7]	26	40	18	0	
[-7,-6.5]	49	64	32	9	104
[-6.5,-6]	89	100	50	8	210
Total	195	239	109	17	334

## Discussion

Les résultats de la confrontation de nos comptages et des modèles semblent compatibles avec un taux de formation stellaire de l'ordre de  $0,1 M_{\odot}/\text{an}$ . Cette valeur est en assez bon accord avec les résultats de Figer (2002), qui montre que des comptages effectués dans une petite zone du Bulbe Galactique à partir d'observations profondes en  $K$  sont compatibles avec un taux de formation stellaire constant légèrement inférieur à  $0,1 M_{\odot}/\text{an}$ . Notre étude soulève néanmoins un certain nombre de questions qui soulignent les difficultés de notre objectif et le caractère encore préliminaire de cette analyse.

D'abord, pour les supergéantes, il faudrait approfondir le type exact de celles de type K que nous pouvons sélectionner avec les critères de notre échantillon,  $M_{\text{bol}} < -6$  et  $K_{s0} < 5,5$ . D'après la discussion ci-dessus, leur contribution devrait être nulle pour les deux intervalles de magnitude inférieurs. Si l'on considère donc que les supergéantes détectées sont principalement de type M, le taux de formation stellaire entre 10 et 50 millions d'années serait alors à peu près compatible avec une moyenne de  $0,1 M_{\odot}/\text{an}$  (à un facteur 2 près), en remarquant que les étoiles KI peuvent contribuer aux deux intervalles supérieurs de  $M_{\text{bol}}$ .

Pourtant, pour pouvoir en tirer des conclusions significatives, il faut essayer de réduire les considérables incertitudes de l'analyse observationnelle : confirmer le type spectral et l'appartenance au bulbe interne de ces étoiles ; affiner l'évaluation de  $M_{\text{bol}}$  et de  $A_v$  en gardant à l'esprit le type spécial de ces étoiles par rapport à la masse des sources ISOGAL, surtout pour celles de type KI.

Pour les étoiles AGB, le rapport des prévisions aux décomptes ISOGAL/MSX est beaucoup plus grand que pour les supergéantes. On peut penser à diverses contributions pour expliquer ce déficit relatif d'un ordre de grandeur des étoiles AGB : 1) incomplétude du recensement de ce type de sources qui peuvent être confondues avec des jeunes étoiles ; mais le petit nombre de ces sources est cohérent avec celui des étoiles OH/IR massives qui semble solidement établi (Wood et al., 1998; Ortiz et al., 2002; Blommaert et al., 1998) ; 2) sous-estimation de  $A_v$  et donc de la luminosité, mais un effet important en moyenne semble peu probable pour les mêmes raisons ; 3) inexactitude des modèles d'évolution de la phase TP-AGB qui est connue pour être une des plus difficiles à modéliser du fait de la complexité de la perte de masse ; on peut remarquer que le modèle préliminaire que nous avons utilisé se distingue des modèles du type de ceux de Blöcker (1995), maintenant couramment utilisés, sur deux points qui tendent à augmenter le nombre d'étoiles lumineuses attendues : d'une part la luminosité est plus élevée à masse égale par un facteur 2 environ, ce qui abaisse la masse minimum des sources de  $M_{\text{bol}} < -6$  de  $\sim 5 M_{\odot}$  à  $\sim 4 M_{\odot}$  et en augmente le nombre par un facteur de près de 1,5 ; d'autre part le temps passé dans la phase TP-AGB semble plus grand que dans les modèles de Blöcker par un facteur 2 ou 3 ; 4) enfin il n'est pas exclu que le taux de formation stellaire ait été plus faible en moyenne entre 50 et 100 millions d'années qu'auparavant ; mais une telle hypothèse ne pourra être sérieusement prise en considération qu'après avoir éclairci les multiples questions posées sur les modèles et l'analyse des observations.

### 3.7 Conclusion sur le bilan de la formation stellaire récente dans le Bulbe Galactique

Nous avons estimé dans le paragraphe 3.4 que le taux de formation stellaire actuel (c'est-à-dire dans le dernier million d'années environ) dans le bulbe interne ( $|l| < 1,65^\circ$

et  $|b| < 0,5^\circ$ ) est de l'ordre de :

$$SFR = 0,2 - 0,4 M_\odot/\text{an} \quad (3.53)$$

en supposant que l'IMF suit la loi de Salpeter (1955) entre 0,1 et 120  $M_\odot$ . L'échelle de hauteur des régions de formation stellaire est en fait bien plus faible, et la plupart des objets jeunes détectés se situent dans l'intervalle  $-0,2^\circ < b < +0,1^\circ$ .

La masse totale d'hydrogène interstellaire dans cette région étant de l'ordre de  $2 \times 10^7 M_\odot$  (Launhardt et al., 2002), on en déduit qu'avec un tel taux de formation stellaire, tout ce gaz devrait être consommé en moins de  $10^8$  ans, soit une durée assez courte à l'échelle de la Galaxie. Cependant, le milieu interstellaire est perpétuellement renouvelé par la perte de masse des étoiles peu massives en fin d'évolution, et par les explosions en supernova des étoiles les plus massives. Il peut aussi être renouvelé par apport de gaz des régions plus externes de la Galaxie.

D'autre part, nous avons pu estimer à partir du comptage des sources lumineuses en infrarouge, interprétées comme des supergéantes rouges pour l'essentiel, que le taux moyen de formation stellaire dans cette même région sur les  $\sim 50$ – $100$  derniers millions d'années est de l'ordre de  $0,1 M_\odot/\text{an}$ . On pourrait être tenté d'expliquer ces valeurs assez différentes par une évolution du taux de formation stellaire au cours de cette période, de même que le faible nombre d'AGB lumineuses trouvé dans cette région pourrait indiquer que le taux de formation stellaire était encore plus faible il y a 50 à 100 millions d'années. Cependant, comme nous l'avons déjà dit, de nombreuses incertitudes subsistent à toutes les étapes de cette étude, et ces résultats doivent encore être considérés comme préliminaires. Même si la première version du catalogue ISOGAL est en principe complète pour ce type de sources lumineuses, la deuxième version (voir § 5.1) devrait réduire les incertitudes photométriques, ainsi que les effets de confusion. Cette analyse pourra aussi être étendue à des étoiles AGB moins lumineuses, donc moins massives et à l'histoire plus ancienne de la formation stellaire. D'autre part, dans les données 2MASS actuellement disponibles, la bande  $H$  n'est pas plus sensible que la bande  $J$  de DENIS pour les sources qui nous intéressent ; une deuxième version plus profonde du catalogue 2MASS devrait permettre d'estimer plus précisément l'extinction interstellaire pour un grand nombre de sources, donc leur luminosité, et d'affiner les résultats obtenus.

# Chapitre 4

## Objets jeunes dans le Disque Galactique

En dehors de la région bien couverte du Bulbe Galactique, les données ISOGAL comprennent des observations réparties dans une grande portion du Disque Galactique ( $-60^\circ < l < +140^\circ$ , voir Figure 2.2), y compris quelques champs dans des régions de formation stellaire déjà connues. Outre la nébuleuse M 16, située à  $\sim 2$  kpc donc plus facile à étudier que la région du Centre Galactique, plusieurs champs notamment vers  $|l| = 25 - 30^\circ$  que l'on associe à l'anneau moléculaire semblent montrer des signes de formation stellaire récente.

Une recherche systématique des objets jeunes dans l'ensemble des données ISOGAL a déjà fait l'objet d'un article (Felli et al., 2002, voir Annexe J), basée simplement sur des critères de couleur et d'intensité. Nous reviendrons dans ce chapitre sur la méthode utilisée et les résultats obtenus, puis nous les comparerons à ce qu'on peut obtenir par une méthode similaire à celle présentée dans le chapitre précédent.

Nous présenterons ensuite dans la section 4.2 une analyse détaillée d'un champ particulier qui couvre la région centrale de la nébuleuse M 16. Enfin, nous dirons quelques mots d'un programme de spectroscopie visible, dont le but est d'identifier dans le catalogue ISOGAL des sources relativement jeunes et entourées de disques de poussière, similaires à Vega, et d'autres objets peu communs.

## 4.1 Sélection des candidats YSO dans l'ensemble des données ISOGAL

### 4.1.1 Candidats brillants sélectionnés par un critère de couleur

#### Étude des champs situés à $l = +45^\circ$

Dans le but de caractériser les étoiles jeunes détectées par ISOGAL, parallèlement à l'étude détaillée du champ test proche du Centre Galactique FC-00027-00006 (§ 3.3), nous nous sommes intéressés aux corrélations entre les sources ISOGAL et des observations radio dans des champs situés à  $l = +45^\circ$ . Des observations dédiés ont été effectuées avec le VLA dans la configuration C (Testi et al., 1999a), dans le continu centimétrique, à 3,6 et 6 cm, avec une résolution spatiale de l'ordre de 3 à 6" et une sensibilité avoisinant 2,5 mJy. Ces observations ont permis de détecter 34 sources compactes dans une région de  $\sim 0,5 \text{ deg}^2$ . En particulier, 13 sources se trouvent groupées dans cinq amas différents, et leurs contreparties IRAS indiquent qu'il s'agit très certainement de régions HII compactes ; six autres sources ont un indice spectral dans le domaine radio typique des régions HII, alors que les 15 dernières sources ont probablement une origine extragalactique.

Cinq champs ISOGAL observés à 7 et 15  $\mu m$  avec les filtres larges LW2 et LW3 se situent dans la région observée avec le VLA. Nous avons effectué une étude détaillée des données ISOGAL dans ces champs (Felli et al., 2000, voir Annexe I), basée sur une version préliminaire du catalogue de sources qui n'était pas encore calibré photométriquement de manière absolue ; toutefois, comme la correction photométrique apportée ultérieurement était uniforme pour tous les filtres (voir § 2.2.3) et que la discussion de Felli et al. (2000) est avant tout basée sur des critères de couleur, les principaux résultats restent cohérents avec la dernière version du catalogue de sources ISOGAL.

En nous basant sur les résultats de l'étude des sources situées dans le champ FC-00027-00006, nous avons défini des critères sur les magnitudes à 7 et 15  $\mu m$  pour sélectionner les jeunes objets stellaires parmi les sources détectées par ISOGAL. Pour les sources les plus brillantes ( $[15] < 5,5$ ), le critère  $[7]-[15] > 1,8$  établit en première approximation une distinction entre les étoiles évoluées (variables de type Mira, étoiles OH/IR) et les objets jeunes ; pour les sources plus faibles, nous avons séparé le diagramme  $[15] / [7]-[15]$  en deux par une ligne inclinée (Felli et al., 2000), définie pour tenter d'isoler les sources situées en dehors de la principale distribution sur ce diagramme.

Finalement, seulement six sources brillantes se trouvent dans la partie  $[7]-[15] > 1,8$ , et trois d'entre elles sont associées à des sources radio. En outre, 35 sources répondent aux critères de sélection des jeunes objets stellaires peu lumineux. La corrélation avec les sources radio reste assez limitée, mais il faut noter que la plupart des régions HII détectées avec le VLA se trouvent en dehors des champs ISOGAL, dont les limites avaient été

définies pour éviter les sources IRAS brillantes qui risquaient de saturer les détecteurs d'ISOCAM.

Les critères utilisés dans cette étude pour sélectionner les objets jeunes semblent fiables pour plusieurs raisons. D'une part, les trois objets sélectionnés les plus lumineux sont associés à des sources détectées dans le continu radio, et l'une d'entre elles est en outre associée à un maser H<sub>2</sub>O, signature d'une région de formation stellaire. D'autre part, la plupart des sources ainsi sélectionnées se trouvent dans des régions d'émission diffuse sur les images à 15  $\mu m$ , que l'on peut interpréter comme des nuages diffus de gaz liés à une activité de formation stellaire.

### Extension à tous les champs ISOGAL

L'étude des associations entre les sources ISOGAL et des régions HII compactes détectées à 5 GHz dans un relevé systématique effectué au VLA de la partie centrale du plan Galactique ( $|b| < 0.4^\circ$ ,  $-10^\circ \leq l \leq 40^\circ$ , (Becker et al., 1994)) nous a permis de généraliser ces critères de sélection des objets jeunes par des critères de couleur à l'ensemble des données ISOGAL (Felli et al., 2002, voir Annexe J). Nous avons toutefois limité cette étude aux sources les plus brillantes ( $[15] \leq 4,5$  mag) pour réduire la contamination de l'échantillon de sources sélectionnées par des sources plus faibles de nature inconnue.

Ces données radio, en grande partie combinées avec des observations à 1,4 GHz moins sensibles, ont donné lieu à un catalogue de 1272 sources. Près de 450 sont interprétées comme des régions HII ultra-compactes, d'après leur indice spectral dans le domaine radio, ou bien, pour 308 d'entre elles, parce qu'elles coïncident avec des sources IRAS dont les couleurs sont typiques de cette classe d'objets (Becker et al., 1994). On trouve 138 sources radio à l'intérieur des champs ISOGAL, dont 29 sont considérées avec certitude (grâce à leurs contreparties IRAS) comme des régions HII. La plupart (26) peuvent être associées avec des sources ponctuelles ISOGAL dans un rayon de 15", et ces sources occupent en majorité la partie la plus rouge du diagramme  $[15] / [7]-[15]$  (voir Figure 4.1).

À titre de comparaison, l'ensemble des sources ISOGAL détectées dans des champs à relativement haute latitude galactique ( $|b| > 3^\circ$ ), dans lesquels on s'attend à ne trouver pratiquement aucune étoile jeune, occupe essentiellement la partie la moins rouge du diagramme. Cette distinction est encore plus évidente sur le diagramme  $[7] / K_s-[7]$  (Figure 4.2 - les effets importants de l'extinction interstellaire dans la bande  $K_s$  dans le disque ne sont pas corrigés sur cette figure).

Sur le diagramme  $[15] / [7]-[15]$  (Figure 4.1), les sources associées à des régions HII compactes occupent essentiellement la zone  $[15] < 4,5$  et  $[7]-[15] > 1,8$ . Pour tester la validité de tels critères de sélection, nous avons également effectué des simulations de type Monte Carlo, pour lesquelles nous avons associé les sources ISOGAL à un catalogue ayant les mêmes caractéristiques que celui des sources radio de Becker et al. (1994) (nombre total de sources et distribution moyenne en longitude et latitude galactiques), mais avec

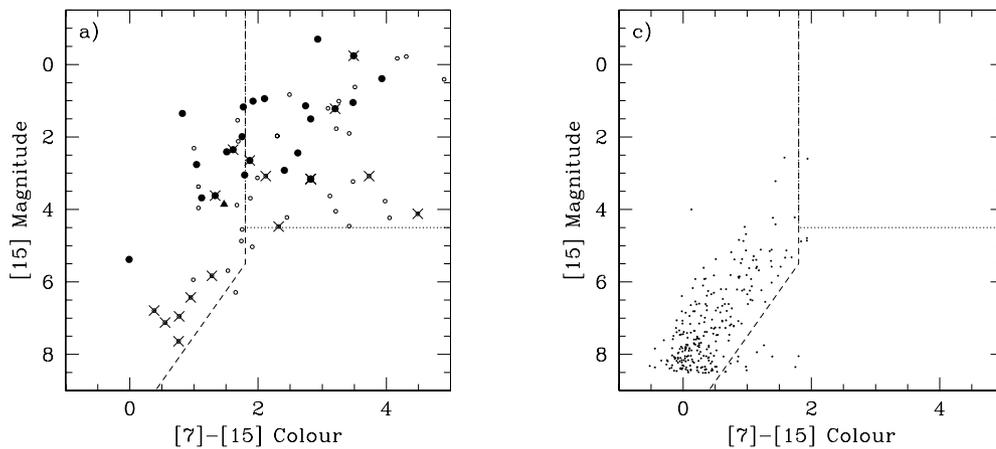


FIG. 4.1: *Gauche* : Position des sources ISOGAL associées à des sources radio de Becker et al. (1994) dans le diagramme  $[15] / [7]-[15]$ . Les points noirs correspondent à des sources considérées comme des régions HII compactes, le triangle correspond à une nébuleuse planétaire, et les cercles vides indiquent une nature inconnue. Les croix signifient que la séparation entre la source ISOGAL et la source radio est supérieure à  $8''$ , impliquant une association incertaine. *Droite* : Même diagramme pour les sources ISOGAL situées dans les quelques champs observés en dehors du Disque Galactique ( $|b| > 3^\circ$ ), à l'exception des nuages de Magellan.

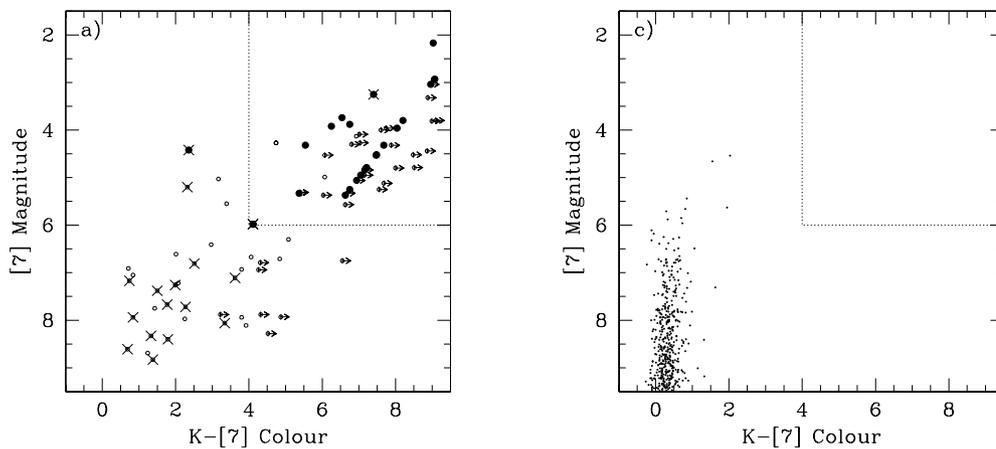


FIG. 4.2: *Gauche* : Position des sources ISOGAL associées à des sources radio de Becker et al. (1994) dans le diagramme  $[7] \text{ sur } K_s-[7]$ . Les symboles sont les mêmes que sur la Figure 4.1. Les flèches indiquent des limites inférieures sur la couleur  $K_s-[7]$ , et correspondent à des sources non détectées par DENIS. *Droite* : Même diagramme pour les sources ISOGAL à haute latitude galactique.

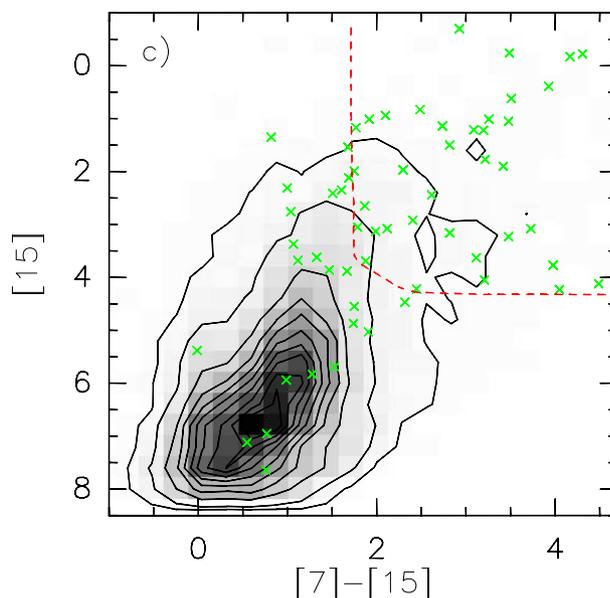


FIG. 4.3: Diagramme [15] / [7]-[15] des sources ISOGAL associées à des sources fictives ayant la même répartition galactique que les sources radio de Becker et al. (1994). Les contours (et les zones en grisé) indiquent les régions du diagramme où la proportion de sources ISOGAL trouvées est constante. Les croix vertes montrent les positions des sources associées aux sources radio réelles. La ligne en tirets rouges délimite la zone dans laquelle le rapport entre nombre d'associations avec des sources simulées et nombre d'associations réelles devient inférieur à 20%.

des positions tirées au hasard. Le nombre d'associations dans un rayon de 15" entre les sources ISOGAL et ces sources fictives est alors environ deux fois plus faibles qu'avec les sources réelles de Becker et al. (1994), et surtout, les sources ISOGAL associées occupent essentiellement la partie moins rouge et moins brillante du diagramme magnitude couleur (voir Figure 4.3), c'est-à-dire la région la plus dense de ce diagramme lorsqu'on considère l'ensemble des sources ISOGAL.

Ces simulations permettent d'estimer précisément le taux d'associations au hasard en fonction de la position dans le diagramme magnitude couleur, et montrent que dans la zone  $[15] < 4,5$  et  $[7]-[15] > 1,8$ , on trouve plus de cinq fois plus d'associations avec des sources réelles qu'avec des sources fictives. Nous avons donc choisi ces critères pour extraire les jeunes objets stellaires brillants du catalogue de sources ISOGAL. Au total, 715 sources ISOGAL vérifient ces critères, et leur distribution est fortement concentrée vers le Centre Galactique, comme le montre la Figure 4.4. On voit en effet un pic principal centré sur  $l = 0$ , qui correspond bien à la région étudiée dans la section 3.4. Un second pic apparaît vers  $l = -10^\circ$ , et comme on le montre sur la Figure 4.4, il provient d'un nombre

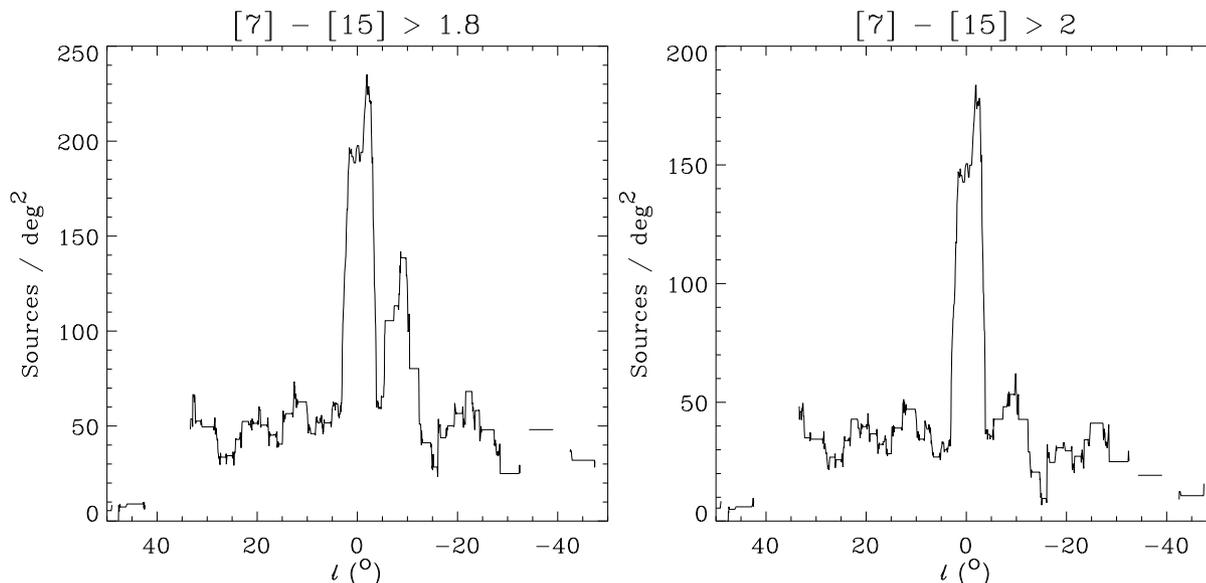


FIG. 4.4: Distribution en longitude galactique des candidats jeunes objets stellaires sélectionnés dans le catalogue ISOGAL. La figure de gauche correspond aux objets plus rouges que  $[7]-[15] = 1,8$ , et celle de droite a été limitée aux objets plus rouges que  $[7]-[15] = 2$ . Dans les deux cas, les densités ont été calculées sur des intervalles glissants de  $5^\circ$  en longitude et entre  $\pm 0,5^\circ$  en latitude, et rapportées à la surface réellement observée à 7 et 15  $\mu m$  par ISOGAL.

important de sources ayant une couleur  $[7]-[15]$  comprise entre 1,8 et 2, et dont la nature est par conséquent incertaine. On a également montré dans l'article Felli et al. (2002) que la distribution en latitude des candidats ainsi sélectionnés est en bon accord avec celle des régions HII compactes sélectionnées par leurs couleurs IRAS, tandis que la distribution en longitude de ces dernières est fortement limitée par la confusion dans la région du Centre Galactique.

Une autre représentation de cette distribution est donnée Figure 4.5, où l'on a représenté la densité d'objets jeunes (ou leur nombre dans un rayon de  $5'$ ) dans l'ensemble des champs ISOGAL. On remarque là aussi que cette densité devient très élevée autour du Centre Galactique, en particulier dans la région Sgr C où elle atteint 0,5 source par arcmin<sup>2</sup> (voir aussi § 3.4). En revanche, dans la plupart des champs ISOGAL (excepté dans des régions de formation stellaire comme la nébuleuse M16), on ne trouve que 2 ou 3 objets jeunes, qui ne montrent pas clairement de tendance à se regrouper en amas. La densité est toutefois un peu plus élevée dans la partie interne du Disque Galactique (jusqu'à  $|l| \sim 30^\circ$ ) qu'à plus grande longitude : les sources trouvées dans ces champs sont probablement situées dans l'anneau moléculaire, à environ 3 kpc du Centre Galactique, et on les voit notam-

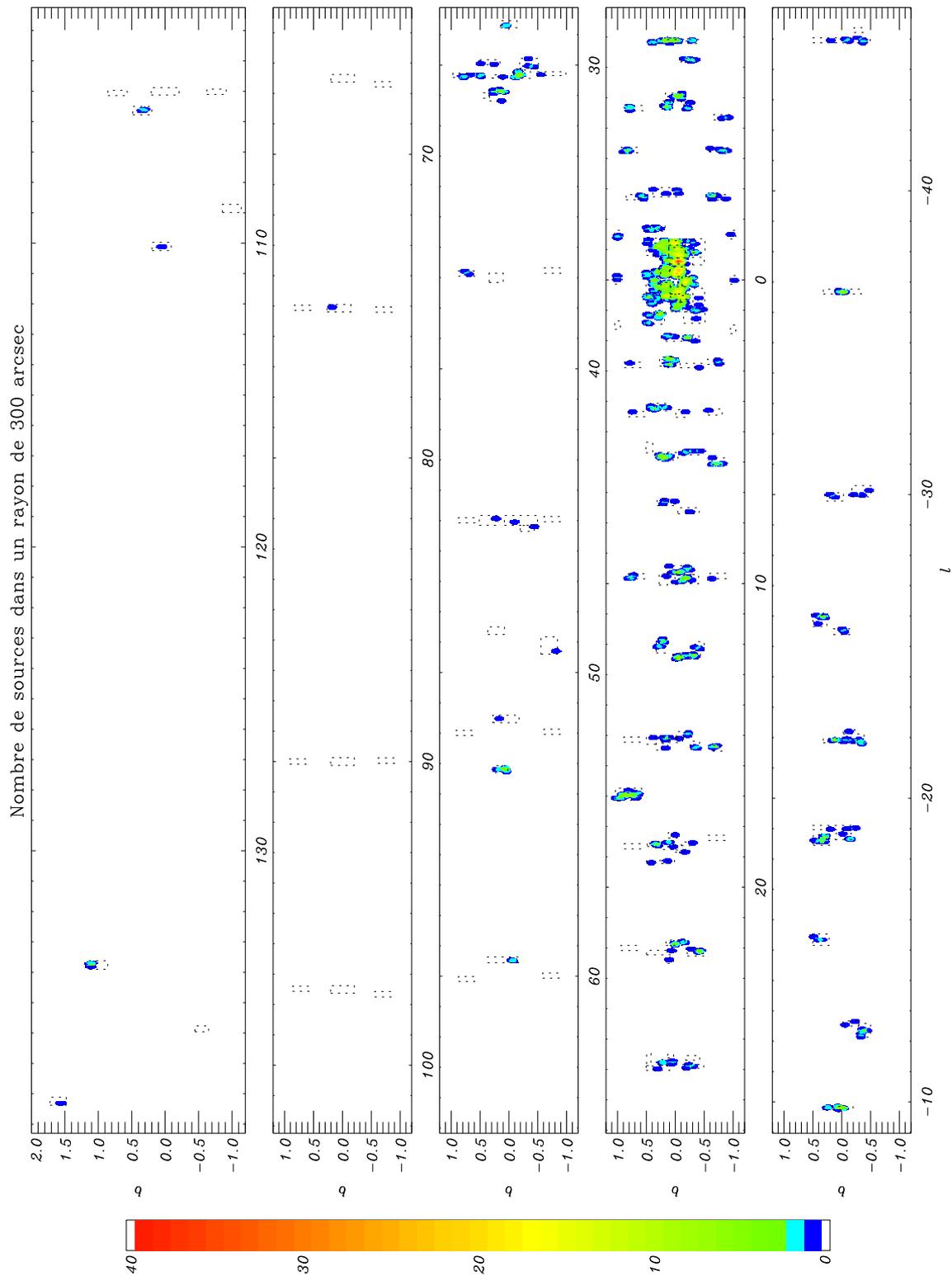


FIG. 4.5: Densité des candidats jeunes objets stellaires extraits du catalogue ISOGAL. Les couleurs correspondent au nombre d'objets trouvés dans un rayon de 300" ( $79 \text{ arcmin}^2$ ), selon l'échelle indiquée sur la gauche. Les lignes pointillées marquent les limites des champs ISOGAL observés à 7 et 15  $\mu\text{m}$ .

ment concentrées dans les lignes de visée “tangentielles” entre  $20^\circ$  et  $30^\circ$ , et en avant-plan sur les lignes de visée en direction du Bulbe Galactique.

#### 4.1.2 Comparaison avec les critères de sélection utilisés dans le Bulbe Galactique

La densité des candidats sélectionnés par les critères  $[15] < 4,5$  et  $[7]-[15] > 1,8$  dans la région du bulbe interne est représentée sur la Figure 4.6. Cette figure peut directement être comparée à la Figure 3.14. On retrouve essentiellement les mêmes concentrations, associées aux régions Sgr C, Sgr E et au champ FC-00027-00006 notamment. Par contre, on trouve plus d’objets dans les champs à plus haute latitude avec ces critères simples qu’avec l’analyse plus détaillée présentée dans la section 3.4. La nature exacte des sources sélectionnées uniquement par des critères de couleur reste incertaine, et les objets extraits de cette manière doivent être considérés comme des *candidats* objets jeunes.

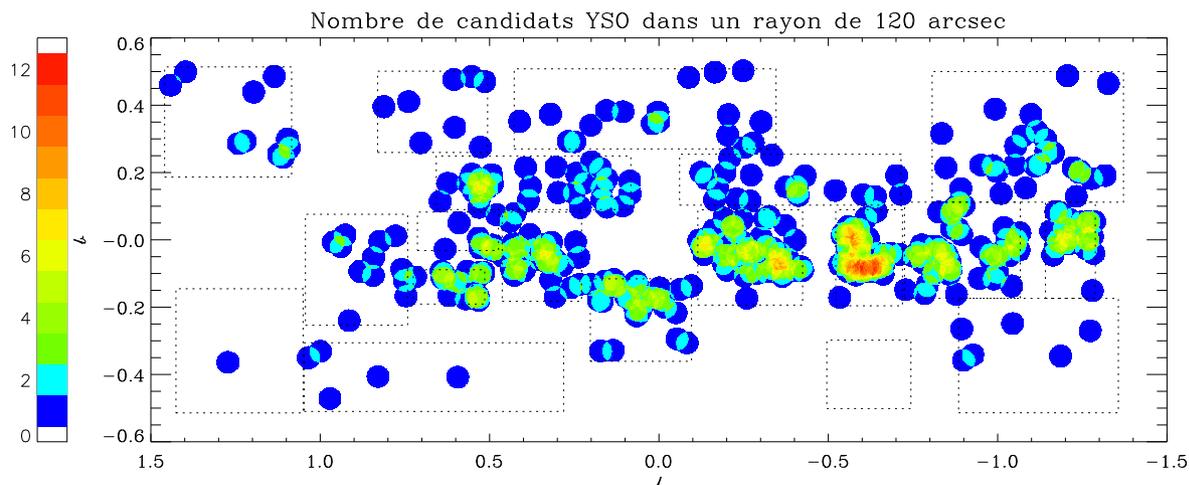


FIG. 4.6: Densité de candidats jeunes objets stellaires extraits du catalogue ISOGAL dans la région du bulbe interne. Les couleurs et les lignes pointillées ont le même sens que dans la Figure 4.5

La Figure 4.7 montre la répartition de toutes les sources du catalogue de Felli et al. (2002, candidats YSO avec  $[7]-[15] > 1,8$  et  $[15] < 4,5$ ) sur le diagramme  $\sigma_{15} / [7]-[15]$ , ainsi que celle des autres sources plus brillantes que  $[15] = 5$  (celles ayant  $[7]-[15] < 1,8$ , celles dans l’intervalle  $4,5 < [15] < 5$  et celles situées sur les bords des champs). Les critères de sélection des YSOs utilisés dans le bulbe interne (§ 3.4.1) sont également indiqués sur cette figure. Lorsqu’on les applique à l’ensemble du catalogue ISOGAL, à l’exclusion de la région discutée dans le chapitre précédent, on trouve 110 candidats YSOs détectés à 7

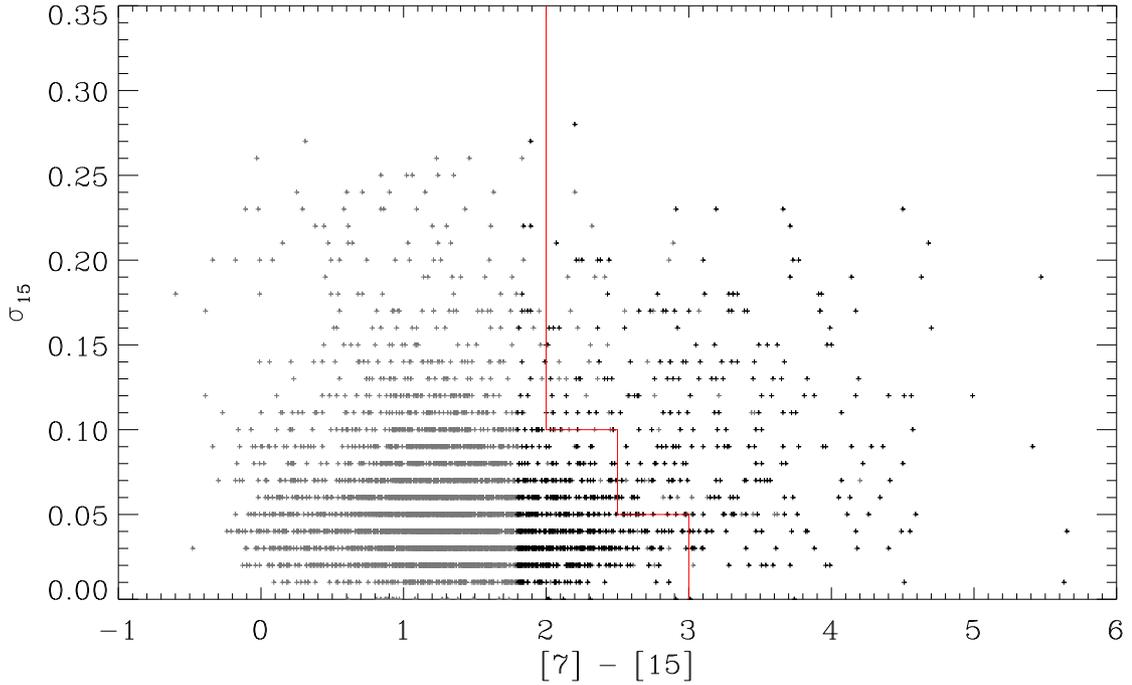


FIG. 4.7: Diagramme  $\sigma_{15} / [7]-[15]$  de toutes les sources plus brillantes que  $[15] = 5$  aussi détectées à  $7 \mu m$ . Seules les sources indiquées par des symboles noirs sont incluses dans le catalogue de Felli et al. (2002). La ligne rouge marque les limites utilisées pour sélectionner les YSOs dans le § 3.4.1.

et  $15 \mu m$ , dont 14 situés dans les régions périphériques des champs. En outre, 56 sources détectées uniquement à  $15 \mu m$  (dans les champs aussi observés à  $7 \mu m$ ) vérifient  $[15] < 5$  et  $\sigma_{15} \geq 0,05$ .

Parmi les 715 candidats YSO sélectionnés simplement par un critère de couleur et de magnitude (Felli et al., 2002), 326 se trouvent en dehors du bulbe interne. Seulement 75 d'entre eux vérifient également les critères appliqués au chapitre 3 pour extraire les jeunes objets massifs dans le Bulbe Galactique. La nature des autres sources est plus incertaine ; l'analyse des champs situés dans le Disque Galactique est toutefois plus délicate que dans le Bulbe Galactique, car les sources détectées peuvent se trouver à des distances variant sur un large intervalle. Ainsi, les sources brillantes et relativement rouges mais ne montrant aucun signe d'extension peuvent correspondre à des jeunes objets stellaires de masse faible ou intermédiaire, mais relativement proches. Il se pourrait néanmoins qu'un certain nombre des candidats sélectionnés ne soient en réalité pas des objets jeunes, et seules

des observations complémentaires, à plus grandes longueurs d'onde ou de spectroscopie, permettront de déterminer leur nature exacte.

Comme on peut le constater sur la Figure 4.8, la plupart des candidats vérifiant les critères de sélection des objets jeunes massifs se trouvent : 1) dans le disque interne ou la barre ( $1,5^\circ < |l| < 10^\circ$ ), ou dans l'extension du bulbe interne ( $0,5^\circ < |b| < 1^\circ$ ), 2) dans des régions de formation stellaire actives comme M 16 (voir § 4.2), et 3) dans les champs situés vers  $25^\circ < l < 30^\circ$ , qui correspondent peut-être à l'anneau moléculaire ( $r \approx 3 - 5$  kpc).

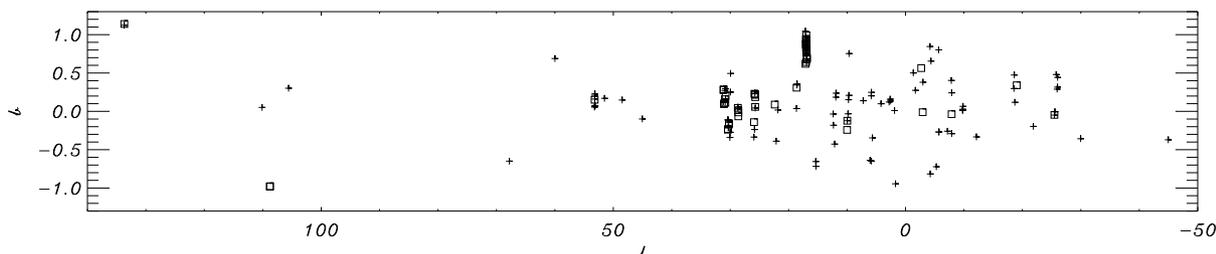


FIG. 4.8: Carte des candidats YSO massifs détectés à 7 et  $15 \mu m$  (croix) ou à  $15 \mu m$  seulement (carrés) dans l'ensemble des données ISOGAL, à l'exception du bulbe interne.

## 4.2 Étude de la nébuleuse de l'Aigle M16

Le champ ISOGAL FC+01694+00081 couvre environ  $25 \times 25$  arcmin<sup>2</sup> dans la nébuleuse de l'Aigle, M16. Pour éviter la saturation des détecteurs par les sources fortes, il a été observé avec les filtres étroits LW6 ( $\lambda = 6, 9 - 8, 5 \mu m$ ) et LW9 ( $\lambda = 13, 9 - 15, 9 \mu m$ ). Ceux-ci permettent de mettre en évidence deux composantes différentes du milieu interstellaire : le filtre LW6 est centré approximativement sur la bande des PAH à  $7,7 \mu m$ , et est donc dominé par l'émission de ces particules, alors que dans une région de gaz ionisé, la raie de [NeIII] à  $15,6 \mu m$  contribue fortement au flux détecté dans le filtre LW9. Ces deux composantes présentent des structures assez différentes, comme le montre la Figure 4.9.

Cette nébuleuse de gaz ionisé est un site de formation stellaire intense, dominé par l'amas d'étoiles jeunes NGC 6611. Les observations ISOGAL sont approximativement centrées sur cet amas (voir Figure 4.10). Des études combinant la spectroscopie et la photométrie (Pena et al., 2000; Caplan et al., 2000) ont permis d'estimer la température et la densité des électrons du gaz ionisé,  $T_e = 6800$  K et  $n_e$  variant entre 70 et  $170 \text{ cm}^{-3}$ . La région HII est excitée par au moins 13 étoiles O, mais un modèle simple avec une seule étoile de type O5 ( $M = 60 M_\odot$ ,  $T_{eff} = 40500$  K) permet également de reproduire les propriétés globales observées (Kennicutt et al., 2000).



FIG. 4.9: Image composite des observations LW6 ( $7 \mu m$  en bleu) et LW9 ( $15 \mu m$  en rouge) du champ FC+01694+00081. Voir aussi la Figure 4.10.

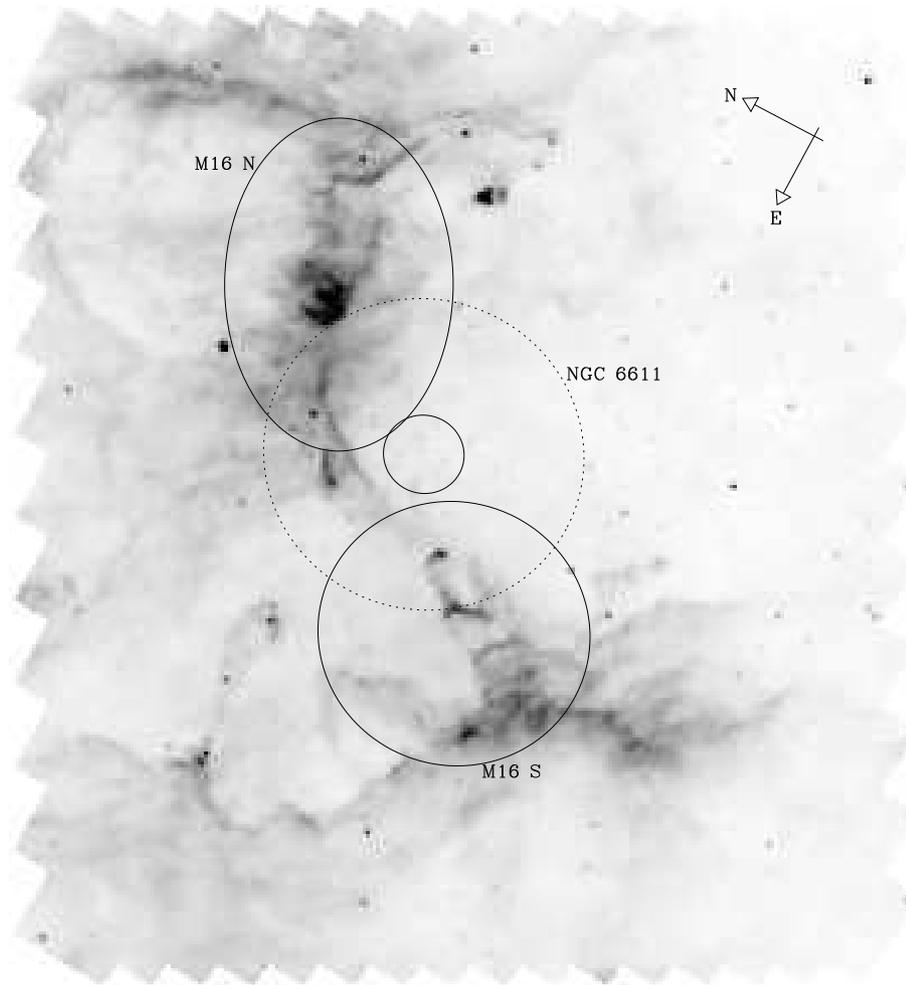


FIG. 4.10: Image LW6 ( $7,7 \mu m$ ) du champ FC+01694+00081. Les cercles proches du centre indiquent la position et la taille de l'amas NGC 6611, avec des rayons égaux aux valeurs de  $\sigma$  données par Belikov et al. (1999) pour le cœur (ligne continue) et la couronne (ligne pointillée). Les deux ellipses montrent la position des principales sources radio étendues discutées dans la littérature.

Des observations dans différents domaines de longueur d'onde, du visible à l'infrarouge proche, ont permis à différents auteurs de dresser des catalogues de sources de l'amas NGC 6611 au sein de la nébuleuse M 16 (Belikov et al., 1999; Chini et al., 1992, notamment). Le catalogue publié par Belikov et al. (1999, BKP), compilé à partir de nombreuses observations, fournit des mesures photométriques dans le visible pour plus de 2000 sources, ainsi qu'une probabilité d'appartenance à l'amas NGC 6611 déduite à la fois de la position et de la vitesse propre de chaque source. On peut associer 72 de ces sources avec des

sources ISOGAL (dans un rayon de  $2''$ ), dont 26 ont une probabilité supérieure à 40% d'être liées à l'amas NGC 6611.

Des observations du visible à la bande  $M$  ( $4,8 \mu m$ ) ont permis à Chini et al. (1992, CKW) de construire un catalogue de 71 sources infrarouges dans cette région, et d'après les positions de ces sources dans divers diagrammes couleur-couleur, ainsi que des indications de variabilité dans certains cas, ces auteurs concluent qu'il s'agit pour l'essentiel d'étoiles en fin d'évolution et non d'objets jeunes. Seulement 16 sources sont associées avec des sources ISOGAL (dans un rayon de  $6''$ ) ; leurs positions dans les diagrammes magnitude couleur  $[15] / [7]-[15]$  et  $K_s / J-K_s$  sont représentées sur la Figure 4.11, avec celles de toutes les sources ISOGAL et de celles associées au catalogue BKP.

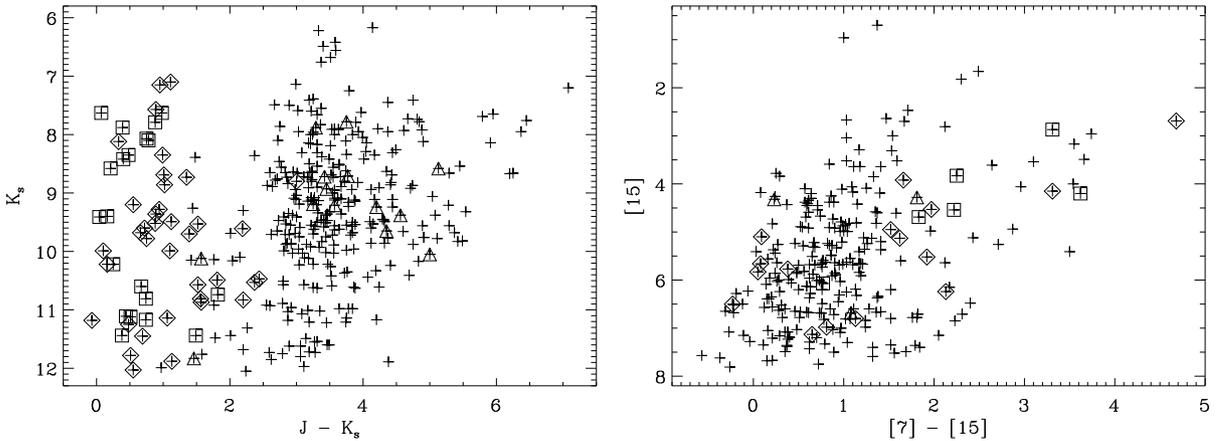


FIG. 4.11: Diagrammes magnitude couleur  $K_s / J-K_s$  (gauche) et  $[15] / [7]-[15]$  (droite) du champ FC+01694+00081. Les sources associées à celles de CKW sont indiqués par des triangles, et celles associées au catalogue BKP sont représentées par des carrés lorsque la probabilité d'appartenance à l'amas NGC 6611 est supérieure à 40%, ou par des losanges dans le cas contraire.

Les sources de BKP, observées dans les bandes  $B$  et  $V$  avec des magnitudes apparentes  $V$  entre 8 et 16,5, se situent en avant-plan ou du côté le plus proche de la nébuleuse, comme l'indique clairement leur position dans le diagramme  $K_s / J-K_s$ . Pour certaines de ces sources, une valeur de  $E_{B-V}$  est donnée par Belikov et al. (1999), ce qui permet de déterminer  $A_v$  d'après les relations :

$$(B - V)_0 = (B - V) - E_{B-V} \text{ (par définition)} \quad (4.1)$$

$$\frac{A_v}{E_{B-V}} = 3,30 + 0,28 \times (B - V)_0 + 0,04 \times E_{B-V} \text{ (AQ, 2000, p. 387)} \quad (4.2)$$

Pour les sources pour lesquelles  $E_{B-V}$  n'est pas donné, on utilise la valeur 0,5 mag qui correspond au minimum des valeurs données. En adoptant la distance de 2,14 kpc déterminée par BKP, on peut alors calculer la magnitude absolue  $M_V$  :

$$M_V = V - A_v - 11,65 \quad (4.3)$$

On peut finalement construire un diagramme  $M_V / (B - V)_0$ , représenté sur la Figure 4.12. Ce diagramme peut directement être interprété comme un diagramme HR (voir Figure 2.14). Une grande partie des sources BKP pour lesquelles la valeur de  $E_{B-V}$  est donnée se situe approximativement sur la séquence principale, là où se trouvent les étoiles de type O ou B.

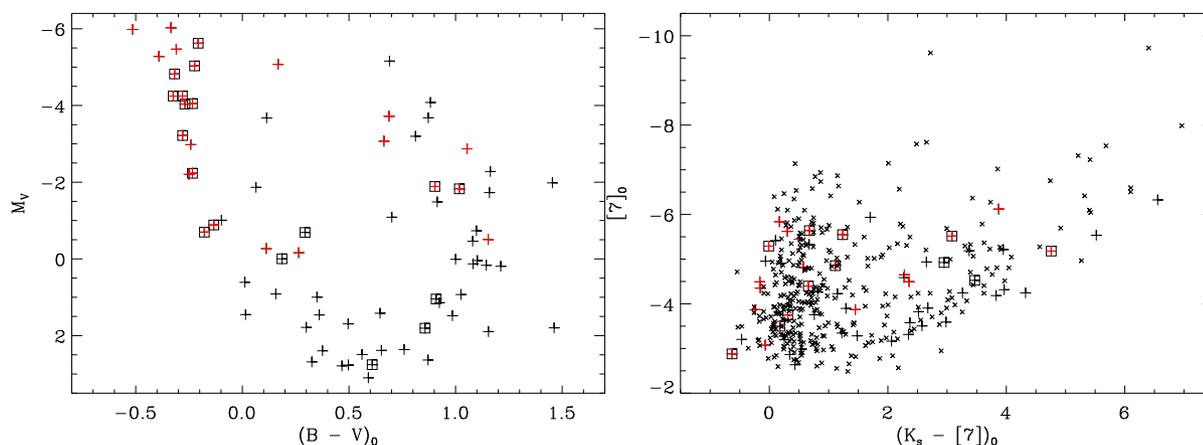


FIG. 4.12: *Gauche* : diagramme magnitude couleur  $M_V / (B - V)_0$  des sources BKP associées à des sources ISOGAL. Les sources marquées par des carrés ont une probabilité d'appartenance à l'amas supérieure à 50%. Les valeurs de  $E_{B-V}$  ne sont données par BKP que pour les sources marquées en rouge ; une valeur de 0,5 mag a été utilisée pour les autres. *Droite* : diagramme  $[7]_0 / (K_s - [7])_0$  pour les mêmes sources, avec les mêmes symboles. La position dans ce diagramme des autres sources ISOGAL du champ est indiquée par les petites croix ; l'extinction a été corrigée en supposant  $(J - K_s)_0 = 1,3$ , ou en prenant  $A_v = 15$  mag pour les sources non détectées en  $J$ .

Quelques unes de ces sources montrent un fort excès infrarouge, visible sur le diagramme  $[7]_0 / (K_s - [7])_0$  (Figure 4.12), ce qui prouve qu'elles se trouvent encore dans une phase pré-séquence principale. Certaines d'entre elles ont également une couleur  $[7] - [15]$  élevée ( $\geq 2$ ), mais la plupart des sources associées à BKP ne sont pas détectées à  $15 \mu m$ . Les sources observées dans l'infrarouge proche par CKW se trouvent au contraire enfouies dans la nébuleuse ou même en arrière-plan, comme le montre le diagramme  $K_s$

/  $J-K_s$  (Figure 4.11). Rappelons qu'il ne s'agit probablement pas d'objets jeunes, mais plutôt d'étoiles géantes en fin d'évolution. Enfin, une quinzaine de sources lumineuses à  $15 \mu m$  ( $[15] < 6$ ) sont plus rouges que  $[7]-[15] = 2$ , dont la plupart n'ont aucune contrepartie connue. Parmi les plus brillantes ( $[15] < 4$ ), huit peuvent être associées à des sources MSX, dont sept ont une couleur  $D-E$  élevée, et deux autres sources ont une contrepartie dans le continu radio.

Pour résumer, on peut distinguer trois populations stellaires dans ce champ. D'une part, ces sources très rouges en  $[7]-[15]$  sont probablement de jeunes étoiles, encore enfouies dans des enveloppes de poussière, et situées au cœur de la nébuleuse. Les sources que l'on associe à des objets détectés dans le visible correspondent essentiellement à des étoiles O ou B proches de la séquence principale, ou à des géantes ou supergéantes situées en avant-plan de la nébuleuse. Enfin, les sources associées à celles observées dans l'infrarouge proche par CKW, de même que la majeure partie des sources ISOGAL moins rouges que  $[7]-[15] = 1,5$ , correspondent essentiellement à des étoiles RGB ou AGB situées en arrière-plan de la nébuleuse M 16, derrière typiquement une quinzaine de magnitudes d'extinction dans le visible.

### 4.3 Spectroscopie visible

Seule une petite fraction (environ un quart) des sources ISOGAL est associée avec des sources DENIS détectées dans la bande  $I$ , à la limite entre le domaine visible et l'infrarouge proche. En raison des effets importants de l'extinction interstellaire dans cette bande, ces sources sont *a priori* relativement proches, à une distance d'au plus 1 ou 2 kpc, contrairement aux étoiles AGB que l'on détecte facilement jusqu'à la distance du Centre Galactique. Les plus brillantes d'entre elles peuvent être observées dans le visible, et l'étude de leur spectre permet d'identifier clairement leur nature.

Les sources détectées dans la bande  $I$ , en particulier celles présentant une couleur  $I - J$  plutôt bleue, sont vraisemblablement associées à des étoiles relativement chaudes. En sélectionnant en outre celles qui montrent un excès infrarouge, avec des couleurs  $[7]-[15]$  et  $K_s-[15]$  élevées, caractéristiques de la présence de poussière, on s'attend à trouver notamment des étoiles de type précoce (antérieur à G) entourées d'un disque circumstellaire, du type de ceux qu'on peut trouver autour des étoiles Ae/Be de Herbig, ou similaires aux disques de débris observés autour de Vega ou de  $\beta$  Pic. Il peut également s'agir d'étoiles traversant la phase post-AGB, durant laquelle un fort vent stellaire dilue progressivement le cocon de poussière qui s'est formé pendant la phase AGB dans l'espace interstellaire, rendant la photosphère chaude visible. Dans ces deux cas, la rareté de ce type d'objets justifie que l'on tente de les identifier.

Une première série d'observations spectroscopiques, réalisée en 1999 au télescope Danois de 1,5 m de l'ESO avec un pouvoir de résolution de l'ordre de 1000, a en effet confirmé

cette interprétation (Schultheis et al., 2002). Seul un petit échantillon d'une trentaine de sources du catalogue préliminaire d'ISOGAL a été observé, et l'association entre la source observée dans le visible et celle détectée dans l'infrarouge moyen étant douteuse dans plus de la moitié des cas, l'étude n'a finalement porté que sur une dizaine d'objets, dont le type spectral précoce a été confirmé. Les résultats ont montré que le diagramme couleur couleur  $I-J$  sur  $K_s-[15]$  était un outil efficace pour sélectionner les étoiles de type précoce : la plupart des sources ayant  $I-J < 2$  et  $K_s-[15] > 1$  se sont en effet avérées être de type B, A ou G (Schultheis et al., 2002).

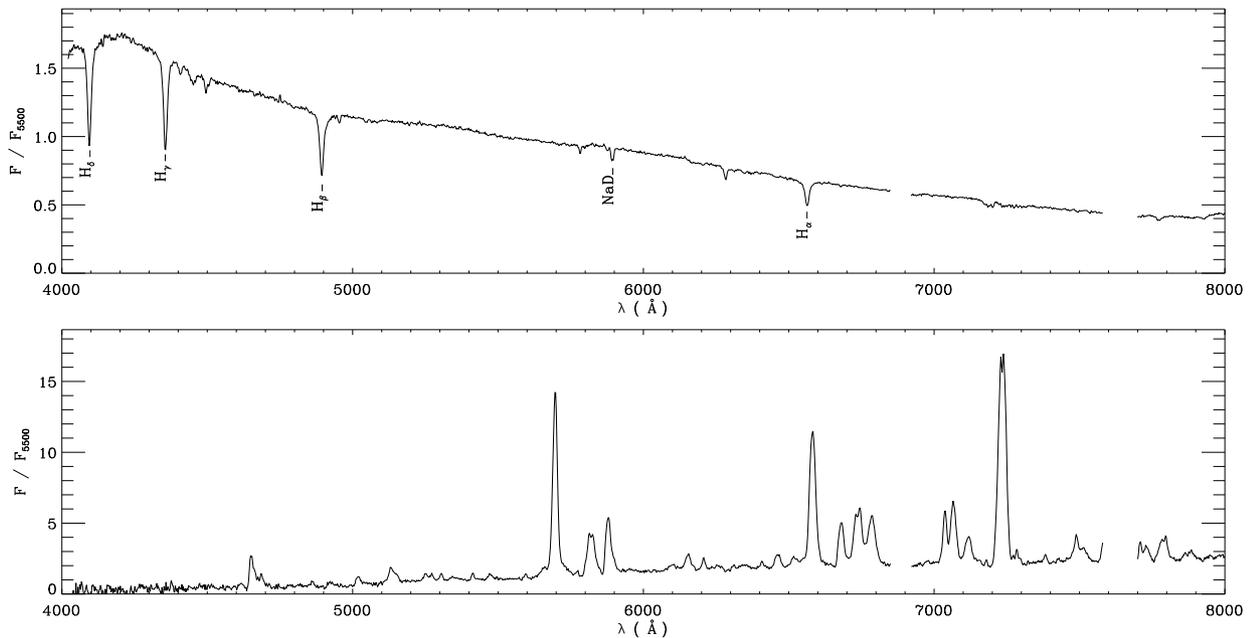


FIG. 4.13: Exemples de spectres visibles obtenus au SAAO, pour une source typique de type géante précoce (F0III, en haut), et pour une source particulière identifiée comme Wolf-Rayet (en bas).

Nous avons poursuivi cette étude à l'aide du spectromètre installé sur le télescope de 1,93 m de l'observatoire du SAAO, en Afrique du Sud. Sur une vingtaine de sources observées, la plupart ont des spectres typiques de types précoces, B, A ou F, similaires à celui représenté en haut de la Figure 4.13. Par contre, une des sources observées (184413.2-034757) s'est révélée être une étoile Wolf-Rayet. Son spectre est représenté en bas de la Figure 4.13. Avec des magnitudes  $[7] = 3,02$  et  $[15] = 2,96$  (et  $I = 10,08$ ,  $J = 8,35$ ,  $K_s = 5,78$ ), cette source se situe dans la région la plus bleue du diagramme magnitude couleur  $[15] / [7]-[15]$ , au bord de la séquence des AGB et à l'opposé des objets jeunes enfouis discutés dans les paragraphes précédents.

Ces observations confirment que les critères  $I-J < 2$  et  $K_s-[15] > 1$  (cf Fig. 2 de Schultheis et al. (2002)) sont relativement efficaces pour extraire du catalogue ISOGAL les sources de type précoce, B, A, F ou G notamment, éventuellement entourées de disques de poussière indiqués par un excès infrarouge. Un peu plus de 700 sources vérifient ces critères dans l'ensemble du catalogue. Cependant, le fait qu'elles soient détectées dans la bande  $I$  montre clairement qu'elles se situent en avant-plan par rapport aux couches de poussière du Disque Galactique; il est par conséquent difficile d'estimer leur distance, et donc leur luminosité. De plus, dans l'échantillon de sources discutées par Schultheis et al. (2002), deux géantes de type K se situent dans la même région de ce diagramme. Ces critères de sélection ne sont donc pas complètement fiables. Il peut par ailleurs être intéressant d'étendre le domaine de recherche jusqu'à  $I-J = 3$  (malgré le risque d'être moins discriminant par rapport aux géantes rouges) comme le montre le fait que deux sources de type précoce de Schultheis et al. (2002) se trouvent dans l'intervalle  $2 < I-J < 3$ . Ce programme de suivi spectroscopique doit donc être poursuivi pour déterminer la nature des autres sources présentant ces couleurs inhabituelles.

Enfin, l'exemple particulier de l'étoile Wolf-Rayet montre, comme on pouvait s'y attendre, que les étoiles très chaudes sont plutôt bleues dans les couleurs ISOGAL. De la même façon, les sources associées à des étoiles O ou B dans la nébuleuse M 16 ne sont généralement pas particulièrement rouges, et certaines ne sont même détectées qu'à  $7 \mu m$ . Les critères de sélection des objets jeunes basés sur une couleur  $[7]-[15]$  élevée ne s'appliquent donc qu'aux phases pré-séquence principale, tandis que les sources chaudes, massives, et donc assez jeunes, mais sur la séquence principale, se trouvent dans la partie bleue du diagramme  $[15] / [7]-[15]$ , où il est difficile de les isoler du reste des sources ISOGAL, voire de les détecter à  $15 \mu m$ .



# Chapitre 5

## Perspectives et conclusion

### 5.1 L'avenir du relevé ISOGAL

Dès la sortie de la première version du catalogue ISOGAL, il est temps de penser à une deuxième version améliorée. Rappelons que pour publier la première version du catalogue de sources ISOGAL-DENIS, nous avons effectué les premières étapes du traitement des données ISO avec la version 7 du programme de réduction (OLP, OffLine Processing) disponible en 1998. Nous n'avons pas utilisé les versions ultérieures d'OLP à cause de la lourdeur des traitements nécessaires à la création du catalogue, et du temps nécessaire pour les mettre au point. D'autres procédures spécifiques ont été employées par la suite, notamment pour corriger les effets transitoires de deux manières différentes (voir paragraphe 2.2 et Schuller et al. (2003a)). Puis les sources ponctuelles ont été extraites des images par un algorithme d'ajustement de PSF dédié.

Pendant ces dernières années, les équipes développant les logiciels de réduction des données ISOCAM ont poursuivi leurs efforts, et d'autres procédures de traitement ont pu voir le jour. On retiendra par exemple la méthode de Fouks-Schubert (Coulais et Abergel, 2000) qui a permis de corriger de façon plus satisfaisante le comportement transitoire des détecteurs.

Une autre technique de correction de ces effets de mémoire a été mise au point par M.-A. Miville-Deschênes (Miville-Deschênes et al., 2000, et en préparation), basée sur l'exploitation de toute la redondance des informations pour reconstruire le flux provenant d'une direction donnée. En outre, on a tout intérêt à projeter les données avec un meilleur échantillonnage, en construisant des images ayant des pixels deux fois plus petits que ceux du détecteur par exemple. Comme les sources ponctuelles étaient nettement sous-échantillonnées avec les pixels de 6" (voir Équations (2.3)), un meilleur échantillonnage permettra de réduire les effets de confusion, et sera un atout majeur pour extraire les sources étendues; la construction d'un catalogue complet d'objets étendus est prévue pour accompagner la deuxième version du PSC ISOGAL.

L'algorithme d'extraction des sources que nous avons utilisé fonctionne encore parfaitement sur les images traitées avec ces procédures récentes, et nous avons déjà effectué quelques comparaisons test avec le catalogue que nous avons publié. Une première différence notable concerne la sensibilité : on extrait sans problème des sources jusqu'à des densités de flux inférieures à 1 mJy. La Figure 5.1 compare la distribution des magnitudes extraites des observations LW2, 6'' et LW3, 6'' du champ C32 -  $(l, b) = (0.0, +1.0)$  - avec la même procédure d'extraction appliquée sur l'image traitée par cette nouvelle procédure et sur l'image que nous avons utilisée pour construire le premier PSC.

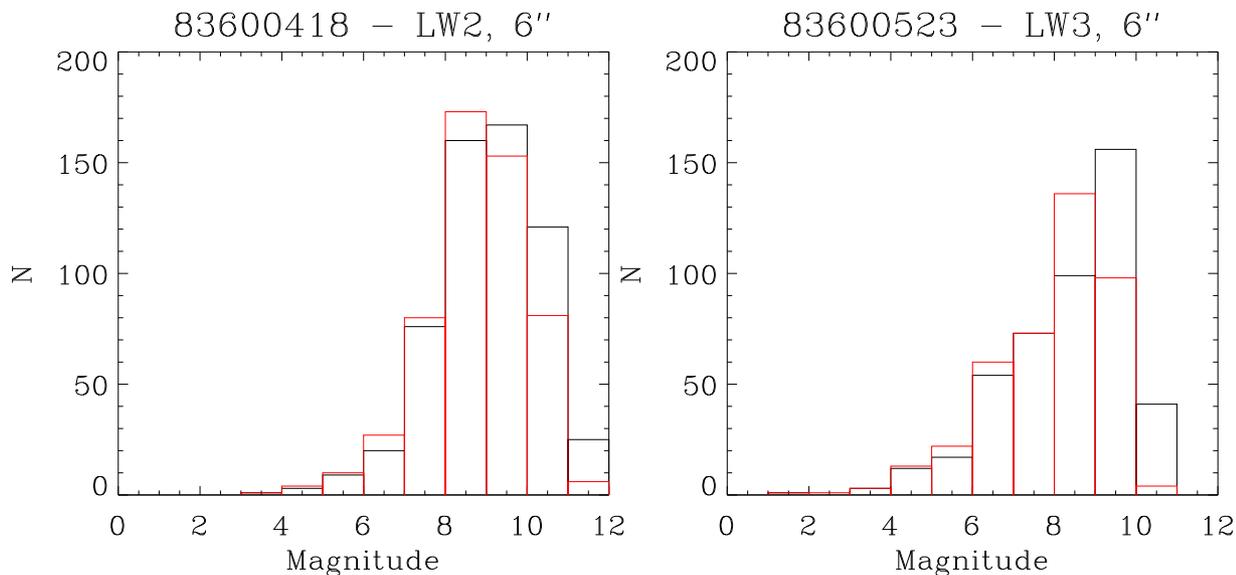


FIG. 5.1: Comparaison entre les distributions de magnitudes extraites sur les images de la première version ISOGAL (rouge) et sur les images traitées avec la nouvelle procédure (noir). On donne deux exemples, à 7  $\mu\text{m}$  (gauche) et à 15  $\mu\text{m}$  (droite).

Même si le gain en nombre de sources ne parait pas considérable, nous attendons surtout de cette nouvelle procédure qu'elle élimine quasiment l'intégralité des sources douteuses, notamment dues aux effets de mémoire, mieux corrigés avec ces nouvelles techniques. En outre, avec une sensibilité accrue, nous disposerons d'échantillons plus importants et plus complets, ce qui permettra d'améliorer la statistique, que ce soit pour étudier les objets jeunes, et ainsi accéder à des masses plus faibles, ou des populations d'étoiles évoluées. Les étoiles géantes rouges, par exemple, ne sont pour l'instant que marginalement détectées par ISOGAL, et leur nombre sera considérablement augmenté dans la seconde version du catalogue. Ce type de source pourra également faciliter la détermination de l'extinction interstellaire, car leurs couleurs intrinsèques sont mieux connues que celles des étoiles AGB, fortement contaminées par la perte de masse.

D'autre part, pour la deuxième version du PSC, nous comptons étendre les cross-identifications à d'autres types de données. En particulier, dans l'infrarouge proche, nous pourrions réaliser une association systématique avec les sources 2MASS lorsque celles-ci seront intégralement disponibles, y compris dans les champs de l'hémisphère nord. Rappelons que c'est grâce à ce type d'association, similaire à ce que nous avons effectué avec DENIS, que nous avons pu recalibrer l'astrométrie d'ISO et atteindre une précision absolue proche de 1". Dans l'infrarouge moyen, nous allons associer tout le catalogue ISOGAL avec le catalogue des sources MSX dans le plan galactique, comme nous l'avons déjà fait dans le Bulbe Galactique (Chitre et al., 2003, et voir § 3.6). Ces données fournissent des mesures jusqu'à  $\lambda = 25 \mu m$  (avec une sensibilité réduite d'environ 3–4 Jy) ce qui facilite la distinction entre les sources associées à des objets jeunes et les étoiles de type OH/IR.

## 5.2 Vers les grands télescopes et les grandes longueurs d'onde

Comme on l'a vu dans le premier chapitre, selon l'état d'évolution et la masse des étoiles en train de se former, une multitude de phénomènes physiques se manifestent dans l'ensemble du spectre électromagnétique, du domaine X énergétique au domaine radio centimétrique. L'étude de la formation stellaire pourra bénéficier dans un avenir proche des progrès techniques réalisés récemment, d'une part pour construire des télescopes de plus en plus grands, aussi bien pour des observatoires spatiaux (projet JWST par exemple, qui doit remplacer le HST vers 2010 et sera équipé d'instruments sensibles au rouge, à l'infrarouge proche et à l'infrarouge moyen) ou terrestres (mentionnons notamment le projet OWL, *Overwhelming Large telescope*, projet de télescope muni d'un miroir de 100 m); et, d'autre part, pour rendre plus efficaces les techniques de détections dans des domaines de longueurs d'onde difficiles, tels l'infrarouge thermique et le submillimétrique. Plus généralement, on arrive maintenant à construire des détecteurs de plus en plus sensibles dans toutes les gammes de longueurs d'onde, et à augmenter le pouvoir de résolution spatiale des instruments, et l'on peut ainsi étudier des détails de plus en plus fins dans tous les types de sources astrophysiques, y compris dans les régions de formation stellaire, dans la Galaxie mais aussi dans d'autres galaxies plus ou moins lointaines.

Dans le domaine visible par exemple, l'une des grandes avancées majeures de la décennie passée fut la construction du VLT (Very Large Telescope) sur le site du Mont Paranal, au Chili. Ces quatre télescopes, dotés de miroirs primaires de 8 m de diamètre, offrent individuellement un pouvoir de résolution théorique (si les observations n'étaient limitées que par la diffraction) meilleur que 0,02" (ou 20 mas, milliarcsecondes). En réalité, la turbulence atmosphérique limite le pouvoir de résolution accessible à quelques dixièmes d'arcseconde, et l'on voit donc l'importance des systèmes d'optique adaptative qui corri-

gent les effets de l'atmosphère, comme NAOS a permis de le faire dans l'infrarouge proche (Brandner et al., 2002).

Même sans système d'optique adaptative, l'immense surface collectrice des miroirs du VLT, couplée aux excellentes conditions atmosphériques du désert d'Atacama, permettent d'observer avec une haute résolution angulaire des régions de formation stellaire relativement proches dans la Galaxie. Par exemple, l'instrument ISAAC a permis récemment de résoudre un disque circumstellaire vu par la tranche dans le nuage  $\rho$  Oph, et les images dans l'infrarouge proche sont véritablement impressionnantes (Grosso et al., 2003).

D'autres télescopes de la classe des 8-10 m fonctionnent déjà depuis plusieurs années, tels les deux télescopes de 10 m de l'observatoire Keck à Hawaï, le télescope de 8,2 m Subaru, construit par le Japon, également à Hawaï, ou les deux télescopes de 8 m Gemini, l'un à Hawaï en fonctionnement depuis 1998, et l'autre, au Chili, qui a effectué ses premières observations cette année. D'autres sont dans un stade avancé de construction, tel le LBT (Large Binocular Telescope), constitué de deux télescopes de 8,4 m placés sur une même monture, et qui devrait voir sa première lumière dans le courant de l'année 2004.

Enfin, un gain considérable en résolution est désormais possible grâce à l'emploi de techniques d'interférométrie dans le domaine visible. Lorsqu'on combine la lumière parvenant sur deux télescopes séparés d'une distance  $d$ , la résolution limite accessible n'est en effet plus inversement proportionnelle à la taille des miroirs individuels, mais peut devenir en théorie de l'ordre de :

$$\alpha \approx \frac{\lambda}{d}$$

Deux des télescopes de 8 m du VLT ont ainsi pu être combinés pour la première fois en octobre 2001 (Glindemann et al., 2001) et mesurer des diamètres stellaires de l'ordre de 2 mas.

Dans le domaine infrarouge, ces techniques d'interférométrie devraient aussi voir le jour dans les prochaines années, avec notamment les instruments AMBER pour l'infrarouge proche et MIDI pour l'infrarouge moyen, tous deux en cours de développement, qui seront installés au VLTI en 2003-2004. Citons aussi l'instrument VISIR (VLT Mid Infrared Spectrometer/Imager) prévu pour effectuer des observations d'imagerie et de spectroscopie dans l'infrarouge moyen sur un des télescopes du VLT. Un autre projet de télescope infrarouge très attendu est celui du satellite SIRTf, développé entre autres par le JPL et le CalTech, dont le lancement par la NASA est prévu pour 2003. Muni d'un miroir principal de 85 cm, il effectuera des observations d'imagerie et de spectroscopie entre 3 et 180  $\mu\text{m}$ , et apportera non seulement un gain important en sensibilité par rapport à ISO, mais aussi l'accès à d'autres longueurs d'onde encore largement inexplorées.

Les premiers stades de la formation stellaire, correspondant à l'effondrement gravitationnel et l'échauffement progressif d'une concentration de gaz et de poussières, s'observent vers les longueurs d'onde encore plus grandes, et notamment dans le submillimétrique.

Actuellement, il existe essentiellement deux télescopes submillimétriques, tous deux situés à Hawaï : le CSO (Caltech Submillimeter Observatory), d'une taille de 10 m, et le JCMT (James Clerk Maxwell Telescope), télescope de 15 m de diamètre. Ils sont équipés de plusieurs instruments, à base de systèmes de détection hétérodyne pour observer l'émission dans certaines raies spectrales, ou à base de matrices de bolomètres, offrant un champ de vue instantané de quelques arcminutes. Dans cette dernière catégorie, on retiendra notamment l'instrument SCUBA qui fonctionne au JCMT. Avec celui-ci, il est possible d'étudier en détail la morphologie des régions HII compactes Galactiques avec une résolution de l'ordre de  $10''$  à  $450 \mu\text{m}$  et une sensibilité de quelques centaines de mJy (Hatchell et al., 2000; Thompson et al., 2002). Des observations à grande échelle du plan Galactique ont également révélé une multitude de structures de toutes tailles (Pierce-Price et al., 2000), et certaines d'entre elles sont parfaitement corrélées avec des nuages sombres que l'on peut voir en absorption sur les images infrarouges (voir par exemple les Figures K.2 et K.4).

Prochainement, le télescope APEX (Atacama Pathfinder Experiment), construit autour d'une antenne de 12 m dans le désert d'Atacama, où les conditions météorologiques sont particulièrement adaptées aux observations dans le domaine submillimétrique (épaisseur équivalente d'eau inférieure à 1 mm plus de 50% du temps notamment, voir Otárola et al. (1998) pour les détails sur les conditions météorologiques sur le site de Chajnantor), fournira de nouvelles opportunités d'observer les premiers stades de la formation stellaire, notamment dans des régions Galactiques. Avec une surface collectrice près d'une fois et demie supérieure à celle du CSO (mais inférieure à celle du JCMT), et surtout des détecteurs bénéficiant des dernières avancées technologiques, notamment de grandes matrices de bolomètres (par exemple LABOCA - LArge BOlometer CAmera, une matrice de plus de 300 détecteurs actuellement en construction au Max Planck Institut für Radioastronomie), ce télescope permettra entre autres de cartographier rapidement de grandes régions du ciel avec une bonne sensibilité. En outre, ce sera le premier télescope dédié à ce domaine de longueurs d'onde situé dans l'hémisphère sud.

Toutefois, si les observations réalisées avec une antenne unique permettent par exemple de modéliser la structure radiale et les paramètres physiques des régions HII compactes Galactiques (Hatchell et al., 2000), il reste impossible de déterminer si la luminosité de ces sources provient d'une seule étoile massive ou d'un groupe d'étoiles. Des observations interférométriques pourront sans problème répondre à ce type de questions dans quelques années. En particulier, le réseau d'antennes ALMA (Atacama Large Millimeter Array), dont la construction a débuté au Chili, est un projet très prometteur, mené en collaboration entre l'ESO, plusieurs instituts européens et la National Science Foundation (NSF) américaine. Ce réseau de 64 antennes de 12 m de diamètre est prévu pour couvrir les longueurs d'onde comprises entre  $300 \mu\text{m}$  et 4 mm ( $\nu$  entre 70 et 900 GHz), et avec une distance maximale séparant deux antennes pouvant atteindre 12 km, il pourra résoudre les détails sur des disques proto-planétaires situés à quelque 100 pc par exemple, avec

une résolution spatiale de l'ordre de 10 milli-arcsecondes dans le submillimétrique (Kurz et al., 2002).

Enfin, dans le domaine radio, ces techniques d'interférométrie sont utilisées depuis longtemps, y compris sur des très longues lignes de base : il est possible de combiner les ondes électromagnétiques provenant de plusieurs télescopes situés sur des continents différents, séparés de plusieurs milliers de kilomètres. En effet, la précision requise sur la connaissance de cette distance est une fraction de la longueur d'onde, et on l'atteint facilement dans le domaine métrique par exemple - dans le cas de l'interférométrie à très longue base, les signaux sont en réalité détectés indépendamment par les différents télescopes, synchronisés sur une référence temporelle commune, puis combinés ultérieurement. Ces configurations permettent d'atteindre des résolutions spatiales de l'ordre de quelques dizaines de micro-arcsecondes seulement ! De nombreux interféromètres plus "compacts" observent le ciel du millimétrique au décimétrique depuis plusieurs décennies, aussi bien en France (Interféromètre de l'IRAM au plateau de Bure, réseaux d'antennes métriques et décimétriques au radio-observatoire de Nancay) qu'ailleurs dans le monde (par exemple les 27 antennes du VLA dans le Nouveau-Mexique, aux États-Unis, ou les six antennes de l'Australian Compact Array en Australie, ou encore celles du GMRT - Giant Meter Radio Telescope - en Inde).

La très haute résolution angulaire accessible avec ce type d'instruments a plusieurs applications pour l'étude de la formation stellaire, par exemple l'analyse détaillée des jets observés autour d'objets protostellaires individuels (Gueth et al., 2001; Beuther et al., 2002), ou l'étude de la morphologie et de la cinématique des cœurs moléculaires denses au sein des régions de formation d'étoiles Galactiques.

La plupart de ces télescopes bénéficient d'une évolution permanente, soit parce qu'une antenne supplémentaire est construite, comme ce fut le cas pour l'interféromètre de l'IRAM, dont la sixième antenne vit sa première "lumière" en décembre 2001, soit parce qu'on les équipe de nouveaux instruments, plus sensibles ou de meilleure qualité, comme pour le projet d'expansion du VLA (EVLA). C'est aussi le cas des radiotélescopes à antenne unique, et celles-ci peuvent atteindre des dimensions considérables (300 m à Arecibo, Porto Rico, 100 m à Effelsberg, Allemagne) qui procurent des résolutions spatiales de l'ordre de quelques arcsecondes. Par exemple, l'instrument MAMBO (MAX-Planck Millimeter BOlometer, développé par l'institut Max Planck für Radioastronomie à Bonn), constitué de 37 récepteurs, et qui fonctionne à  $\lambda = 1,2$  mm au foyer de l'antenne de 30 m de l'IRAM depuis 1998, a été récemment remplacé par MAMBO-2, qui contient 117 récepteurs et offre par conséquent un champ de vue instantané nettement plus grand. Avec les premières versions de cet instrument, plusieurs résultats sur la formation stellaire ont été obtenus, allant de la caractérisation des enveloppes circumstellaires autour de proto-étoiles de faibles masses dans des nuages moléculaires proches (Motte et André, 2001) à la détection de signes d'intense activité de formation stellaire autour de quasars situés à des redshifts proches de 5 (Omont et al., 2001; Bertoldi et Cox, 2002).

### 5.3 Conclusion générale

Avec environ 400 images à 7 ou 15  $\mu m$  réparties dans l'ensemble du Disque Galactique et en particulier dans le Bulbe Galactique, le relevé ISOGAL fut l'un des programmes les plus volumineux observés par le satellite ISO. Outre les difficultés classiques de réduction des images dans l'infrarouge (calibration photométrique par exemple), des problèmes inhérents à l'instrument ISOCAM (apparition de répliques des sources brillantes à cause des effets de mémoire) ou aux observations ISOGAL (sous-échantillonnage avec des pixels de 6" et densité élevée de sources dans le plan galactique) ont compliqué le traitement de ces données. Ces difficultés ont finalement pu être surmontées, et l'utilisation d'un algorithme d'extraction des sources par ajustement de PSF a permis la construction d'un catalogue de plus de 100 000 sources, aujourd'hui publié au CDS.

Le domaine infrarouge moyen est particulièrement adapté à l'analyse des phases précoces de formation des étoiles, lorsqu'elles chauffent les enveloppes de poussière dans lesquelles elles sont enfouies, restant indétectables dans le visible. Le relevé ISOGAL à 7 et 15  $\mu m$ , longueurs d'onde inaccessibles depuis le sol, est donc un outil idéal pour détecter ce type de sources dans le Disque et le Bulbe Galactiques, et pour déterminer leur luminosité lorsqu'elles émettent l'essentiel de leur énergie dans ce domaine.

Les étoiles en fin d'évolution, dans la phase AGB notamment, se trouvent également entourées de poussière et peuvent être observées dans ce même domaine. La principale difficulté pour isoler les objets jeunes parmi les  $\sim 100\,000$  sources du catalogue ISOGAL consiste donc à trouver des critères de sélection appropriés. Dans les champs les plus proches du Centre Galactique, la disponibilité de nombreux catalogues de sources de diverses natures permet de caractériser sans ambiguïté la majeure partie des sources ISOGAL les plus brillantes. L'identification d'un grand nombre d'étoiles variables à longue période, notamment, conduit à la relation période–luminosité :

$$M_{bol} = (-2,75 \pm 0,26) \log P + 2,04 \pm 0,67 \quad (5.1)$$

où  $P$  est la période exprimée en jours. Cette relation, établie à partir d'un échantillon d'une centaine de sources, est en bon accord avec des relations trouvées dans d'autres champs proches du Centre Galactique, et semble donc confirmer les résultats obtenus jusqu'à présent sur de petits échantillons de sources.

Dans le champ FC-00027-00006 situé au cœur du bulbe interne, une trentaine de sources ISOGAL peuvent être associées à des sources radio et/ou MSX considérées comme des régions HII compactes. L'étude de leurs propriétés montre que la combinaison d'un critère de couleur ( $[7]-[15] > 2$ ) et d'un critère d'extension (indiquée par une valeur élevée de l'incertitude  $\sigma$  sur la magnitude à 15  $\mu m$ ) est efficace pour séparer les objets jeunes des étoiles évoluées, ces dernières semblant presque toujours ponctuelles ( $\sigma_{15} < 0,05$ ). Un échantillon de 300 sources ISOGAL considérées comme jeunes objets stellaires d'après ces critères est alors extrait des champs du bulbe interne. Leur luminosité est ensuite

déduite de leur magnitude (calculée par photométrie d'ouverture) et l'extrapolation au reste du bulbe interne conduit à un taux approximatif de formation stellaire très récente de l'ordre de  $0,1-0,2 M_{\odot}/\text{an}$  en supposant une masse limite inférieure  $M_1 = 1 M_{\odot}$ , ou bien  $0,2-0,4 M_{\odot}/\text{an}$  avec  $M_2 = 0,1 M_{\odot}$ .

Un autre échantillon de plus de 200 sources, plus brillantes que  $M_{\text{bol}} = -6$ , détectées par ISO ou par MSX, doit être constitué principalement de supergéantes M dans le bulbe interne, et contient en outre quelques étoiles AGB massives. On estime en comparant leur nombre avec un modèle simple d'évolution stellaire que le taux moyen de formation stellaire au cours des  $\sim 50$  derniers millions d'années a été de l'ordre de  $0,1 M_{\odot}/\text{an}$ . Plusieurs sources d'incertitude subsistent (correction de l'extinction interstellaire, appartenance au bulbe, estimation des magnitudes bolométriques, choix d'un modèle d'évolution stellaire approprié...) et ce résultat doit absolument être considéré comme provisoire, et provenant d'un travail encore en cours.

Dans l'ensemble du relevé ISOGAL, des critères simples de couleur ( $[7]-[15] > 1,8$ ) et de magnitude ( $[15] < 4,5$ ) conduisent à une liste de plus de 700 candidats jeunes objets stellaires. En dehors du bulbe interne, une centaine seulement montrent toutes les caractéristiques des objets jeunes massifs enfouis. Ils se répartissent en majorité dans le disque interne, jusqu'à  $|l| \sim +30^\circ$ , notamment dans des régions de formation stellaire connues comme la nébuleuse M 16. La nature des autres candidats est plus incertaine : il peut s'agir d'objets jeunes moins massifs relativement proches, ou dans un certain nombre de cas d'autres types de sources plus évoluées. Des observations complémentaires, dans l'infrarouge ou d'autres domaines de longueurs d'onde, sont nécessaires pour éclaircir la nature de ces sources.

Le retraitement des données ISOGAL avec des procédures récentes, corrigeant mieux les effets de mémoire, et l'exploitation d'images projetées sur des pixels plus petits, donc avec un meilleur échantillonnage, est déjà en cours et devrait permettre la création d'une deuxième version du catalogue d'ici un an. Les incertitudes photométriques devraient pouvoir être réduites, facilitant alors la sélection des sources légèrement étendues par un critère sur l'écart à la PSF d'une source ponctuelle. De plus, l'élimination des artefacts devrait être plus facile rendant possible la publication d'un catalogue fiable jusqu'à des magnitudes typiquement 1 mag plus faibles que dans la première version. Une deuxième version du catalogue de sources MSX est également attendue dans le courant de l'année 2003, et devrait atteindre typiquement une magnitude de plus que la première version. Nous avons montré l'efficacité de la combinaison des données ISOGAL avec celles à plus grande longueur d'onde du relevé MSX pour extraire les objets jeunes, et cette analyse pourra être étendue à des sources plus faibles dans l'ensemble du Disque Galactique avec des catalogues de meilleure qualité.

Enfin, dans le domaine infrarouge, le satellite SIRTf dont le lancement est prévu pour août 2003 permettra d'obtenir des observations supplémentaires dans l'ensemble du Disque Galactique et dans certains champs bien choisis. Des observations photométriques

à des longueurs d'onde complémentaires de l'infrarouge moyen, ainsi que la possibilité d'obtenir des spectres dans ce domaine, permettront de déterminer sans aucun doute la nature d'un vaste échantillon de sources. D'autres observations dans d'autres domaines de longueurs d'onde fourniront finalement des informations précieuses sur les sources ISOGAL jeunes ou sur leur environnement ; citons par exemple l'étude dans le continu (sub)millimétrique de nuages sombres vus en absorption sur les images ISO, et la recherche de corrélation entre ces objets correspondant aux toutes premières phases de formation stellaire et les jeunes objets stellaires enfouis détectés par ISO, qui correspondent à la phase ultérieure du processus de formation.



# Bibliographie

- Abergel, A., Miville-Deschênes, M. A., Désert, F. X., et al., 1998, The transient behaviour of the long wavelength channel of ISOCAM, Technical report, ISO Data Centre, [http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl\\_lib/CAM/transient\\_detector\\_ws.ps.gz](http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl_lib/CAM/transient_detector_ws.ps.gz)
- Acker, A. et Lançon, A., 1998, Vie et mort des étoiles, Flammarion, collection Dominos
- Alard, C., 2001, A&A 377, 389
- André, P. et Montmerle, T., 1994, ApJ 420, 837
- André, P., Ward-Thompson, D., et Barsony, M., 1993, ApJ 406, 122
- André, P., Ward-Thompson, D., et Barsony, M., 2000, in V. Mannings, A. P. Boss, et S. S. Russell (eds.), Protostars and Planets IV, pp 59–96, Tucson : University of Arizona Press
- AQ, 2000, Allen's Astrophysical Quantities, 4th Edition, AIP Press
- Bacmann, A., André, P., Puget, J. L., Abergel, A., Bontemps, S., et Ward-Thompson, D., 2000, A&A 361, 555
- Bally, J., Stark, A. A., Wilson, R. W., et Henkel, C., 1987, ApJ 65, 13
- Becker, R. H., White, R. L., Helfand, D. J., et Zoonematkermani, S., 1994, ApJ Sup. Series 91, 347
- Belikov, A. N., Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., et Schillbach, E., 1999, A&AS 134, 525
- Bernard, J. P., Abergel, A., Ristorcelli, I., et al., 1999, A&A 347, 640
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., et Nasi, E., 1994, A&AS 106, 275
- Bertoldi, F. et Cox, P., 2002, A&A 384, L11
- Beuther, H., Schilke, P., Gueth, F., et al., 2002, A&A 387, 931
- Bitran, M., Alvarez, H., Bronfman, L., May, J., et Thaddeus, P., 1997, A&AS 125, 99
- Blöcker, T., 1995, A&A 297, 727
- Blommaert, J. A. D. L., 1998, ISOCAM Photometry Report, Technical report, ISO Data Centre, [http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl\\_lib/CAM/photom\\_rep\\_fn.ps.gz](http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl_lib/CAM/photom_rep_fn.ps.gz)

- Blommaert, J. A. D. L., Siebenmorgen, R., Coulais, A., et al., 2001, The ISO Handbook, Volume III : CAM - The ISO Camera, Technical report, ISO Data Centre, [http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl\\_lib/CAM/](http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl_lib/CAM/)
- Blommaert, J. A. D. L., van der Veen, W. E. C. J., van Langevelde, H. J., Habing, H. J., et Sjouwerman, L. O., 1998, *A&A* 329, 991
- Blum, R. D., Sellgren, K., et Depoy, D. L., 1996, *AJ* 112, 1988
- Böker, T., Storey, J. W. V., Krabbe, A., et Lehmann, T., 1997, *PASP* 109, 827
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., et Zinnecker, H., 1998, *MNRAS* 298, 93
- Bontemps, S., André, P., Kaas, A. A., et al., 2001, *A&A* 372, 173
- Brandner, W., Rousset, G., Lenzen, R., et al., 2002, *The Messenger* 107, 1
- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., et Chiosi, C., 1993, *A&AS* 100, 647
- Burgdorf, M. J., Cohen, M., Price, S. D., et al., 2000, *A&A* 360, 111
- Caplan, J., Deharveng, L., Pena, M., Costero, R., et Blondel, C., 2000, *MNRAS* 311, 317
- Catchpole, R. M., Whitelock, P. A., et Glass, I. S., 1990, *MNRAS* 247, 479
- Cernicharo, J., 2000, in A. Salama, M. F. Kessler, K. Leech, et B. Schulz (eds.), *ISO beyond the peaks, proceedings of the second ISO workshop on analytical spectroscopy*, Vol. ESA SP-456, pp 81–86
- Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnèse, P., et al., 1996a, *A&A* 315, L32
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Abergel, A., Pérault, M., Palazzi, E., Madden, S., et Tran, D., 1996b, *A&A* 315, L309
- Cesarsky, D., Lequeux, J., Pagani, L., et al., 1998, *A&A* 337, L35
- Chini, R., Krügel, E., et Wargau, W. F., 1992, *A&A* 265, 45
- Chitre, A., Omont, A., Schuller, F., et Schultheis, M., 2003, en préparation pour *A&A*
- Clegg, P. E., Ade, P. A. R., Armand, C., et al., 1996, *A&A* 315, L38
- Coulais, A. et Abergel, A., 2000, *A&AS* 141, 533
- Cox, P. et Laureijs, R., 1989, *IAUS* 136, 121
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al., 2001, *Explanatory Supplement to the 2MASS Second Incremental Data Release*
- Dale, D. A., Silberman, N. A., et Helou, G., 2000, *AJ* 120, 583
- de Graauw, T., Haser, L. N., et Beintema, D. A., 1996, *A&A* 315, L49
- Downes, D., Goss, W. M., Schwarz, U. J., et Wouterloot, J. G. A., 1978, *A&AS* 35, 1
- Draine, B. T. et Lee, H. M., 1984, *ApJ* 285, 89
- Dupac, X., Giard, M., Bernard, J.-P., et al., 2002, *A&A* 392, 691

- Egan, M. P., Price, S. D., Moshir, M. M., et al., 1999, The Midcourse Space Experiment Point Source Catalogue Version 1.2 Explanatory Guide, Technical Report AFRL-VS-TR-1999-1522, Air Force Research Laboratory
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Fadda, D., et al., 1999, *A&A* 351, L37
- Englmaier, P. et Gerhard, O., 1999, *MNRAS* 304, 512
- Epchtein, N., de Batz, B., Copet, E., Fouqué, P., et al., 1994, *Ap&SS* 217, 3
- Feigelson, E. et Montmerle, T., 1999, *ARA&A* 37, 363
- Felli, M., Comoretto, G., Testi, L., Omont, A., et Schuller, F., 2000, *A&A* 362, 199
- Felli, M., Testi, L., Schuller, F., et Omont, A., 2002, *A&A* 392, 971
- Figer, D. F., 2002, *IAUS* 212 (astro-ph/0207300)
- Fioc, M., 1997, Ph.D. thesis, Université Paris XI
- Fouqué, P., Chevallier, L., Cohen, M., et al., 2000, *A&AS* 141, 313
- Frogel, J. A., 1988, *ARA&A* 26, 51
- Frogel, J. A., Tiede, G. P., et Kuchinski, L. E., 1999, *AJ* 117, 2296
- Genzel, R. et Cesarsky, C. J., 2000, *ARA&A* 38, 761
- Genzel, R., Lutz, D., Sturm, E., et al., 1998, *ApJ* 498, 579
- Glass, I. S., 1988, *MNRAS* 234, 115
- Glass, I. S., 1999, *Handbook of infrared astronomy*, Cambridge University Press, New York
- Glass, I. S., Ganesh, S., Alard, C., et al., 1999, *MNRAS* 308, 127
- Glass, I. S., Matsumoto, S., Carter, B. S., et Sekiguchi, K., 2001, *MNRAS* 321, 77
- Glass, I. S., Whitelock, P. A., Catchpole, R. M., et Feast, M. W., 1995, *MNRAS* 273, 383
- Glindemann, A., Ballester, P., Bauvir, B., et al., 2001, *The Messenger* 106, 1
- Groenewegen, M. A. T., 1997, in F. Garzon et al. (eds.), *The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys*, Vol. ASSL 210, p. 165, Dordrecht : Kluwer Academic Publishing Company
- Groenewegen, M. A. T. et de Jong, T., 1993, *A&A* 267, 410
- Grosso, N., Alves, J., Wood, K., Neuhäuser, R., Montmerle, T., et Bjorkman, J. E., 2003, *ApJ* 586, 296
- Gueth, F., Schilke, P., et McCaughrean, M. J., 2001, *A&A* 375, 1018
- Güsten, R., 1989, *IAUS* 136, 89
- Güsten, R. et Downes, D., 1980, *A&A* 87, 6
- Habing, H. J., 1996, *A&A Review* 7, 97

- Haller, J. W., 1992, Ph.D. thesis, Arizona Univ., Tucson
- Hatchell, J., Fuller, G. A., Millar, T. J., Thompson, M. A., et Macdonald, G. H., 2000, *A&A* 357, 637
- Heinrichsen, I., Walker, H. J., Klaas, U., Sylvester, R. J., et Lemke, D., 1999, *MNRAS* 304, 589
- Helou, G., Malhotra, S., et Beichman, C. A., 1996, *A&A* 315, L157
- Hennebelle, P., 2000, Ph.D. thesis, Université Paris VII
- Hennebelle, P., Pérault, M., Teyssier, D., et Ganesh, S., 2001, *A&A* 365, 598
- Hildebrand, R. H., 1983, *QJRAS* 24, 267
- Hillenbrand, L. A., 1995, Ph.D. thesis, University of California, Berkeley
- Hillenbrand, L. A. et Hartmann, L. W., 1998, *ApJ* 492, 540
- Ho, P. T. P., Jackson, J. M., Barrett, A. H., et Armstrong, J. T., 1985, *ApJ* 288, 575
- Jiang, B. W., Omont, A., Ganesh, S., Simon, G., et Schuller, F., 2003, *A&A*
- Jones, A. P., 2002, in M. Giard, J. P. Bernard, A. Klotz, et I. Ristorcelli (eds.), *Infrared and submillimeter space astronomy, an international colloquium to honor the memory of Guy Serra*, pp 37–41, EDP Sciences
- Josselin, E., Blommaert, J. A. D. L., Groenewegen, M. A. T., Omont, A., et Li, F. L., 2000, *A&A* 357, 225
- Kennicutt, R. C., Bresolin, F., French, H., et Martin, P., 2000, *ApJ* 537, 589
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., et al., 1996, *A&A* 315, L27
- Kirkpatrick, J. D., 2003, in *IAU Symposium Vol. 211 ("Brown Dwarfs")*
- Kraemer, K. E., Jackson, J. M., Deutsch, L. K., et al., 2001, *ApJ* 561, 282
- Kurz, R., Guilloteau, S., et Shaver, P., 2002, *The Messenger* 107, 7
- Lada, C., 1987, in *Star forming regions*, *IAU Symposium* 115, Nov. 11-15, 1985, pp 1–17, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co.
- Lamarre, J. M., Pajot, F., Torre, J. P., et al., 1994, *IR Phys. Techno.* 35(2/3), 277
- LaRosa, T. N., Kassim, N. E., Lazio, T. J. W., et Hyman, S. D., 2000, *AJ* 119, 207
- Launhardt, R., Zylka, R., et Mezger, P. G., 2002, *A&A* 384, 112
- Lazio, T. J. W. et Cordes, J. M., 1998, *ApJS* 118, 201
- LeBertre, T. et Winters, J. M., 1998, *A&A* 334, 173
- Lemke, D., Klaas, U., Abolins, J., et al., 1996, *A&A* 315, L64
- Lindqvist, M., Habing, H. J., et Winnberg, A., 1992a, *A&A* 259, 118
- Lindqvist, M., Winnberg, A., Habing, H. J., et Matthews, H. E., 1992b, *A&AS* 92, 43

- Lis, D. C. et Serabyn, E., 2001, in G. L. Pilbratt et al. (eds.), *The Promise of the Herschel Space Observatory*, Vol. ESA-SP 460, p. 447
- Liszt, H. S. et Spiker, R. W., 1995, *ApJS* 98, 259
- Loup, C., Josselin, E., Cioni, M. R., et al., 1999, *IAUS* 191, 561
- Lumsden, S. L., Hoare, M. G., Oudmaijer, R. D., et Richards, D., 2002, *MNRAS* 336, 621
- Maeder, A. et Meynet, G., 2000, *ARA&A* 38, 143
- Mathis, J. S., 1990, *ARA&A* 28, 37
- Messineo, M., Habing, H. J., Sjouwerman, L. O., Omont, A., et Menten, K. M., 2002, *A&A* 393, 115
- Meyer, M. R., 1996, Ph.D. thesis, University of Massachusetts
- Mezger, P. G., Duschl, W. J., et Zylka, R., 1996, *A&A Review* 7, 289
- Mezger, P. G., Zylka, R., Philipp, S., et Launhardt, R., 1999, *A&A* 348, 457
- Mill, J. D., O'Neil, R. R., Price, S. D., et al., 1994, *Journal of Spacecraft and Rockets* 31, no. 5, 900
- Mirabel, I. F., Vigroux, L., Charmandaris, V., et al., 1998, *A&A* 333, L1
- Miville-Deschênes, M. A., Boulanger, F., Abergel, A., et Bernard, J.-P., 2000, *A&AS* 146, 519
- Moneti, A., Metcalfe, L., et Schulz, B., 1997, Reference wavelengths for ISO : CAM and PHOT filters, Technical report, ISO Data Centre, [http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl\\_lib/ISO/docs/ref\\_lam/](http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl_lib/ISO/docs/ref_lam/)
- Morris, M., 1993, *ApJ* 408, 496
- Morris, M. et Serabyn, E., 1996, *ARA&A* 34, 645
- Motte, F. et André, P., 2001, *A&A* 365, 440
- Neugebauer, G. et Leighton, R. B., 1969, *NASA SP*
- Nielbock, M., Chini, R., Jütte, M., et Manthey, E., 2001, *A&A* 377, 273
- Nordh, L., Olofsson, G., Abergel, A., et al., 1996, *A&A* 315, L185
- Odenwald, S. F. et Fazio, G. G., 1984, *ApJ* 283, 601
- Ojha, D. K., Omont, A., Schuller, F., Simon, G., Ganesh, S., et Schultheis, M., 2003, *A&A*
- Okumura, K., 1998, ISOCAM PSF report, Technical report, ISO Data Centre
- Olofsson, G., Hultgren, M., Kaas, A. A., et al., 1999, *A&A* 350, 883
- Omont, A., Cox, P., Bertoldi, F., McMahon, R. G., Carilli, C., et Isaak, K. G., 2001, *A&A* 374, 371

- Omont, A., Ganesh, S., et la collaboration ISOGAL, 1999, *A&A* 348, 755
- Omont, A., Gilmore, G. F., Alard, C., et al., 2003, accepté par *A&A*, voir Annexe C 403, 975
- Ortiz, R., Blommaert, J. A. D. L., Copet, E., et al., 2002, *A&A* 388, 279
- Otárola, A., Delgado, G., Booth, R., et al., 1998, *The Messenger* 94, 13
- Ott, S., 2002, Ph.D. thesis, Université Paris VI
- Pagani, L., Lequeux, J., Cesarsky, D., Donas, J., Milliard, B., Loinard, L., et Sauvage, M., 1999, *A&A* 351, 447
- Panagia, N., 1973, *AJ* 78, 929
- Pascucci, I., Apai, D., Henning, T., et Dullemond, C. P., 2003, *ApJ* 590, L111
- Pena, M., Deharveng, L., Caplan, J., et Costero, R., 2000, *Rev. Mex. Astron. Astrofis. Serie de Conf.* 9, 184
- Pérault, M., Omont, A., Simon, G., Séguin, P., Ojha, D., et la collaboration ISOGAL, 1996, *A&A* 315, L165
- Persi, P., Marenzi, A. R., Olofsson, G., et al., 2000, *A&A* 357, 219
- Philipp, S., Zylka, R., Mezger, P. G., Duschl, W. J., Herbst, T., et Tuffs, R. J., 1999, *A&A* 348, 768
- Pierce-Price, D., Richer, J. S., Greaves, J. S., et al., 2000, *ApJ* 545, L121
- Prantzos, N. et Montmerle, T., 1998, *Naissance, vie et mort des étoiles*, PUF, Que sais-je ? num. 330
- Price, S. D., Egan, M. P., Carey, S. J., Mizuno, D. R., et Kuchar, T. A., 2001, *AJ* 121, No. 5, 2819
- Price, S. D. et Walker, R. G., 1976, *Environmental Research Papers*, Air Force Geophysics Laboratory
- Raharto, M., Hamajima, K., Ichikawa, T., Ishida, K., et Hidayat, B., 1984, *Ann. of Tokyo Observatory* 19(4), 469
- Rich, M., 1996, *IAUS* 171, 19
- Rieke, G. H. et Lebofsky, M. J., 1985, *ApJ* 288, 618
- Rosenthal, D., Bertoldi, F., et Drapatz, S., 2000, *A&A* 356, 705
- Salpeter, E. E., 1955, *ApJ* 121, 161
- Sanders, D. B. et Mirabel, I. F., 1996, *ARA&A* 34, 749
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., et Maeder, A., 1992, *A&AS* 96, 269
- Schuller, F., Ganesh, S., Messineo, M., et al., 2003a, *A&A*, voir Annexe B 403, 955
- Schuller, F., Omont, A., Glass, I. S., et Schultheis, M., 2003b, *A&A*, en préparation

- Schultheis, M., Ganesh, S., Glass, I. S., Omont, A., et al., 2001, *A&A* 362, 215
- Schultheis, M., Ganesh, S., Simon, G., Omont, A., et al., 1999, *A&A* 349, L69
- Schultheis, M., Lançon, A., Omont, A., Schuller, F., et Ojha, D. K., 2003, *A&A* 405
- Schultheis, M., Parthasarathy, M., Omont, A., Cohen, M., Ganesh, S., Sèvre, F., et Simon, G., 2002, *A&A* 386, 899
- Serabyn, E. et Morris, M., 1996, *Nature* 382, 602
- Sevenster, M. N., Chapman, J. M., Habing, H. J., Killeen, N. E. B., et Lindqvist, M., 1997, *A&AS* 122, 79
- Shu, F. H., Adams, F. C., et Lizano, S., 1987, *ARA&A* 25, 23
- Sjouwerman, L. O., van Langevelde, H. J., Winnberg, A., et Habing, H. J., 1998, *A&AS* 128, 35
- Skrutskie, M. F., Schneider, S. E., Stiening, R., et al., 1997, in F. Garzon et al. (eds.), *The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys*, Vol. ASSL Vol. 210, p. 25, Dordrecht : Kluwer Academic Publishing Company
- Soifer, B. T., Neugebauer, G., et Houck, J. R., 1987, *ARA&A* 25, 187
- Stahler, S. W., Palla, F., et Ho, P. T. P., 2000, in V. Mannings, A. P. Boss, et S. S. Russell (eds.), *Protostars and Planets IV*, pp 327–351, Tucson : University of Arizona Press
- Starck, J. L., 1998, in *Les Houches summer school, 'Infrared Astronomy from space : today and tomorrow'*
- Stepnik, B., Abergel, A., Bernard, J.-P., et al., 2003, *A&A* 398, 551
- Testi, L., Felli, M., et Taylor, G. B., 1999a, *A&AS* 138, 71
- Testi, L., Palla, F., et Natta, A., 1999b, *A&A* 342, 515
- Teyssier, D., Hennebelle, P., et Pérault, M., 2002, *A&A* 382, 624
- Thompson, M., Hatchell, J., MacDonald, G., et Millar, T., 2002, in P. A. Crowther (ed.), *Hot Star Workshop III : The Earliest Stages of Massive Star Birth*, Vol. 267, p. 429, ASP
- van de Hulst, H. C., 1946, *Rech. Astron. Obs. Utrecht* 11, 1
- van der Veen, W. E. C. J. et Habing, H. J., 1988, *A&A* 194, 125
- van Loon, J. T., Gilmore, G. F., Omont, A., et al., 2003, *MNRAS* 338, 857
- Vassiliadis, E. et Wood, P. R., 1993, *ApJ* 413, 641
- Vuong, M. H., Cambrésy, L., et Epchtein, N., 2001, *A&A* 379, 208
- Walsh, A. J., Bertoldi, F., Burton, M. G., et Nikola, T., 2001, *MNRAS* 326, 36
- Waters, L. B. F. M. et Waelkens, C., 1998, *ARA&A* 36, 233
- Whitelock, P., Feast, M., et Catchpole, R., 1991, *MNRAS* 248, 276

- Whitelock, P. A., Menzies, J., Feast, M. W., et al., 1994, MNRAS 267, 711
- Williams, J. P., Blitz, L., et McKee, C. F., 2000, in V. Mannings, A. P. Boss, et S. S. Russell (eds.), Protostars and Planets IV, p. 97, Tucson : University of Arizona Press
- Wolfire, M. G. et Cassinelli, J. P., 1987, ApJ 319, 850
- Wood, D. O. S. et Churchwell, E., 1989, ApJ 340, 265
- Wood, P. R., Habing, H. J., et McGregor, P. J., 1998, A&A 336, 925

# Annexe A

## Liste des acronymes

Un certain nombre d'acronymes ont été utilisés dans cette thèse, et la plupart correspondent à des termes anglais. Leur signification est résumée dans cette annexe, avec le terme anglais en italique suivi de la traduction en français quand il y a lieu.

- 2MASS : *2 Micron All Sky Survey*, relevé à  $2 \mu\text{m}$  de tout le ciel
- AGB : *Asymptotic Giant Branch*, étoile située sur la branche asymptotique des géantes.
- DENIS : *DEeep Near-Infrared Sky survey*, relevé profond du ciel dans l'infrarouge proche
- FWHM : *Full Width at Half Maximum*, largeur totale à mi-hauteur
- HR : Hertzsprung-Russel
- IMF : *Initial Mass Function*, fonction initiale de masse
- IRAS : *InfraRed Astronomical Satellite*, satellite d'astronomie infrarouge
- IRDC : *InfraRed Dark Cloud*, nuage sombre dans l'infrarouge
- ISO : *Infrared Space Observatory*, observatoire infrarouge spatial
- LPV : *Long Period Variable*, étoile variable à longue période
- MSX : *Midcourse Space EXperiment*, expérience spatiale sur orbite moyenne
- NTT : *New Generation Telescope*, télescope de nouvelle génération
- PAH : *Polycyclic Aromatic Hydrocarbon*, hydrocarbure polycyclique aromatique
- PSF : *Point Spread Function*, fonction d'étalement de point (c'est-à-dire réponse instrumentale à une source ponctuelle)
- RGB : *Red Giant Branch*, étoile sur la première branche des géantes rouges, ou simplement étoile géante rouge
- RMS : *Root Mean Square*, écart quadratique moyen

- SFR : *Star Formation Rate*, taux de formation stellaire
- SGR : SuperGéante Rouge
- TP-AGB : *Thermal Pulse AGB*, phase de pulses thermiques pour les étoiles de la branche asymptotique des géantes
- ULIRG : *Ultra-Luminous Infrared Galaxy*, galaxie extrêmement lumineuse dans l'infrarouge
- VLT : *Very Large Telescope*, télescope très grand
- YSO : *Young Stellar Object*, objet stellaire jeune

## Annexe B

# Article “Explanatory Supplement of the ISO GAL–DENIS Point Source Catalogue”, Schuller et al. 2003, A&A 403, 955

La version de l'article présentée dans cette annexe correspond à la version longue (ou "full version"), disponible électroniquement sur le serveur web de l'IAP<sup>1</sup> et sur celui de l'éditeur de A&A, EDP Sciences<sup>2</sup>. Cette version comporte un certain nombre de figures, ainsi qu'une description détaillée des procédures mises en œuvre pour extraire les sources, construire le catalogue et tester la qualité obtenue, qui n'apparaissent pas dans la version imprimée par A&A (Vol. 403, pp. 955–974). Les figures présentes uniquement dans la version longue de l'article sont numérotées E-xx.

---

<sup>1</sup><http://www-isogal.iap.fr/Publications>

<sup>2</sup><http://www.edpsciences.org> (voir la rubrique "Online Material")

# Explanatory Supplement of the ISOGAL-DENIS Point Source Catalogue <sup>★,★★</sup>

F. Schuller<sup>1</sup>, S. Ganesh<sup>2,1</sup>, M. Messineo<sup>3</sup>, A. Moneti<sup>1</sup>, J.A.D.L. Blommaert<sup>4</sup>, C. Alard<sup>1,5</sup>, B. Aracil<sup>1</sup>, M.-A. Miville-Deschênes<sup>6</sup>, A. Omont<sup>1</sup>, M. Schultheis<sup>1</sup>, G. Simon<sup>5</sup>, A. Soive<sup>1</sup>, and L. Testi<sup>7</sup>

<sup>1</sup> Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS, 98 bis Bd Arago, F-75014 Paris, France

<sup>2</sup> Physical Research Laboratory, Navarangpura, Ahmedabad 380009, India

<sup>3</sup> Leiden Observatory, University of Leiden, P.O. Box 9513, 2300 RA Leiden, The Netherlands

<sup>4</sup> Instituut voor Sterrenkunde, K. U. Leuven, Celestijnenlaan 200 B, B-3001 Leuven, Belgium

<sup>5</sup> GEPI, Observatoire de Paris, 61, av. de l'Observatoire, F-75014 Paris, France

<sup>6</sup> Laboratoire de radioastronomie millimétrique, Ecole Normale Supérieure & Observatoire de Paris, France

<sup>7</sup> Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo E. Fermi, 5, 50125 Firenze, Italy

Received xxxx / Accepted xxxx

**Abstract.** We present version 1.0 of the ISOGAL–DENIS Point Source Catalogue (PSC), containing more than 100,000 point sources detected at 7 and/or 15  $\mu\text{m}$  in the ISOGAL survey of the inner Galaxy with the ISOCAM instrument on board the *Infrared Space Observatory* (ISO). These sources are cross-identified, wherever possible, with near-infrared (0.8–2.2  $\mu\text{m}$ ) data from the *DENIS* survey. The overall surface covered by the ISOGAL survey is about 16 square degrees, mostly (95%) distributed near the Galactic plane ( $|b| \lesssim 1^\circ$ ), where the source extraction can become confusion limited and perturbed by the high background emission. Therefore, special care has been taken aimed at limiting the photometric error to  $\sim 0.2$  magnitude down to a sensitivity limit of typically 10 mJy. The present paper gives a complete description of the entries and the information which can be found in this catalogue, as well as a detailed discussion of the data processing and the quality checks which have been completed. The catalogue is available via the VizieR Service at the Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (CDS, <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR/>) and also via the server at the Institut d'Astrophysique de Paris (<http://www-isogal.iap.fr/>).

**Key words.** Catalogs – Stars: circumstellar matter – Galaxy: bulge – Galaxy: disk – Galaxy: stellar content – Infrared: stars

## Contents

<b>1 Introduction</b>	<b>2</b>	<b>4 DENIS observations of the central Galaxy</b>	<b>23</b>
<b>2 ISOGAL Observations and Fields</b>	<b>2</b>	4.1 The DENIS “Bulge” project	23
2.1 ISOGAL observations	2	4.2 Data processing and accuracy	23
2.2 Definition and list of “Catalogue Fields”	4	4.3 Astrometry	24
<b>3 ISOGAL data processing and quality</b>	<b>6</b>	4.4 ISOGAL–DENIS cross-identification	25
3.1 ISOCAM image processing	6	<b>5 ISOGAL–DENIS Point Source Catalogue (version 1)</b>	<b>27</b>
3.2 Point source extraction	8	5.1 Position data	27
3.3 Photometric calibration	12	5.2 DENIS data	30
3.4 Artificial sources	14	5.3 ISOCAM data	30
3.5 Repeated observations	19	5.4 Association quality flags	30
3.6 7-15 $\mu\text{m}$ cross-identification	21	5.5 Examples	30
		<b>6 Catalogue of spurious sources</b>	<b>30</b>
		<b>7 ISOCAM corrected images</b>	<b>31</b>
		<b>8 Summary</b>	<b>31</b>
		<b>9 Conclusion</b>	<b>32</b>

Send offprint requests to: F. Schuller, [schuller@iap.fr](mailto:schuller@iap.fr)

\* This is paper no. 18 in a refereed journal based on data from the ISOGAL project

\*\* 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; and on DENIS observations collected at the European Southern Observatory, Chile

*Note:* Figures present only in this electronic version of the paper are labelled with an E- in front of their number.

## 1. Introduction

The ISOGAL survey is the most sensitive mid-infrared wide-field survey dedicated to the inner Galaxy (see the accompanying paper Omont et al. 2003 and references therein for a review of its scientific goals and results). The large amount of ISO observations collected, in combination with the near-infrared data of the DENIS survey, has resulted in the production of a catalogue of  $10^5$  point sources, the PSC. The first scientific results obtained include studies of the Galactic structure, analysis of the stellar populations comprising completely detected AGB stars with their mass-loss in particular fields (Pérault et al. 1996; Omont et al. 1999; Glass et al. 1999; Ojha et al. 2003), characterisation of interstellar extinction (Jiang et al. 2003), of infrared dark clouds (Hennebelle et al. 2001), and of young stellar objects (Felli et al. 2000 and 2002; Schuller 2002).

A total of  $\sim 16$  square degrees of the inner Galactic disk ( $|b| \lesssim 1^\circ$ ) were observed, with strong emphasis on the inner Galactic bulge, at wavelengths of 7 and 15  $\mu\text{m}$ , with a pixel scale of usually 6'' and sometimes 3'', down to a sensitivity limit of typically 10 mJy. A total of  $\sim 250$  hours of ISO time were used, making ISOGAL one of the largest programs performed by ISO. For the southern sky the results were combined with the  $I$ ,  $J$ ,  $K_s$  (effective wavelengths equal to 0.79, 1.22 and 2.14  $\mu\text{m}$ ) ground-based data from the DENIS survey (Epchtein et al. 1994, 1997) in order to produce an (up to) 5-wavelength catalogue of point sources. Given the emphasis of ISOGAL on the inner Galactic regions, the DENIS coverage is available for 95% of the fields surveyed with ISOCAM.

As a comparison, the IRAS satellite, which made a breakthrough in the infrared window in 1983, performed an all sky survey resulting in a  $2.5 \times 10^5$  point source catalogue, with a typical sensitivity (or 90% completeness level) around 0.5 Jy in low source density regions and at the shortest wavelengths. The four IRAS bands were centred at 12, 25, 60 and 100  $\mu\text{m}$ , thus covering the mid- to far-infrared range, with a spatial resolution ranging from less than 1' at 12  $\mu\text{m}$  to about 4' at 100  $\mu\text{m}$ . The sensitivity of ISOCAM is about two orders of magnitude better than that provided by the IRAS detectors at 12  $\mu\text{m}$  in the high source density regions (thus in particular in the Galactic plane). Indeed, as explained in the IRAS Explanatory Supplement (Section VIII), the typical 50% completeness limit flux density was about 1 Jy at 12 and 25  $\mu\text{m}$  in the Galactic Plane, and even brighter at longer wavelengths.

More recently, the MSX (Midcourse Space Experiment, see Mill et al. 1994 for an overview) mission surveyed the complete Galactic Disk in the range  $|b| \leq 5^\circ$  in the mid-infrared, using a 33 cm aperture telescope called SPIRIT III (Price et al. 2001). Six bands between 4 and 25  $\mu\text{m}$  were surveyed simultaneously at a spatial resolution of  $\sim 18''$ . The most sensitive band was the A band, centred at 8.3  $\mu\text{m}$ , for which the present point source sensitivity limit is about 0.1 Jy. The survey

of the Galactic Plane has presently resulted in a catalogue of  $3.2 \times 10^5$  sources (Price et al. 2001), which permits a complete analysis of the most luminous infrared Galactic populations. The images of this survey have also led to the detection of more than 2000 infrared dark clouds (Egan et al. 1998). A very recent analysis (Lumsden et al. 2002) of the MSX PSC has produced a large sample of massive young stellar objects in the Galactic disk.

Among the many large observing programs conducted by ISO, including deep and wide-field extragalactic surveys, worth mentioning are the European Large-Area ISO Survey, ELAIS (Rowan-Robinson et al. 1999), ISOCAM deep surveys using guaranteed time observations (Elbaz et al. 1999), and FIRBACK, a deep 170  $\mu\text{m}$  imaging survey carried out with ISOPHOT (Dole et al. 2001). Apart from these there were also a number of observations of specific targets in the Galaxy. The following ISOCAM studies were with sensitivities comparable to or slightly deeper than ISOGAL (in more limited areas): LW2 and LW3 imaging surveys of nearby star forming regions (Nordh et al. 1998; Bontemps et al. 2001), photometric studies of other Galactic HII regions (Zavagno & Ducci 2001), and the GPSURVEY (Burgdorf et al. 2000), which provided observations of about 0.25 deg<sup>2</sup> in the central Galaxy at mid-infrared wavelengths.

In this paper, we give a detailed description of the ISOGAL observations in Sect. 2, and of their processing and the related quality checks in Sect. 3. The DENIS data are presented in Sect. 4. The content of the Point Source Catalogue (PSC) is explained in Sect. 5, and the complete descriptions of various support tables are given in the relevant sections. Finally, the main characteristics of the catalogue are briefly summarised in Sect. 8.

## 2. ISOGAL Observations and Fields

### 2.1. ISOGAL observations

The mid-infrared observations were obtained with the ISOCAM instrument (Cesarsky et al. 1996; Blommaert et al. 2001) on ISO (Kessler et al. 1996) using filters centred at  $\lambda \approx 7$  and 15  $\mu\text{m}$  and with a pixel scale of 6'', or 3'' in a few cases. Table 1 lists the filters used.

**Table 1.** ISOCAM filters used for ISOGAL: reference wavelengths and bandwidths, zero point magnitudes and flux densities, and total observed area.

Filter	$\lambda_{\text{ref}}$ [ $\mu\text{m}$ ]	$\Delta\lambda$ [ $\mu\text{m}$ ]	ZP <sup>a</sup> [mag]	$F_{\text{mag}=0}$ [Jy]	Area [deg <sup>2</sup> ]
LW2	6.7	3.5	12.39	90.36	9.17
LW5	6.8	0.5	12.28	81.66	0.64
LW6	7.7	1.5	12.02	64.27	2.97
LW3	14.3	6.0	10.74	19.77	9.92
LW9	14.9	2.0	10.62	17.70	3.53

<sup>a</sup> The magnitude of a source with a flux density  $F_\nu$  expressed in mJy is given by  $\text{mag} = ZP - 2.5 \times \log(F_\nu)$

Most observations were performed with the broad filters LW2 and LW3, with a field selection avoiding bright IRAS sources susceptible to detector array saturation. However, a few regions with stronger sources (around the Galactic Centre and in a few star forming regions) were observed with the narrow filters LW5 or LW6, and LW9, and with smaller pixel field of view (3").

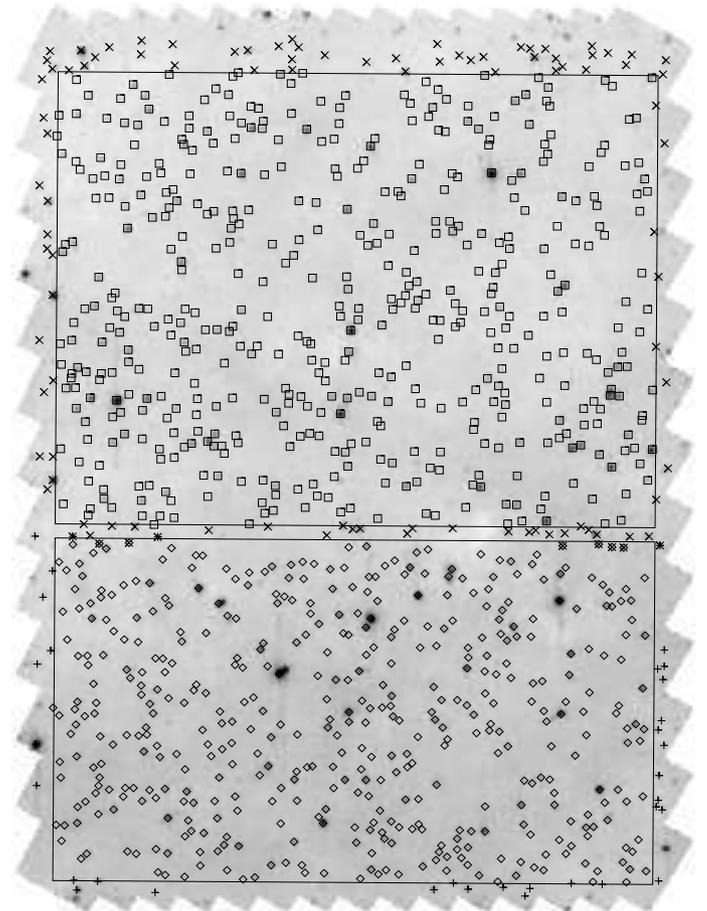
For standard ISOGAL observations (broad filters LW2 and LW3), we estimated that, to avoid saturation of the detector, no IRAS source with  $F_{12\mu\text{m}} \geq 6$  Jy should be observed. This limit was further relaxed up to  $F_{12\mu\text{m}} < 20$  Jy with narrow filters; however, even with such a high limit value, it implied that a few regions, including the Galactic Centre itself, could not be observed. A quick inspection of the images showed that only very few observed pixels among all ISOGAL observations were slightly above the limit of the linear domain of the detector. The profiles of the associated point sources do not deviate much from the average point spread function (PSF, see Sect. 3.2.1), so that no source suffers strongly from saturation in the published point source catalogue.

The observations were performed as rasters. The basic ISOCAM observation is a  $32 \times 32$  pixel image of 0.28 sec integration time. Due to limitations in the downlink data rate, these basic images were coadded in groups of four and downlinked, making the unit frame one of 1.12 sec integration time. At each raster position 19 such frames were obtained, resulting in an integration time of  $\sim 21$  sec per raster position. The rasters were oriented along galactic latitude and longitude, which differed from the direction of the sides of the detector array, resulting in "saw-tooth" edges of the final mosaics. With 6" pixels, the raster steps were typically 90" in one direction and 150" in the perpendicular one (and a factor of two smaller with 3" pixels), in order to observe each sky position about twice. However, because of the non-alignment of the raster and detector axes, each sky position was not as regularly observed. The actual number of observations per sky point varied from four to exceptionally zero (for the dead ISOCAM column close to a raster edge), with an average of  $\sim 1.5$ .

The total area covered by the ISOGAL survey is  $\sim 15.6$  square degrees, of which 10.7 were observed at both 7 and 15  $\mu\text{m}$ , 2.1 were observed at 7  $\mu\text{m}$  only, and 2.8 were observed at 15  $\mu\text{m}$  only. This survey is the result of three successive proposals developed over the lifetime of the ISO satellite. As a consequence, most fields were observed at 7 and 15  $\mu\text{m}$  at different dates, and some fields were observed at one wavelength only, in particular because the planned targets were not observable at the very end of the mission.

A total of 696 observations compose the ISOGAL survey. Of all these observations, 29 could not be used because of instrument failures or other problems during the data reduction. Another 18 observations are single ISOCAM frames (32x32 pixels) observed in the spectroscopic *Circular Variable Filter* (CVF) mode; they are treated in a different way (Blommaert et al., in preparation). A further 186 images are "dummy" observations,

containing only one  $32 \times 32$  pixel image - acquired after repositioning of the telescope to allow for reconfiguring the camera from the CAM parallel mode to that of the observation - and have not been used for the catalogue. As a result, only 463 raster-observations are considered as relevant for the imaging survey.



**Fig. 1.** Example of one ISOGAL observation which has been used for one FA and one FC fields. The formal limits of both fields are shown with rectangular frames: FC field (upper frame) and FA field (lower frame). The different symbols correspond to the different catalogues of sources (see Sect. 5): squares (FC, regular), crosses (FC, edge), diamonds (FA, regular) and plus signs (FA, edge).

To avoid redundancy in the published catalogue (due e.g. to various observations of a test field with several filters, but also to small overlapping areas between two observations in many cases), we decided to use, for the present version of the PSC, only one observation at 7  $\mu\text{m}$  and one at 15  $\mu\text{m}$  for a given position<sup>1</sup>. Thus, we had to choose the best observation in the case of overlapping images at the same wavelength. The selection criteria were: first, if the different observations are obviously of different quality, the best quality one was selected. Then, if the

<sup>1</sup> However, in very few cases due to edge effects, two ISOGAL sources have exactly the same final coordinates because they are associated with the same DENIS source (see also Sect. 5)

**Table 2.** Format of ISOGAL Observations Table (version 1) - 384 entries (see examples in Table 3)

Col.	Name	Format	Units [range]	Description
1	ION	a8		ISO Observation number
2	name	a13		ISOGAL observation name
3	date	a6	YYMMDD	date of observation
4	j_day	i4		Julian day of observation - 2450000
5	qual	i1	[1,2]	quality of image <sup>a</sup>
6	l_off	f5.1	arcsec	applied offset in Galactic longitude <sup>b</sup>
7	b_off	f5.1	arcsec	applied offset in Galactic latitude
8	G_lon	f8.4	deg [-180+180]	Galactic longitude of raster centre
9	G_lat	f8.4	deg [-90+90]	Galactic latitude of raster centre
10	dl	f6.4	deg	half width of raster in longitude
11	db	f6.4	deg	half width of raster in latitude
12	RA	f8.4	deg	RA (J2000) of raster centre
13	DEC	f8.4	deg	Dec (J2000) of raster centre
14	filt	i1	[2,3,5,6,9]	LW filter number
15	pfov	i1	arcsec [3,6]	pixel field of view
16	mag_lim	f5.2	mag	ISO magnitude cutoff <sup>c</sup>
17	nb_sour	i4		number of extracted sources brighter than mag_lim
18	rot	i1	[0,1]	applied transformation (270° rotation) to the raster <sup>d</sup>
19	x_inv	i1	[0,1]	applied transformation (x-inversion) to the raster
20	y_inv	i1	[0,1]	applied transformation (y-inversion) to the raster
21	m	i2		number of raster steps in x in final raster
22	n	i2		number of raster steps in y in final raster
23	dm	i3	arcsec	size of step between x (final) raster positions
24	dn	i3	arcsec	size of step between y (final) raster positions
25	angle	f6.2	deg	angle from the upward axis to the north in the final raster
26	NX	i3	pixel	number of pixels in x of final raster
27	NY	i3	pixel	number of pixels in y of final raster

<sup>a</sup> Image quality: 1 is standard quality, 2 is medium quality (in most cases, the problem is that the first individual image of the raster appears brighter than the other ones). Images of bad quality have not been used to build the catalogue.

<sup>b</sup> The astrometry of the published raster images has been corrected to match the DENIS astrometry if any (see Sect. 7). The offset values given in this table have been added to the initial raster coordinates.

<sup>c</sup> The ISO magnitude cutoff has been computed for each observation to correspond at least approximately to a 50% completeness level (see Sect. 3.4).

<sup>d</sup> Cols. 18, 19 and 20: all the published images are oriented with  $l$  along decreasing  $x$  and  $b$  along increasing  $y$ . In each column, a 1 means that the corresponding transformation has been applied to the initial (OLP7 processed) raster, and a 0 means that this transformation was not needed.

observations were made with different filters, we chose to keep the one with a broad filter (if it exists) because the number of detected sources is larger. In the very few cases where the filter is the same but the pixel size is different, we selected the large (6") pixel observations in order to have more homogeneous data. If the quality and the observational setup were approximately the same in different observations, we then selected the most recent one (the one with higher ISO observation number), because on average the data quality was better certified. Finally, 384 raster images have been used to build the PSC.

All the raster images used are published with the PSC (and available through the CDS and IAP web sites<sup>2</sup>), and the electronic version of the Catalogue of ISOGAL Observations of the PSC contains 384 entries, each en-

try having the format described in Table 2. Two examples are shown in Table 3, for the 7 and 15  $\mu\text{m}$  observations composing a test field of 0.027 deg<sup>2</sup> centred at  $(l, b) = (0.0, 1.0)$ , hereafter called the "C32" field.

## 2.2. Definition and list of "Catalogue Fields"

We define an ISOGAL "field" as a rectangular area of the sky whose edges are aligned with the galactic axes, and which has been completely observed with ISOCAM. There are three kinds of fields, depending on the available observations: the "FA" fields were observed only at 7  $\mu\text{m}$ , the "FB" fields were observed only at 15  $\mu\text{m}$ , and the "FC" fields were observed at both 7  $\mu\text{m}$  and 15  $\mu\text{m}$ .

To build the present version of the PSC, we have defined a total of 43 FA fields, 57 FB fields and 163 FC fields. In some cases, a fraction of an ISOGAL observation was

<sup>2</sup> [http://www-isogal.iap.fr/Fields/index\\_tdt.html](http://www-isogal.iap.fr/Fields/index_tdt.html)

**Table 3.** Two examples of entry in the ISOGAL Observations Table (see Table 2 for explanation), from the “C32” field at  $(l, b) = (0.0, 1.0)$ 

Col.	Name	Example 1	Example 2	Col.	Name	Example 1	Example 2
1	ION	83600418	83600523	14	filt	2	3
2	name	2P00P10B	3P00P10B	15	pfov	6	6
3	date	980228	980228	16	mag_lim	8.89	8.00
4	j_day	873	873	17	nb_sour	331	220
5	qual	1	1	18	rot	1	1
6	l_off	-4.8	-6.3	19	x_inv	0	0
7	b_off	-5.6	-3.1	20	y_inv	0	0
8	G_lon	0.0001	-0.0003	21	m	7	7
9	G_lat	0.9988	0.9995	22	n	4	4
10	dl	0.1633	0.1633	23	dm	150	150
11	db	0.0758	0.0758	24	dn	90	90
12	RA	265.4353	265.4343	25	angle	58.95	58.97
13	DEC	-28.4136	-28.4136	26	NX	196	196
				27	NY	91	91

**Table 4.** Format of ISOGAL “Fields” Table (version 1) - 263 entries (see example in Table 5)

Col.	Name	Format	Units [range]	Description
1	Name	a14		ISOGAL field identifier
2	ION7	a8		ION for 7 $\mu\text{m}$ data (see Table 2)
3	ION15	a8		ION for 15 $\mu\text{m}$ data
4	filt7	i1	[2,5,6]	7 $\mu\text{m}$ filter
5	filt15	i1	[3,9]	15 $\mu\text{m}$ filter
6	pfov	i1	arcsec [3,6]	pixel field of view
7	G_lon	f8.4	deg [-180+180]	Galactic longitude of field centre
8	G_lat	f8.4	deg [-90+90]	Galactic latitude of field centre
9	dl	f6.4	deg	half width of field in longitude <sup>a</sup>
10	db	f6.4	deg	half width of field in latitude <sup>a</sup>
11	area	f6.4	deg <sup>2</sup>	area of field
12	dens7	i5	deg <sup>-2</sup>	density of 7 $\mu\text{m}$ sources
13	dens15	i5	deg <sup>-2</sup>	density of 15 $\mu\text{m}$ sources
14	RMS_II	f4.2	arcsec	RMS separation of 7-15 $\mu\text{m}$ associated sources
15	RMS_ID	f4.2	arcsec	RMS separation of ISO-DENIS associated sources
16	K_max1	f4.1	mag	DENIS $K_s$ magnitude cutoff 1 <sup>b</sup>
17	K_max2	f4.1	mag	DENIS $K_s$ magnitude cutoff 2 <sup>c</sup>
18	dens_K2	i5	deg <sup>-2</sup>	density of DENIS $K_s$ sources used <sup>d</sup>

<sup>a</sup>  $dl$  and  $db$  apply to the limits inside the edges of the images within which sources are accepted.<sup>b</sup> maximum DENIS  $K_s$  magnitude limiting the density of  $K_s$  DENIS sources to  $\sim 18\,000$  sources per square degree if the ISO images have 6" pixels (or to  $\sim 72\,000$  sources per square degree for the 3" ISO observations).  $K\_max1$  is used to discuss the quality of ISOGAL-DENIS associations (see Sect. 4.4.5).<sup>c</sup> maximum DENIS  $K_s$  magnitude accepted in order to avoid spurious cross-identifications. The density of  $K_s$  DENIS sources is limited to  $\sim 36\,000$  sources per square degree for 6" ISO observations (and again to  $\sim 72\,000$  sources per square degree for 3" ISO observations).<sup>d</sup> density of DENIS  $K_s$ -band sources brighter than the cutoff magnitude  $K\_max2$ .

used for an FA (or FB) field, and another fraction was used for an FC field (see e.g. Fig. 1), so that only 384 different observations were required for these 263 fields. These peculiar configurations can result in the presence of a few redundant sources: because of edge effects, two sources at the same position may appear in two different catalogues; nine such cases can be seen on Fig. 1 (see also Sect. 5.1).

The complete catalogue of the 263 ISOGAL fields is available electronically<sup>3</sup> and contains 18 columns, as described in Table 4, and an example is given in Table 5.

<sup>3</sup> <http://www-isogal.iap.fr/Fields/> and from the Vizier service at CDS: <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

**Table 5.** Example of entry in the ISOGAL Fields Table (Table 4) (“C32” field at  $(l, b) = (0.0, 1.0)$ )

Col.	Name	C32 field
1	Name	FC+00000+00100
2	ION7	83600418
3	ION15	83600523
4	filt7	2
5	filt15	3
6	pfov	6
7	G_lon	-0.0011
8	G_lat	0.9990
9	dl	0.1441
10	db	0.0471
11	area	0.0271
12	dens7	9225
13	dens15	6125
14	RMS_II	2.24
15	RMS_ID	1.70
16	K_max1	9.6
17	K_max2	10.6
18	dens_K2	35979

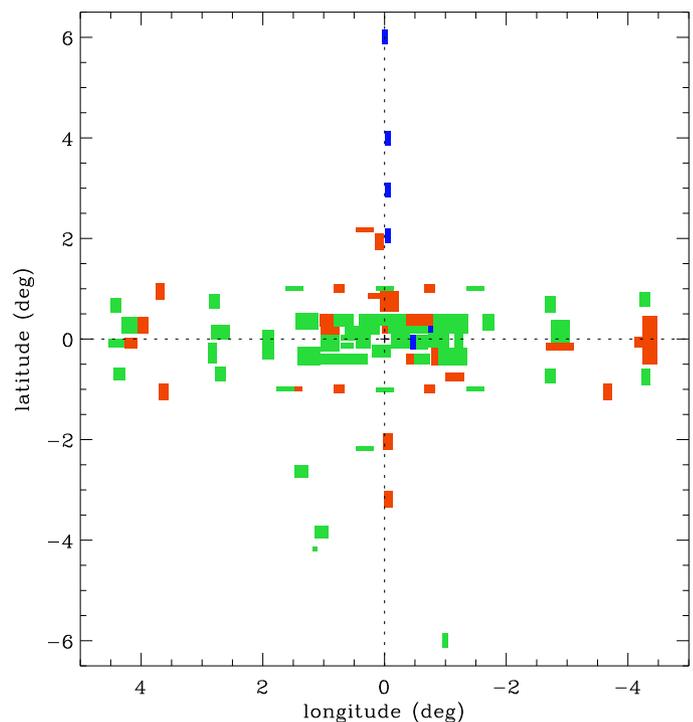
The field names are generated using 14 characters, and the first two indicate the type of the field (FA, FB or FC). The 12 last characters of the field names are the galactic coordinates in decimal degrees of the centre of the field. The complete list of fields is given in the appendix, with only the first ten columns (name, ISO observations numbers, filters and pixel size, coordinates and size). Graphical views of the observed fields are given in Fig. E-2 and Fig. 3.

### 3. ISOGAL data processing and quality

#### 3.1. ISOCAM image processing

Data reduction was performed with the CAM Interactive Analysis (CIA, Ott et al. 1997) package version 3.0 on data products produced with version 7.0 of the ISO Off-Line Processing (OLP) pipeline (Blommaert et al. 2001). Starting with the SPD (science processed data) files we proceeded with the following steps: first, the dark correction is applied using the default method of model dark as described in Biviano et al. (1998). The data cube is then deglitched (removal of cosmic ray hits) using the “multi-resolution median” method. The transient behaviour of the detector is stabilised next using the IAS model transient correction (Abergel et al. 1998), also called the ‘inversion’ method for transient correction.

The difficulty in reducing ISOCAM data stems from the slow response of the detectors to changes in input flux and, specifically, from the fact that, for the ISOGAL survey, the measurement was too short to allow the signal to reach a stabilised value. This produced two side-effects: when a source appears on a pixel, the measured signal is lower than the true signal, and when a source is removed from a pixel, a latent image (or remnant) of the source

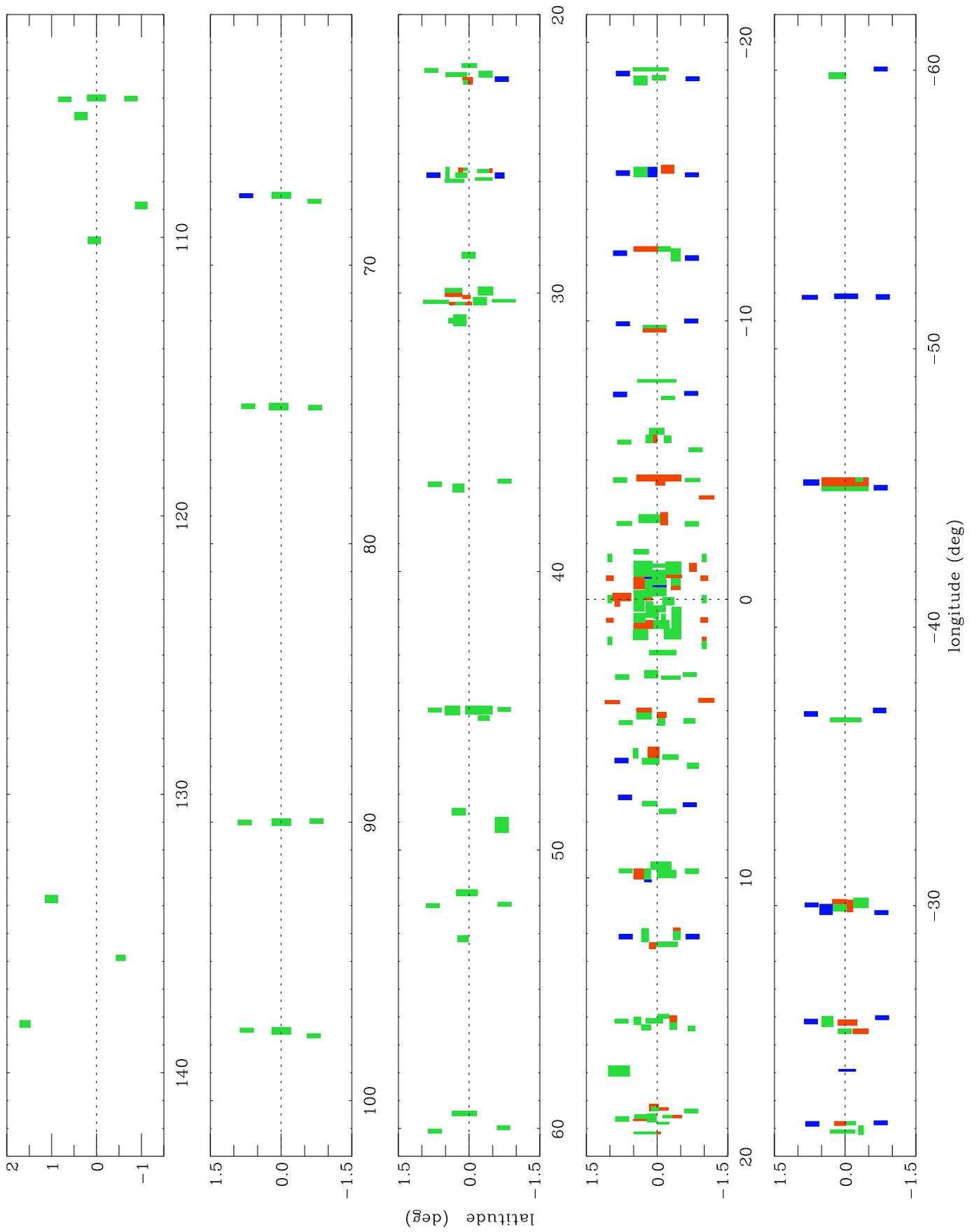


**Fig. E-2.** Galactic map of the ISOGAL “bulge” fields. The green boxes show the fields which have been observed at both 7 and 15  $\mu\text{m}$  (FC fields), while the blue boxes stand for 7  $\mu\text{m}$  only observations (FA), and the red ones for 15  $\mu\text{m}$  only observations (FB). The cross shows the position of the Galactic Centre.

remains (Coulais & Abergel 2000). Indeed, the detector response to a strong downward step in flux can last more than one minute, which is long in comparison with the typical integration time per position ( $\sim 21$  sec) and with the time needed to move from one position to the next one in a raster (typically 10 sec).

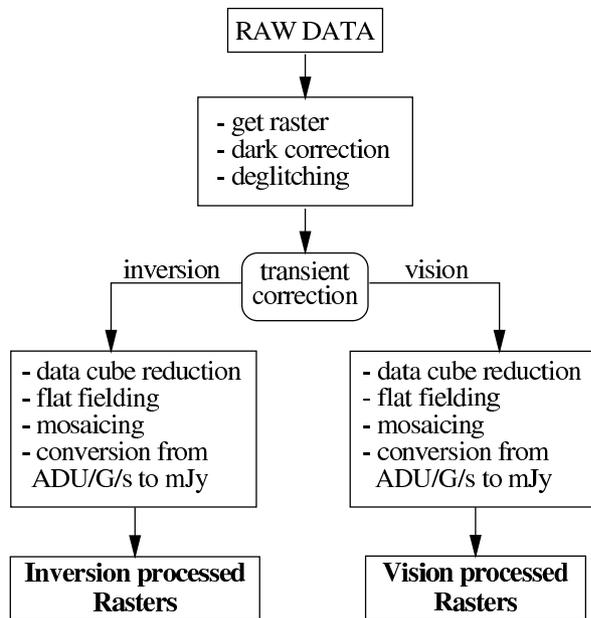
Therefore, on a copy of the deglitched data we also run the ‘vision’ method (Starck 1998; Starck et al. 1998) of treating the memory remnant effect of the ISOCAM detector pixels. This method does not correct for the transients but eliminates most of the spurious sources that are present in the data due to the pixel memory. We thus have at this stage onwards two sets of data - one treated with ‘vision’, where remnants have been removed, and one with ‘inversion’, which performs a correction for the missing signal, thus giving a better estimate of the source signal (but this correction is not perfect, see Sect. 3.3.1), but which still contains the remnants.

Next, the different detector readouts at the same satellite pointing are averaged, and the average image of each pointing is flat fielded using a flat field generated from the data themselves, by taking a median image over all individual frames in the raster. Tests made on the C32 test field (LW2 filter, 3” and 6” pixels observations with ‘inversion’ transient correction) with flats generated from the data and from the flat field library do not show any



**Fig. 3.** Galactic map of the ISOGAL disk fields. Same symbols as in Fig. E-2.

significant difference over the usual photometric noise. After flat fielding, the individual images are corrected for field of view distortions using Aussel’s (1998) distortion matrices and then mosaiced. The two rasters (treated with ‘vision’ and ‘inversion’) are then converted to physical units (mJy), using the standard conversion factors (Blommaert 1998). This ISOCAM data reduction process is summarised in Fig. E-4.



**Fig. E-4.** Summary of the ISOCAM image processing before source extraction. The processing was done on products produced by OLP7 and using calibration files of that version.

### 3.2. Point source extraction

A dedicated PSF fitting procedure worked out by C. Alard has been used to extract point sources from all ‘inversion’ and ‘vision’ processed images. First, a search for local maxima is performed on the complete image, resulting in a list of pixel positions of point source candidates. Then, an analytical expression of the PSF is fitted at each position to compute the flux density of the point sources, and to discard the local maxima whose shapes do not correspond to the instrumental response to a point source.

#### 3.2.1. Determination of the PSF

The measurement of the flux density is performed with a PSF fitting algorithm. For each observational setup (combination of one filter and one pixel size), a reference PSF has first been extracted from a subsample of good quality raster images. Typically five to ten images without obvious defects and with moderate source density and no bright extended object have been selected for each setup. Then, a large number (between 10 and 50 for each setup) of bright sources were selected, and a PSF was determined

for each source. This PSF is defined by the following analytical expression:

$$F(r) = C_1 \times e^{-3Wr^2} + C_2 \times e^{-Wr^2} + C_3 \times e^{-Wr^2/3} \quad (1)$$

where  $C_1$ ,  $C_2$ ,  $C_3$  and  $W$  result from the resolution of a linear system, using a  $5 \times 5$  pixel sample of the image. Finally, all the resulting PSF profiles were plotted, and the ones which clearly deviate from the mean distribution were discarded. Then, the coefficients of the reference PSF were defined by the normalised median values of the coefficients found for the remaining sources. The normalisation is done so that:

$$\int_0^{2\pi} \int_0^{+\infty} F(r) r dr d\theta = 1$$

which is equivalent to:

$$\frac{C_1 \pi}{3W} + \frac{C_2 \pi}{W} + \frac{3C_3 \pi}{W} = 1$$

The profiles of the reference PSFs that we derived by this method for the different observational setups are plotted in Fig. E-5, and the corresponding coefficients  $C_1$ ,  $C_2$ ,  $C_3$  and  $W$  are given in Table 6.

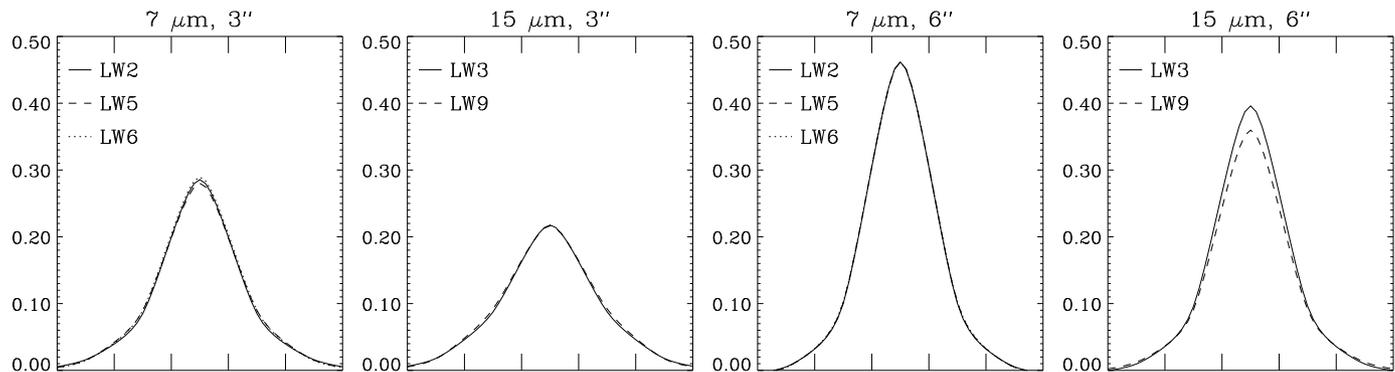
**Table 6.** Coefficients of the analytical expression of the PSF for the different observational setups (see Eq. (1)).

Filt.	Pixel	$W$	$C_1$	$C_2$	$C_3$
LW2	3''	0.757	0.160	0.094	0.031
LW5	3''	0.759	0.136	0.118	0.026
LW6	3''	0.694	0.162	0.107	0.020
LW3	3''	0.648	0.087	0.108	0.023
LW9	3''	0.675	0.065	0.131	0.021
LW2	6''	1.307	0.130	0.311	0.021
LW5	6''	1.231	0.145	0.312	0.013
LW6	6''	1.409	0.078	0.370	0.019
LW3	6''	1.147	0.149	0.213	0.034
LW9	6''	0.969	0.191	0.163	0.036

#### 3.2.2. Detection of the point source candidates

The source detection procedure first computes an oversampled image using pixels a factor of two smaller than in the initial image. This image is used only for the detection step of the source extraction. The oversampling is performed by a convolution of the initial pixels with an analytical expression of a theoretical PSF. As a result, the sources can be localised on a thinner grid.

Then the procedure looks for local maxima in the oversampled image. This step is controlled by a *mesh* parameter, which can take values of 1 or 2, and defines the size of the grid on which local maxima are looked for. A pixel position  $(x, y)$  in the oversampled image is considered as a source candidate if its flux density is the maximum value in the range  $([x - mesh, x + mesh], [y - mesh, y + mesh])$ ,



**Fig. E-5.** Profiles of all used reference PSFs. The graduations on the abscissa axis correspond to pixels. The different line styles correspond to the different filters, as shown in the upper left corner of each panel.

i.e. in a  $3 \times 3$  oversampled pixels sample for  $mesh = 1$  and  $5 \times 5$  pixels for  $mesh = 2$ . Therefore, with  $mesh = 1$ , all local maxima are detected, even those corresponding to bright spots in the background rather than to point sources. They are nevertheless eliminated during the next step of the extraction procedure if their profile clearly deviates from the PSF (namely when the ratio of the flux density to the RMS uncertainty is less than 3, see next paragraph). On the other hand, with  $mesh = 2$ ,  $5 \times 5$  oversampled pixel meshes are used to find local maxima, resulting in a smoothing of the irregularities in the background, without any significant loss in the detection of relatively bright ( $F_\nu \gtrsim 100$  mJy) point sources, but with a more confusion limited extraction of the faintest sources.

The extraction procedure which has been used to build the ISOGAL PSC performed a complete extraction with each value of  $mesh$ . For each observation, the two resulting catalogues have been cross associated to check the quality and the reality of the detected sources (see Sect. 3.2.4). Obviously the extraction performed with  $mesh = 1$  is the most efficient to correctly extract blended sources; on the other hand, a non negligible fraction of the sources extracted only with  $mesh = 1$  (with no association in the extraction performed with  $mesh = 2$ ) seem to be spurious (see the discussion in Sect. 3.5.3).

### 3.2.3. PSF photometry

The list of positions of the detected sources is passed to another procedure whose purpose is to measure the flux density of the sources on the original image, and to estimate the correlation with the PSF. A least square fit between the reference profile and a  $5 \times 5$  (not oversampled) pixel mesh is computed at each position, starting with the brightest source. The background is estimated from the median value of the pixels in an annulus of inner and outer radii equal to 3 and 5 pixels, respectively. The results of this operation are the flux density of the source and the uncertainty on its measurement, computed as the RMS of the residual between the scaled PSF profile and the actual source profile. This flux density uncertainty is later converted to a magnitude uncertainty, hereafter called  $\sigma$ .

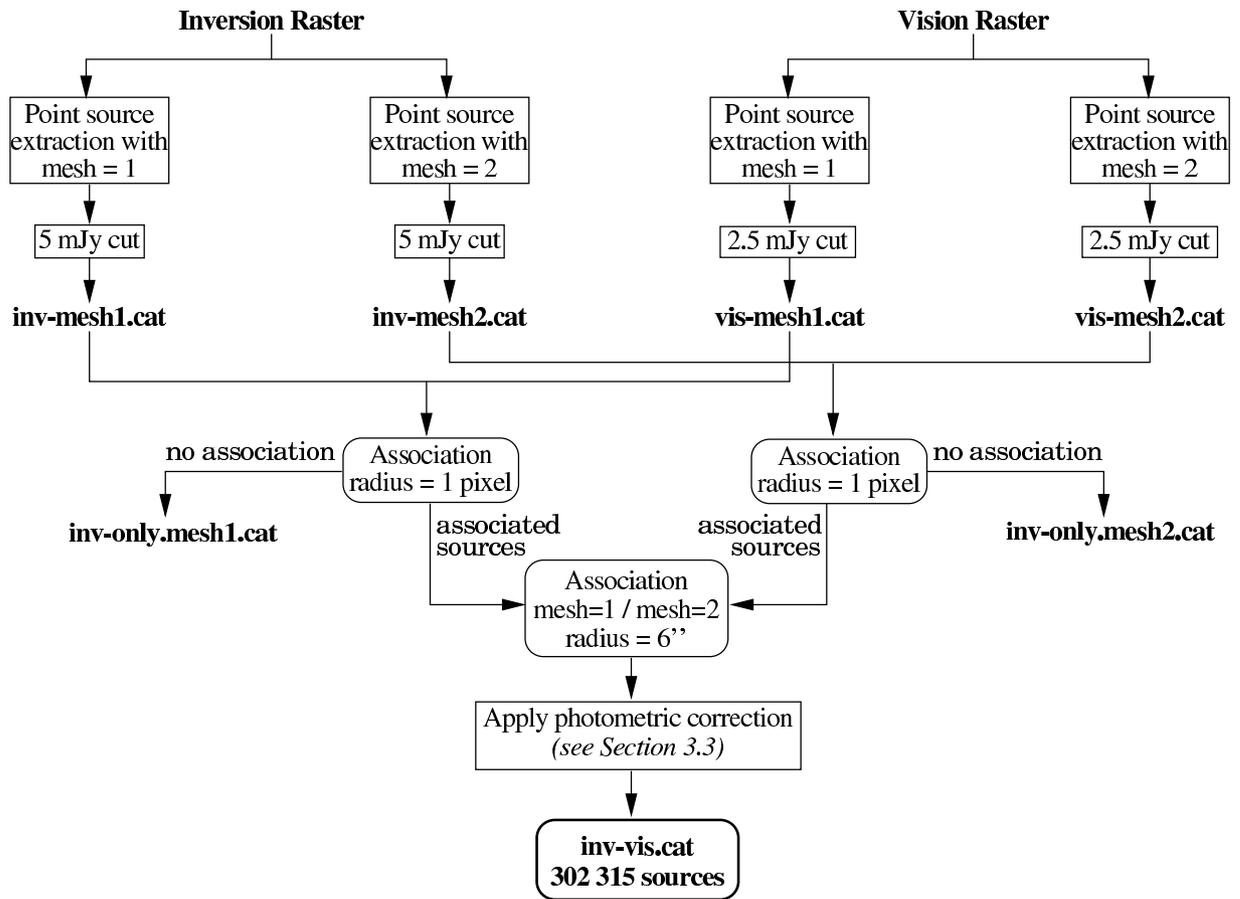
The reality of each point source is estimated by the ratio of the fitted flux density to the RMS uncertainty of the fit, and only sources with this ratio greater than 3 are considered valid and stored in the resulting catalogue. Then, the profile of the source is subtracted from the image, and the procedure runs iteratively going to fainter and fainter sources. This method is powerful even in crowded fields, where it is able to estimate correctly the flux densities of blended sources.

### 3.2.4. Source quality checks

Four catalogues have been built for each observation, combining the two possible values of  $mesh$  (1 or 2) and the ‘inversion’ and ‘vision’ processed rasters. Considering the high background level in the Galactic Disk, we decided to anyhow limit the published catalogue to a flux density of 5 mJy ( $[7] \approx 10.5$  and  $[15] \approx 9.0$ ) to reduce the number of spurious sources (another limit was eventually later applied depending on the field, see Sect. 3.4.5). The catalogues extracted from the ‘inversion’ rasters were limited to 5 mJy at this processing stage, while this cut was relaxed to 2.5 mJy for the ‘vision’ catalogues, because the latter tend to underestimate fluxes of real sources, making a source appear fainter than in the ‘inversion’ raster.

Then, the sources found in ‘inversion’ processed images that were associated with a ‘vision’ source within a search radius of one observed pixel were considered valid, while those found only in the ‘inversion’ images were considered spurious (these can be remnants of bright sources, or other non real point-like sources). The distance between the ‘inversion’ and the ‘vision’ sources gives a good estimate of the quality of the sources: it is generally smaller than  $1''$  for real sources, while a separation larger than  $3''$  may be due to artifacts (see also Sect. 3.2.8). The final data (position and photometry) in the catalogue come only from the ‘inversion’ processed rasters, with elimination of the remnant sources using the ‘vision’ results.

The majority (70%) of the extracted sources could be associated between the  $mesh = 1$  and the  $mesh = 2$  catalogues (with a  $6''$  association radius for all observations), while the remaining 30% are only found with  $mesh = 1$ .



**Fig. E-6.** Summary of the first steps of the point source extraction.

This sequence of extraction and association processes is illustrated in Fig. E-6. Since less than 1% of the extracted sources were detected with  $mesh = 2$  with no counterpart in the  $mesh = 1$  catalogue, while almost 30% of the extracted sources were only detected with  $mesh = 1$ , the published data (position and photometry) come from the  $mesh = 1$  results for the sources which were detected with both values, in order to get a homogeneous set of data. Further quality selection criteria are applied later in the processing (see Sect. 3.2.8), so that only  $\approx 10\%$  of the sources in the published catalogue have been detected with  $mesh = 1$  only.

The sources detected only with  $mesh = 1$  can be point sources in very crowded regions, where blending effects can occur, so that the most precise analysis is required to properly extract the sources; but they may also be small spots within a background emission pattern rather than true point-like sources. A special MESH flag is included in the catalogue to indicate for which value(s) of  $mesh$  a source has been extracted, and the global QUALITY flag is decreased for sources without association between the  $mesh = 1$  and the  $mesh = 2$  results (see next Section).

### 3.2.5. Source extraction quality flags

This complex source extraction procedure resulted in a large number of point sources ( $\sim 3 \times 10^5$ ). The quality of the derived photometry as well as the reliability of the extracted sources can be affected by several factors, and different quality flags have been computed to warn the user when effects degrading the photometric quality are present, and to finally estimate the global quality of the point sources.

#### The MESH flag

As already explained in Sect. 3.2.4, the source extraction procedure combined the results of the extractions performed with  $mesh = 1$  and with  $mesh = 2$ . The MESH flag is set to 1 (resp. 2) for sources which have been detected only with  $mesh = 1$  (resp. 2), and to 3 for the sources which could be associated between the two extractions, thus making their reality more trustful.

#### The NPIX flag

The number of independent measurements of the signal at the position of a source, which takes into account the number of coadded individual exposures, but also the fact

that some exposures might be discarded due to glitches or to the ISOCAM dead column, directly affects the photometric quality. The NPIX flag is the integer part of one tenth of the weighted number of measurements usable at the central position of the source, as given in the third plane of the OLP7 processed FITS files. As each raster position has been observed on average  $19 \times 1.5$  (see Sect. 2.1) times, typical “good quality” values of this flag are in the range 2 to 4. Note that this flag is rather an indication of the number of good exposures than a number of pixels involved, but we decided to keep the NPIX name, as it appears in the header of the OLP7 processed files.

### The EDGE flag

The position of a source with respect to the edges of the raster also affects the derived photometric quality, because the extraction procedure needs a large enough observed area to properly compute the flux density of the source and the background to be subtracted. The EDGE flag is set to 1 when the centre of the source is at a distance between two and five pixels from the edge of the observed raster (taking into account the saw-tooth borders), and to 0 when the distance is greater than five pixels. Sources at less than two pixels from one edge were removed from the catalogue, since their flux density cannot be properly estimated.

### The global quality flag Q

By combining the previous quality flags, a global quality estimator was computed according to:

$$q = 10 \times (0.5 - \sigma) - EDGE - M - G + NPIX/10$$

where

- $\sigma$  is the uncertainty on the flux density as derived by the PSF photometry (Sect. 3.2.3), expressed in magnitude,
- $M = 0$  if the MESH flag is equal to 3,  $M = 1$  if MESH is 1 or 2 and the pixel size is  $6''$ , and  $M = 2$  if MESH is 1 or 2 and the pixel size is  $3''$ ,
- $G = 0$  if the distance between the ‘inversion’ and the ‘vision’ positions is  $\leq 0.5$  pixel,  $G = 1$  if this distance is 0.5–1 pixel. Sources with this distance larger than one pixel have been discarded.

Then, according to the distribution of  $q$ , the best quality sources have  $q \geq 4$  and sources with  $q \leq 0$  were not included in the PSC. The remaining range in  $q$  has then been divided in three ranges to compute the final quality flag Q, assigning a better quality to well confirmed sources (with MESH = 3), according to:

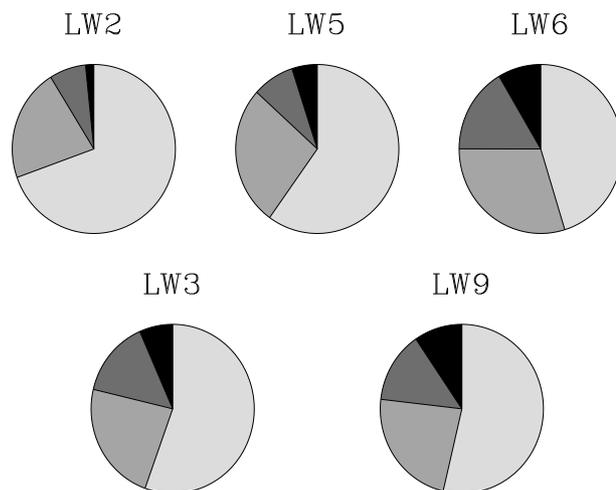
1. for sources with MESH = 1 or 2:
  - Q = 1 if  $0 < q \leq 8/3$
  - Q = 2 if  $8/3 < q < 4$
  - Q = 3 if  $q \geq 4$

2. for sources with MESH = 3:
  - Q = 2 if  $0 < q \leq 8/3$
  - Q = 3 if  $8/3 < q < 4$
  - Q = 4 if  $q \geq 4$

Finally, a particular treatment was adopted for the  $6''$  pixel observations with the narrow filters LW5, LW6 and LW9. Indeed, the errors in the measured magnitudes for the faintest sources and the completeness factors in these peculiar fields, as derived from artificial source simulations (see Sect. 3.4 and the results in Sect. 3.4.5), are inferior to the “normal” LW2 and LW3 observations. We therefore decided to reduce by one unity the quality flags of the faintest sources, namely those sources with a measured magnitude between the magnitude used to cut the catalogue (Sect. 3.4.6) and 0.5 mag brighter than this (this range was extended down to 1 mag brighter than the limiting magnitude for the very peculiar field FC+01694+00081). When this operation resulted in a quality flag Q = 0, the flag Q was finally set to 1, which already indicates very poor quality.

### 3.2.6. Distribution of the quality flag Q

The distribution of the final quality flag Q for all the sources in the catalogue is shown for the different filters in Fig. 7. As can be seen, more than one half of the sources have a very good photometric quality (Q = 4). A value of 3 for this flag can also be considered as reasonably good quality. Finally, only  $\sim 15\%$  of the sources in the catalogue have a moderate photometric quality (Q  $\leq 2$ ). They should be used with much caution since their reliability is not warranted.



**Fig. 7.** Distribution of the quality flag Q for the different filters. The gray scale corresponds to the different values of this flag, from 4 (lightest grey) to 1 (darkest grey).

Additional estimates of the reliability of the sources are provided by the analysis of repeated or overlapping

observations (see Sect. 3.5.1), but also by the combination of several wavelengths, including DENIS ones: a source with a moderate quality flag at, for example,  $7\ \mu\text{m}$ , but with a good quality association at  $15\ \mu\text{m}$  (see Sect. 3.6) finally has a very large probability to be a real source.

### 3.2.7. Extended sources

The first version of the ISOGAL PSC only contains point sources, and sources of very small extension. The extraction of extended objects will be performed with a dedicated procedure for the second version of the catalogue.

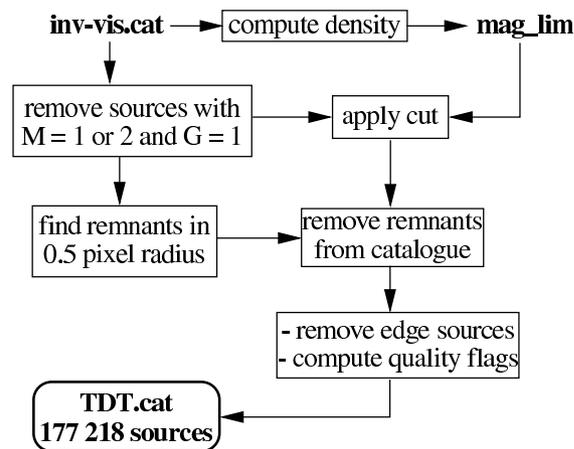
The present version of the PSC contains a small proportion of sources of small extension, with typical sizes around  $10\text{--}20''$  (FWHM). These slightly-extended sources are characterised by relatively high values of the photometric uncertainty, with typical  $\sigma \approx 0.15\ \text{mag}$  for bright ( $F_\nu \approx 1\ \text{Jy}$ ) sources, while bright point sources generally have  $\sigma < 0.05\ \text{mag}$ . Aperture photometry performed on a small sample of such bright slightly extended sources has shown that their magnitudes can be underestimated by about  $1\ \text{mag}$  (Schuller 2002). It is planned to perform accurate photometry and to include a relevant extension flag in the second version of the PSC.

### 3.2.8. Spurious sources

Three kinds of extracted sources are considered as spurious: (1) the ‘inversion-only’ sources, i.e. those found in ‘inversion’ rasters with no counterpart in the ‘vision’ rasters (see Sect. 3.2.4), (2) the sources with an inversion-vision association with a large separation ( $\geq 0.5\ \text{pixel}$ , flag  $G = 1$ ) and with a poor extraction confirmation (flag  $MESH < 3$ ), and (3) the other possible remnants of bright sources. Indeed, the ‘vision’ method (see Sect. 3.1) does not remove all remnant sources, and remaining remnants of bright ( $\geq 100\ \text{mJy}$ ) sources were identified by looking for faint sources within a radius of  $0.5\ \text{pixel}$  around the exact location of the bright source in the detector at the five successive positions in the raster. They have been removed from the catalogue (see Fig. E-8) and their positions and magnitudes are listed in the catalogue of spurious sources (Sect. 6). Unfortunately, true faint sources which are found at the position of a putative remnant are also considered as spurious, and appear in the catalogue of spurious sources but not in the PSC.

## 3.3. Photometric calibration

As described in Sect. 3.2.3, the point source flux densities are obtained by applying a PSF fitting procedure to the final mosaic image of the rasters processed in CIA. This method is the best in crowded fields, which is the case for most ISOGAL observed fields. However, our PSF fitting routine only gives relative photometry which still has to be calibrated in an absolute way. This can be done by comparing the photometry resulting from our



**Fig. E-8.** Summary of the final steps of the source extraction from individual observations (see Sect. 3.2.5 for the definitions of the M and G flags, and Sect. 3.4.5 for the computation of  $\text{mag\_lim}$ ).

extraction procedure with that obtained using the same method as for the ISOCAM flux calibration on standard stars (Blommaert 1998; Blommaert et al. 2000). Another important aspect of the ISOCAM flux calibration is the time necessary to reach a stabilised signal after each flux step (Coulais & Abergel 2000). The general flux calibration of ISOCAM was done by observing bright standard stars for long enough times to allow the signal to stabilise (Blommaert 1998). These two aspects of the flux calibration of the ISOGAL catalogue are discussed in the following subsections.

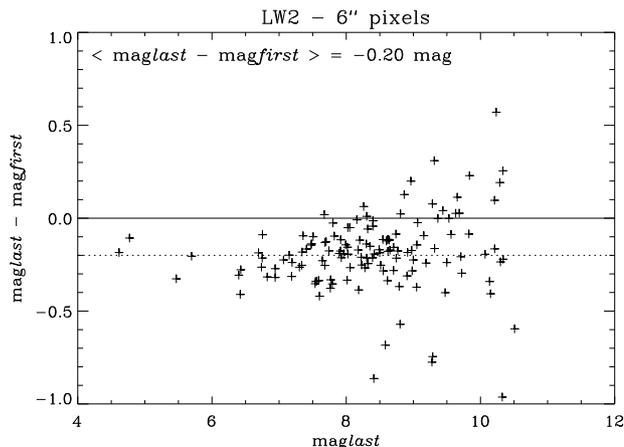
### 3.3.1. Incomplete signal stabilisation

The integration time for the standard ISOGAL observations was  $\sim 19$  frames of  $1.12\ \text{sec}$  at each raster position. This is too short to allow the signal to stabilise if a change in flux is observed. A correction to this transient problem is applied with the ‘inversion’ method (see Sect. 3.1). However, this method only allows proper correction for extended emission and not for point sources (Coulais & Abergel 2000). Tests performed on point sources for the ISOCAM calibration show that this method provides a correction in the right direction, but is still insufficient (Blommaert 1998).

A few ISOGAL fields were observed with  $\sim 56$  frames of  $1.12\ \text{sec}$  per position in order to investigate the effect of the slow detector response. A comparison of a *regular* and a *long* measurement was made by creating two mosaic images (using the standard ISOGAL data reduction techniques with the ‘inversion’ method). In the first case we simulated a ‘normal’ raster by selecting only the first 19 readouts per raster position in the *long* measurement. In the second case, only the last 30 frames (where one expects to get a better stabilisation) were selected.

The differences in photometry between the two cases, obtained for observations with different configurations, are

given in Table 7. On average, the photometry from the “normal” raster is about 0.2 magnitude too high compared to that from the 30 last frames, which is considered to be close to the stabilised value. An example of the measured differences for the LW2 filter with 6” pixels is shown in Fig. E-9. We preferred making a so-called normal raster from the long raster over simply comparing with a regular raster, observed at the same position, as the latter option increases the scatter in the comparison of the photometry. The same average shift, however, was observed.



**Fig. E-9.** Differences in magnitude when considering the first 19 frames ( $\text{mag}_{\text{first}}$ ) or the last 30 frames ( $\text{mag}_{\text{last}}$ ) for each pointing in a *long* integration time raster, observed with LW2 filter and 6” pixels.

### 3.3.2. Correction to infinite aperture

The general flux calibration of ISOCAM was established from measurements on standard stars (Blommaert 1998; Blommaert et al. 2000). The observed signal was measured using aperture photometry, which was corrected for the part of the PSF falling outside the aperture. To convert our PSF-fitting photometry to absolute photometry, a comparison was made with photometry obtained using the same techniques as in the ISOCAM general flux calibration. For each filter and pixel size combination, 10 to 30 stars were selected in different fields, and aperture photometry was obtained on the individual ISOCAM images (before they were combined into a raster) within an aperture of radius three and four pixels for 6” and 3” pixel observations, respectively. The sky level was determined from the surrounding pixels. The aperture photometry was corrected for the PSF outside the aperture, as was done in the case of the general CAM calibration. The aperture magnitudes were found to be lower (brighter) than the PSF magnitudes, revealing a bias in the PSF normalisation. The corrections found for the different setups are listed in Table 7.

**Table 7.** Photometric corrections. This table gives, for each observational setup, the number of isolated stars on which aperture photometry has been performed, the mean value of the difference between aperture and PSF-fitting photometry and the corresponding standard deviation, the mean value of the correction for incomplete signal stabilisation, where the values in parenthesis correspond to *guessed* values when no *long* observation was available for a given setup, and the total needed correction, which is the sum of the two previous ones.

Filter	Pixel	Nb	$\text{mag}_{\text{ap}} - \text{mag}_{\text{PSF}}$	Stabilis.	Total
LW2	3”	11	$-0.20 \pm 0.065$	(-0.20)	-0.40
LW2	6”	30	$-0.23 \pm 0.10$	-0.20	-0.43
LW3	3”	9	$-0.32 \pm 0.05$	(-0.20)	-0.52
LW3	6”	22	$-0.28 \pm 0.10$	-0.21	-0.49
LW5	3”	8	$-0.17 \pm 0.08$	(-0.20)	-0.37
LW5	6”	10	$-0.24 \pm 0.13$	(-0.20)	-0.44
LW6	3”	8	$-0.22 \pm 0.06$	-0.20	-0.42
LW6	6”	17	$-0.27 \pm 0.12$	-0.20	-0.47
LW9	3”	12	$-0.40 \pm 0.07$	-0.14	-0.54
LW9	6”	24	$-0.42 \pm 0.20$	-0.17	-0.59

### 3.3.3. Final correction

As shown in the last column of Table 7, the total correction that has to be applied is between  $-0.37$  and  $-0.59$  mag for the different setups. As the uncertainty on each determined correction is at least 0.1 mag we decided to apply the same constant offset of  $-0.45$  mag to all the sources and for all observational setups. This correction leads to photometry in good agreement with external comparison data, as is explained below.

The first publications based on ISOGAL data made use of a non-corrected photometry. The mid-infrared magnitudes presented there should thus be corrected by a  $-0.45$  mag offset (with a possible  $\pm 0.1$  mag additional discrepancy from field to field). This concerns in particular the results published in Pérault et al. (1996), Testi et al. (1997), Omont et al. (1999), Glass et al. (1999), Schultheis et al. (2000) and Felli et al. (2000). Appropriate errata will be published for these papers.

### 3.3.4. Comparison with template stars

The ultimate check of the calibration must be based on the comparison of the observed with the predicted photometry for stars with known spectra, i.e. standard stars. No established standard star (e.g. from the ISO Ground-Based Preparatory Programme, GBPP, Hammersley et al. 1998) was observed as part of the ISOGAL survey. We therefore searched the Hipparcos Input Catalogue (HIC) for single main-sequence or giant stars which would have well known spectral energy distributions. Three HIC stars were identified which satisfied the above requirement and are sufficiently bright and in a sufficiently clean region of the sky that reliable photometry could be obtained; these stars and their characteristics are listed in Table 8. Appropriate stellar templates for these stars were kindly provided by

**Table 8.** Template stars: predicted and measured magnitudes. The ISO magnitudes already contain the  $-0.45$  mag correction.

Source designation		Spectral type	Spectral		Predicted mag.		Measured mag.		Predicted - measured	
HIC	HD		$V$	$B - V$	[LW2]	[LW3]	[LW2]	[LW3]	[LW2]	[LW3]
HIC84150	HD155259	A0/A1V	5.66	0.04	5.53	5.64	5.55	5.67	-0.02	-0.03
HIC88142	HD164031	K0III	6.70	1.10	4.20	4.24	4.03	4.04	0.17	0.20
HIC89422	HD167246	K1III	7.11	1.21	4.27	4.27	4.30	4.31	-0.03	-0.04

Dr. M. Cohen. These templates consist basically of the spectrum of either a model atmosphere (for early type star) or of the observed spectrum of a star of similar spectral type (for late-type giants) that was reddened to the known  $E(B - V)$  of the target star, and normalised to the known (using published values from the 2nd incremental data release of the 2MASS survey, Skrutskie et al. 1997) near-IR photometry of that star. Finally, these spectra were convolved with the LW2 and LW3 system transmission profiles to derive predicted magnitudes.

The predicted and measured magnitudes are reported in Table 8. The uncertainties in the predicted magnitudes are  $\sim \pm 0.15$  mag, and come from (1) the uncertainty in the 2MASS near-IR photometry, (2) a possible mismatch in the spectral type, and (3) uncertainty in the spectral type of the model or of the reference star. The first of these is probably the main contributor to the uncertainty, as in general the extrapolation from the near to the mid-IR is quite straightforward, especially for the early-type stars, which have nearly Rayleigh-Jeans spectra even in the near-IR.

Comparing the predicted and the corrected PSF magnitudes we obtain:

$$mag_{\text{pred}} - mag_{\text{PSF}} = 0.04 \pm 0.10$$

where the result is the average of all determinations, independent of filter-PFOV combination, and the uncertainty is the variance of the six determinations obtained, though the distribution of these determinations is clearly non-Gaussian.

### 3.3.5. Cross calibration with MSX

A second check on the photometry is provided by the cross calibration with the published catalogue of bright sources detected by the MSX survey of the Galactic Plane (Price et al. 2001). A comparison with the Band D photometry of MSX, which used a filter similar to the ISOCAM 15  $\mu\text{m}$  filters, showed good agreement between the corrected ISO magnitudes and the MSX ones. For 650 stars (424 observed with LW3 and 226 with LW9) we find:

$$mag_{\text{MSX}} - mag_{\text{PSF}} = 0.01 \pm 0.40$$

where the uncertainty is the RMS of the measured differences in magnitude. The large width of the distribution is due to the combination of the ISO and MSX photometry uncertainties, and to the intrinsic variability of many of such bright stars. Note that, strictly speaking, this result is valid for the brightest ISOGAL stars that could also

be measured by MSX (which means roughly  $[15] \lesssim 4.0$ ). Moreover, the computation of the mean difference in magnitudes was limited to an even brighter sample ( $[15] < 3.0$ ) in order to avoid Malmquist bias. This nevertheless shows that our photometric calibration is reasonably good and in agreement with others.

## 3.4. Artificial sources

Artificial star experiments (see Bellazzini et al. 2002 and references therein for a general description) were conducted on the ISOGAL images in order to study the effects of a crowded field on the photometric quality and the completeness of the extracted point source catalogue. A procedure was created for adding artificial stars to the ISOGAL images, for extracting the sources with the same pipeline as the one used to generate the ISOGAL catalogue, and for checking how well the input sources are extracted. The procedure that was applied and the main results of this analysis are summarised below.

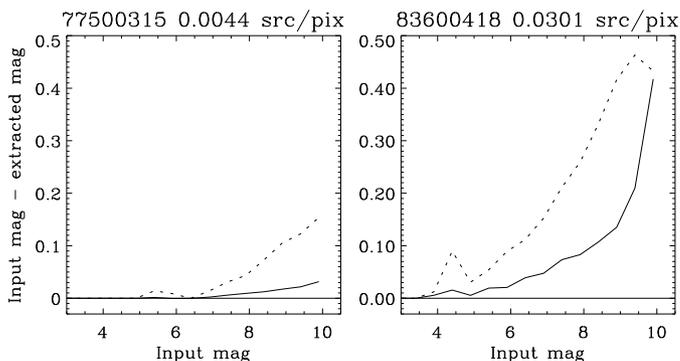
### 3.4.1. Description of the procedure

A list of positions of artificial sources was randomly created for a given image dimension, taking care that only one artificial source falls in a fixed spatial box of  $20 \times 20$  pixels. Interference between artificial stars would, in fact, change the actual crowding and affect the results of the artificial experiment study. Magnitudes were randomly chosen from the observed brightness distribution. A new image was then built by adding the artificial stars and their Poisson photon noise into the original image, using the PSF corresponding to the observational setup. Then, the PSF-fitting extraction procedure was used on the modified image, following almost all the steps we took to extract the sources from the data. The only difference was in the *mesh* parameter of the extraction program (Sect. 3.2.2), which was fixed at 2 for this analysis (to limit the computational time), while we used both *mesh* = 1 and *mesh* = 2 and then correlated the results of the two extractions to produce the Point Source Catalogue. The effects of this parameter on the derived completeness factor are analysed in Sect. 3.4.4. Finally, a cross-correlation was done between the input artificial star catalogue and the output catalogue. Artificial sources having an output magnitude 0.75 mag brighter than their input magnitude were considered lost. In fact, such objects were blended with real sources which were brighter than they were.

Artificial star simulations were conducted on a sample of 6'' pixel images (total area  $\sim 2 \text{ deg}^2$ ) with all available filters, in order to well sample the different crowding levels (the source density ranges from 0.0017 to 0.03 source per pixel), and on all 3'' pixel images used for the Point Source Catalogue. For each image, the procedure was repeated between 100 and  $\sim 300$  times, depending on the source density and image size. A total of  $5 \times 10^3$  to  $4 \times 10^4$  sources were added per raster image in order to achieve statistically significant results.

### 3.4.2. Effects of crowding

Artificial star experiments enabled us to evaluate both random and systematic photometric errors due to crowding. Mean values and standard deviations of the differences between input and output magnitudes of the recovered artificial stars were calculated per bin of 0.5 input magnitude. The output magnitudes were found brighter than the input ones. This bias is very small for bright stars, but can reach 0.3 magnitude for the faintest ones in the densest fields, where the probability of blending with real stars is higher. Fig. E-10 shows the amplitude of this effect for two extreme cases, for one of the densest and one of the least dense fields.



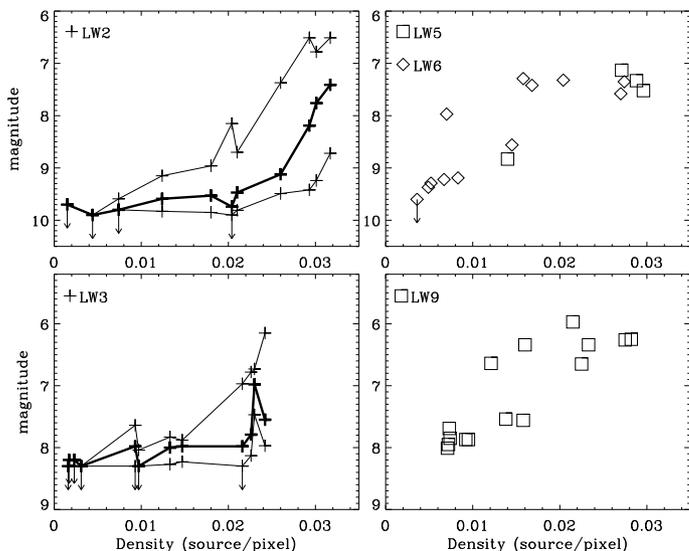
**Fig. E-10.** Difference between input and extracted magnitudes for two LW2 6'' pixel observations. The full lines show the mean values of this difference in 0.5 magnitude bins, and the dotted lines show the standard deviation of the differences in the same bins.

For each observation where artificial sources have been simulated, the magnitude above which the mean value (or the standard deviation) of the difference between input and output magnitudes (the bias) becomes greater than a given value has been computed, and the variations of this magnitude with the source density are reported in Fig. E-11 and Fig. E-12 for the 6'' pixel observations. These plots show that the photometric quality remains very good down to the faintest magnitudes in low density regions observed with the broad filters LW2 and LW3, but that we have to limit the catalogues one or two magnitudes brighter than the faintest extracted sources in order to

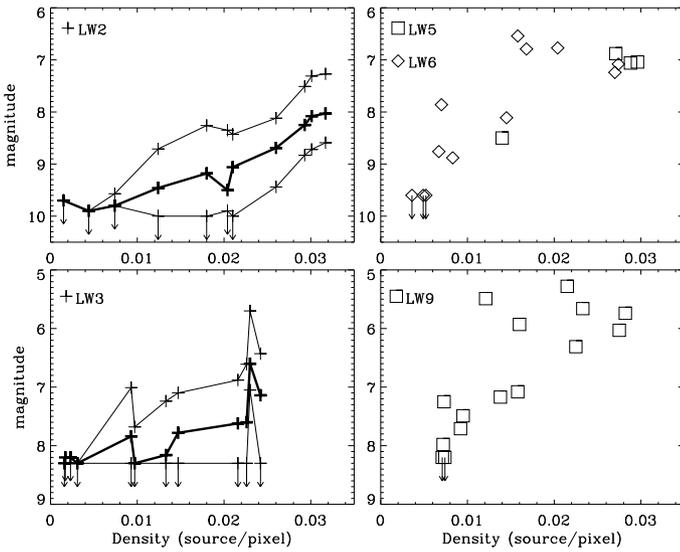
**Table 9.** Results of the artificial source simulations on all 3'' pixel observations used in the PSC: ISO observation number, filter, density expressed in source/pixel, and magnitudes above which the mean value of the bias reaches 0.1 mag ( $mag_1$ ), the corresponding standard deviation reaches 0.3 mag ( $mag_2$ ), and the completeness factor is below 50% ( $mag_3$ ).

ION	Filter	Density	$mag_1$	$mag_2$	$mag_3$
78900220	LW2	0.0092	>10.00	>10.00	>10.00
84001222	LW2	0.0058	>9.70	>9.70	>9.70
84001724	LW2	0.0089	>9.90	>9.90	>9.90
31300135	LW5	0.0187	7.97	7.41	8.04
31300236	LW5	0.0173	8.16	7.60	8.25
31300433	LW5	0.0140	8.51	7.67	8.44
31300734	LW5	0.0165	7.95	7.31	8.00
78900221	LW3	0.0034	>8.20	>8.20	>8.20
84001223	LW3	0.0023	>8.20	>8.20	>8.20
84001725	LW3	0.0034	>8.20	>8.20	>8.20
82700140	LW9	0.0118	6.90	6.06	6.79
82800341	LW9	0.0100	6.77	5.84	6.58
83600308	LW9	0.0107	7.22	6.40	7.02
83800712	LW9	0.0089	7.67	7.18	7.48
84100259	LW9	0.0095	7.59	6.96	7.33

ensure low systematic errors and accurate measurements in the densest fields, and in the few peculiar fields which needed observations with narrow filters. Similar results for the 3'' pixel observations are reported in Table 9.



**Fig. E-11.** *Left:* broad filters. Magnitudes above which the mean value of the errors of the extracted magnitudes becomes greater than 0.05 mag (top line), 0.1 mag (middle thick line) or 0.2 mag (bottom line), as a function of source density, for the 6'' pixel observations. The vertical arrows are lower limits. *Right:* narrow filters. Only the magnitudes where the mean value of the bias reaches 0.1 mag are reported. The different symbols correspond to the different filters, as indicated in the upper left corner of each panel.



**Fig. E-12.** *Left:* broad filters. Magnitudes above which the standard deviation of the errors in the extracted magnitudes becomes greater than 0.2 mag (top line), 0.3 mag (middle thick line) or 0.4 mag (bottom line), as a function of source density, for the 6'' pixel observations. *Right:* narrow filters. Only the magnitudes where the standard deviation of the bias reaches 0.3 mag are reported. The symbols are the same as in Fig. E-11.

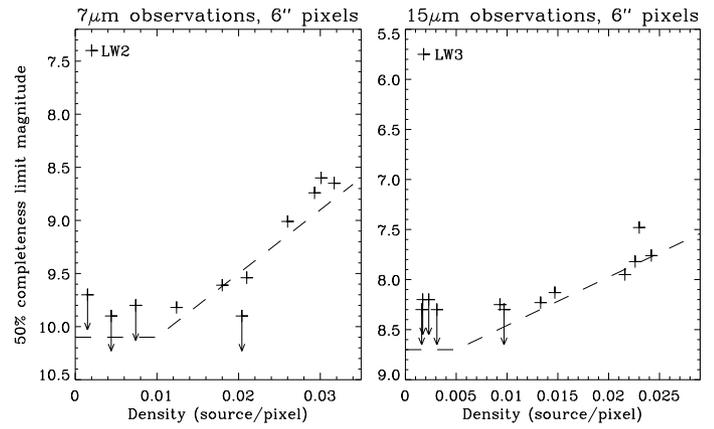
### 3.4.3. Completeness

Another result of the artificial star analysis is the quantification of the completeness of the extraction. Indeed, for each observation, we can plot the fraction of simulated sources which were retrieved as a function of input magnitude. We observe a smooth curve which drops for the faintest magnitudes. The magnitude where this fraction becomes less than 50% depends on the density of the field, and is summarised in Fig. E-13 and Fig. E-14 for the 6'' pixel observations with broad and narrow filters, respectively, and in the last column of Table 9 for the 3'' pixel observations. Again, these results show that the catalogues are at least 50% complete down to the faintest end in the least dense fields, but that more care has to be taken in dense regions in order to achieve a good completeness level.

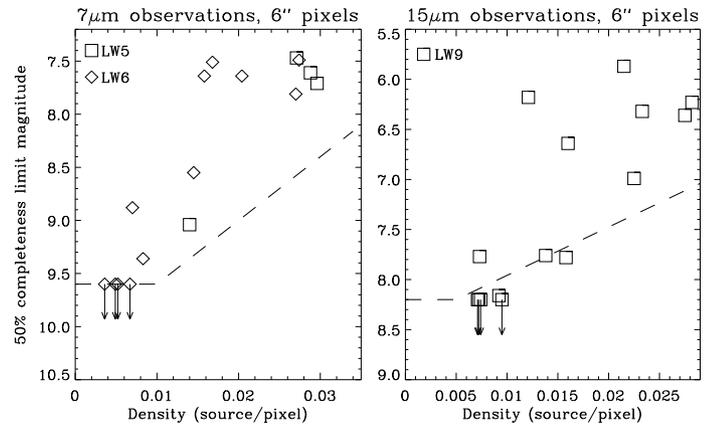
### 3.4.4. Effects of the *mesh* parameter

For a few ISOGAL observations, we also run the artificial sources procedure with the *mesh* extraction parameter set to 1. The results we derived are summarised in Table 10.

As can be seen, the effects of this parameter are relatively small (up to 0.1 magnitude difference between *mesh* = 1 and *mesh* = 2) for 7  $\mu\text{m}$  observations, and for 15  $\mu\text{m}$  observations with 3'' pixels. But the magnitude where the completeness factor is below 50% can be underestimated by more than 0.3 magnitude for the 15  $\mu\text{m}$  observations with 6'' pixels. These effects have been taken into account to derive the magnitudes at which the pub-



**Fig. E-13.** a) Completeness limit for artificial sources as a function of source density for 7  $\mu\text{m}$ , 6'' observations with the broad LW2 filter. For each observation, the magnitude above which the fraction of recovered sources is below 50% is reported. The dashed line shows the limiting criteria adopted from these results (see Sect. 3.4.5 and Eq. (2)). b) same as a) for 15  $\mu\text{m}$ , 6'' observations with the broad LW3 filter. The dashed line shows the limiting criteria that we applied to LW3, 6'' observations (Eq. (3)).



**Fig. E-14.** Same as Fig. E-13 for the 6'' observations with narrow filters. The symbols are the same as in Fig. E-11. The dashed lines show the limiting criteria adopted from these results for LW5 and LW6 6'' observations (Eq. (4), left panel) and for LW9, 6'' observations (Eq. (5), right panel).

lished catalogues have been limited, in order to ensure a good level of reliability (see next section).

The effect of reducing the *mesh* parameter on the completeness of the 15  $\mu\text{m}$  6'' observations can be interpreted as a more efficient way for extracting blended sources with *mesh* = 1. Indeed, the angular resolution of the ISO telescope at  $\lambda = 15 \mu\text{m}$  is  $\approx 6''$ , which is the size of one pixel. Therefore, analysis with the thinnest mesh is required for properly extracting blended or very close sources; however, the reality of the sources extracted with *mesh* = 1 only is not obvious, as discussed in Sect. 3.5.3.

**Table 10.** Effects of the *mesh* parameter on the derived 50%-completeness magnitude.

TDT	Filter	Pixel	mag (50%compl.)	
			mesh=2	mesh=1
31300135	LW5	3"	8.04	8.12
83600417	LW2	3"	9.61	9.67
84100428	LW2	6"	9.01	9.22
84100926	LW2	6"	8.65	8.70
82700140	LW9	3"	6.79	6.88
83600522	LW3	3"	>8.30	>8.30
48002270	LW3	6"	8.13	>8.30
84100927	LW3	6"	7.76	8.08
32500238	LW3	6"	7.95	>8.30
31300901	LW9	6"	6.36	6.72

### 3.4.5. Final results: limiting magnitudes

We finally chose to use the 50% completeness criterion to define the limiting magnitudes, and the results are generally consistent with the magnitudes above which the bias reaches 0.1 magnitude and its standard deviation reaches 0.3 magnitude. We derived relations between source density and limiting magnitudes for the different observational setups. We make a distinction between the core of the ISOGAL survey observed with broad filters and 6" pixels and the peculiar observations of difficult fields observed with narrow filters and 6" or 3" pixels.

#### A) 6" pixel observations with broad filters

For the 6" pixel observations with LW2 and LW3 filters, we computed linear relations from the results plotted in Fig. E-13, as indicated by the dashed lines. Note that some points are above (toward brighter magnitudes) these lines, but that this is consistent with the effect of the “mesh” parameter, since the results we obtained with *mesh* = 1 are near or below these lines. The linear relations are:

- for LW2 observations:

$$mag_{\text{lim}} = \begin{cases} 10.1 & \text{if } d \leq 0.01, \\ 10.7 - 60. \times d & \text{if } d \geq 0.01, \end{cases} \quad (2)$$

where  $d$  is the source density expressed in source/pixel. Thus, the limiting magnitude ranges from 10.1 to 8.8, corresponding to limiting flux densities between 8 and 27 mJy.

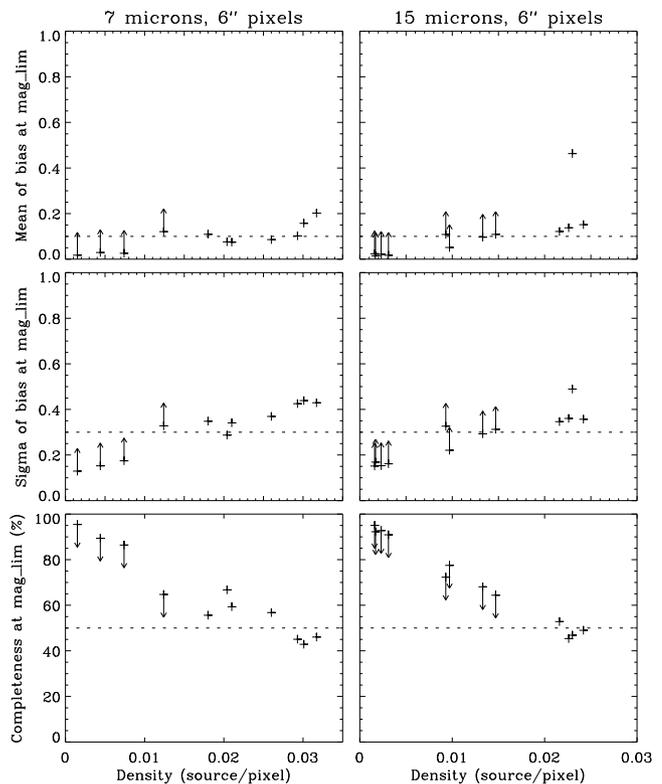
- for LW3 observations:

$$mag_{\text{lim}} = \begin{cases} 8.7 & \text{if } d \leq 0.005, \\ 8.9 - 40. \times d & \text{if } d \geq 0.005, \end{cases} \quad (3)$$

Here, the limiting magnitude ranges from 8.7 to 7.7, and the associated flux density ranges from 6.5 to 16 mJy.

When we apply these relations to the catalogues extracted from the observations for which we have run the artificial sources procedure, we obtain biases (Sect. 3.4.2)

in a 0.5 magnitude wide bin centred on  $mag_{\text{lim}}$  around 0.1 mag and associated standard deviations generally around 0.3 mag (see Fig. E-15).



**Fig. E-15.** Mean of bias (top panel),  $\sigma$  of bias (middle panel) and completeness factor (bottom panel) in a 0.5 magnitude wide bin centred at  $mag_{\text{lim}}$ , for LW2 and LW3 observations with 6" pixels. The vertical arrows are lower or upper limits, and correspond to cases where  $mag_{\text{lim}} + 0.25$  is greater than the maximum magnitude of simulated sources.

#### B) 6" pixel observations with narrow filters

The results of our artificial source simulations show that the completeness level is generally worse in LW5, LW6 and LW9 observations, which can be interpreted as an effect of the much brighter diffuse background in the peculiar regions which needed the use of such narrow filters. Therefore, we applied 0.5 magnitude brighter cutting criteria for the 6" observations with these filters:

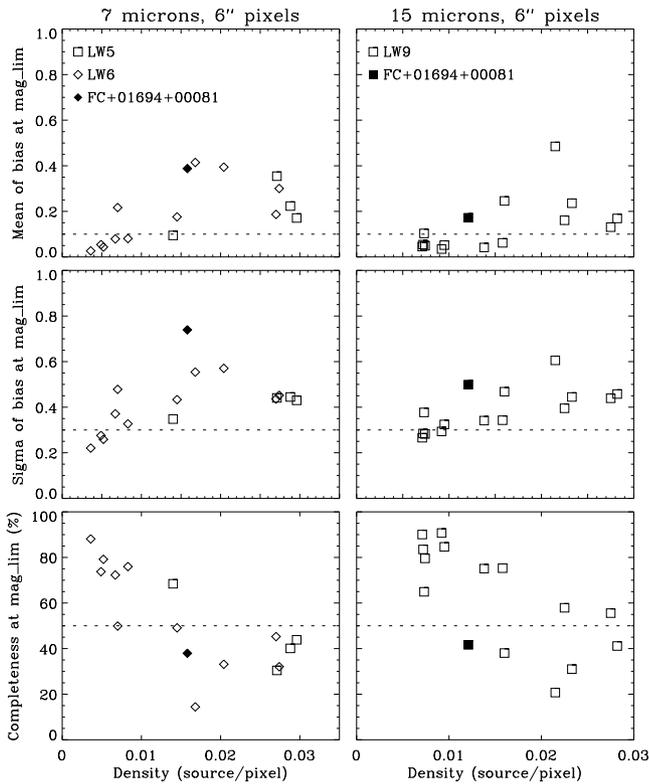
- for LW5 and LW6 observations:

$$mag_{\text{lim}} = \begin{cases} 9.6 & \text{if } d \leq 0.01, \\ 10.2 - 60. \times d & \text{if } d \geq 0.01, \end{cases} \quad (4)$$

- for LW9 observations:

$$mag_{\text{lim}} = \begin{cases} 8.2 & \text{if } d \leq 0.005, \\ 8.4 - 40. \times d & \text{if } d \geq 0.005, \end{cases} \quad (5)$$

The problems are indeed much more severe in these peculiar fields, and the standard deviation exceeds 0.5 mag



**Fig. E-16.** Same as Fig. E-15 for 6'' observations with the narrow filters LW5, LW6 and LW9. A 0.5 magnitude wide bin was centred at  $\text{mag}_{\text{lim}}-0.5$  (or  $\text{mag}_{\text{lim}}-1$  for the peculiar FC+01694+00081 field, plain symbols) to compute the results.

in a few cases. Therefore we decided to decrease the quality flags (see Sect. 3.2.5) for the sources with magnitudes between  $\text{mag}_{\text{lim}}-0.5$  and  $\text{mag}_{\text{lim}}$ , but the derived bias in a bin centred at  $\text{mag}_{\text{lim}}-0.5$  remains rather high in a few very peculiar fields (Fig. E-16). In particular, we extended the range in which we decreased the quality flags down to  $\text{mag}_{\text{lim}}-1$  for the most difficult FC+01694+00081 field located in the M16 nebula.

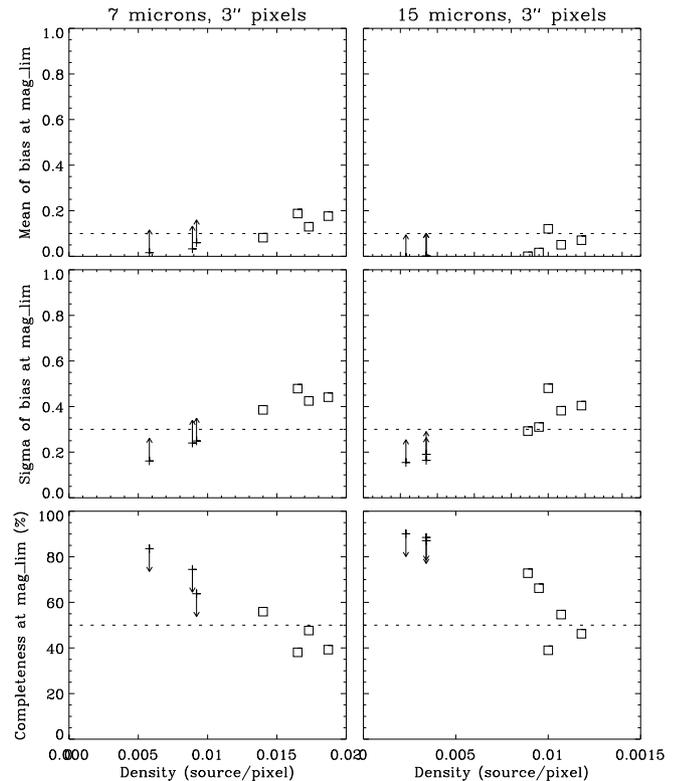
### C) 3'' pixel observations

The situation is slightly more complicated for the 3'' pixel observations, because they are too few and peculiar to allow a global statistical treatment. They can be sorted in two distinct categories: (i) observations with narrow filters near the Galactic Centre, and (ii) observations with broad filters in low source density regions. Artificial source simulations have been run on all the 3'' pixel observations used in the PSC (see Table 9), and the results show good agreement between the different observations with a given filter. Therefore we used a single limiting magnitude for each filter, and the different values are given in Table 11.

These limits give reasonably good results in terms of bias and completeness, as illustrated in Fig. E-17.

**Table 11.** Limiting magnitudes used to cut the catalogues for 3'' pixel observations.

Filter	LW2	LW5	LW3	LW9
$\text{mag}_{\text{lim}}$	10.0	8.4	8.5	7.0



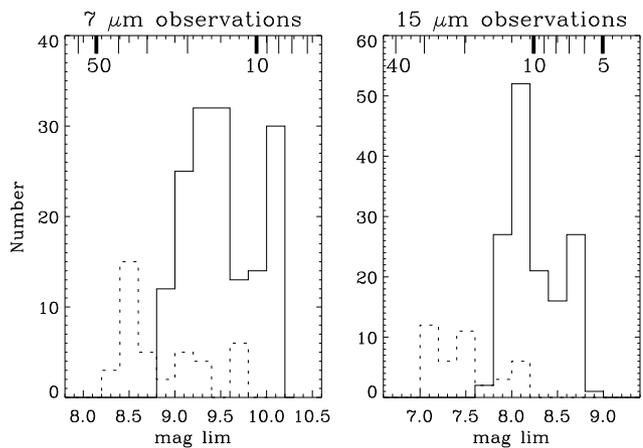
**Fig. E-17.** Same as Fig. E-15 for all 3'' pixel observations, using the  $\text{mag}_{\text{lim}}$  quoted in Table 11 for all filters. The symbols are the same as in Fig. E-11.

### 3.4.6. Conclusion: limiting the Point Source Catalogue

The distribution of the limiting magnitudes, as defined in the previous section (Eqs. (2), (3), (4) and (5) for 6'' pixel observations, Table 11 for 3'' pixel observations) for all ISOGAL observations is shown in Fig. 18. Since most observations were done with the broad LW2 and LW3 filters, these histograms show that the typical reached sensitivity is around 20 mJy at 7  $\mu\text{m}$  and 12 mJy at 15  $\mu\text{m}$ .

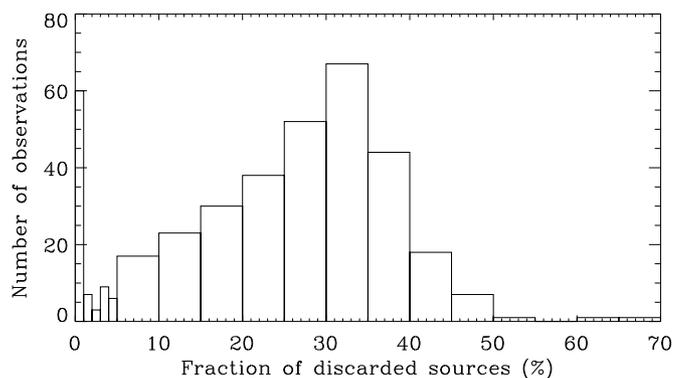
When we apply these relations to all the ISOGAL catalogues, we eliminate  $\approx 25\%$  of the sources. This photometric cut is far more severe for moderate quality sources than for good quality ones: if we consider the QUALITY flag as defined in Sect. 3.2.5, it appears that about one half of the sources with QUALITY = 1 or 2 are discarded, while  $\sim 30\%$  of the sources with QUALITY = 3 and  $\sim 12\%$  of the sources with QUALITY = 4 are removed by this cut.

A histogram of the fraction of discarded sources is plotted in Fig. E-19 and shows that in most fields ( $\approx 80\%$ ) we discard less than 35% of the sources. Only three observations have a resulting fraction of lost sources above 50%. These are LW9, 3'' observations close to the Galactic



**Fig. 18.** Distribution of the magnitudes  $\text{mag}_{\text{lim}}$  at which the catalogues have been cut for the broad filters LW2 and LW3 (full lines), and for the narrow filters (dotted lines). However, note that, for the narrow filters, the data with magnitudes higher than  $\text{mag}_{\text{lim}}-0.5$  are of poor quality (see text, Sect. 3.4.5 B). The logarithmic scales at the top of each panel show the corresponding flux densities in mJy for LW2 and LW3. A small correction has to be applied for the corresponding flux densities with narrow filters (see Table 1).

Centre, where the confusion is the most severe, so that such a strong limiting criterion ( $\text{mag}_{\text{lim}} = 7.0$ , Table 11, corresponding to 28 mJy in flux density) is really needed to limit the number of spurious sources.



**Fig. E-19.** Histogram of the fraction of discarded sources for all ISOGAL observations used for the PSC.

### 3.5. Repeated observations

#### 3.5.1. Overlapping 6'' observations

A few ISOGAL fields have been observed twice or more with exactly the same observational setup (filter and pixel size), and a large number of fields have overlapping regions. The total surface of such repeatedly observed areas

is  $\sim 0.7 \text{ deg}^2$ . Table 12 shows the observed area and the main results for each observational setup.

**Table 12.** Main results of the comparison of repeated observations

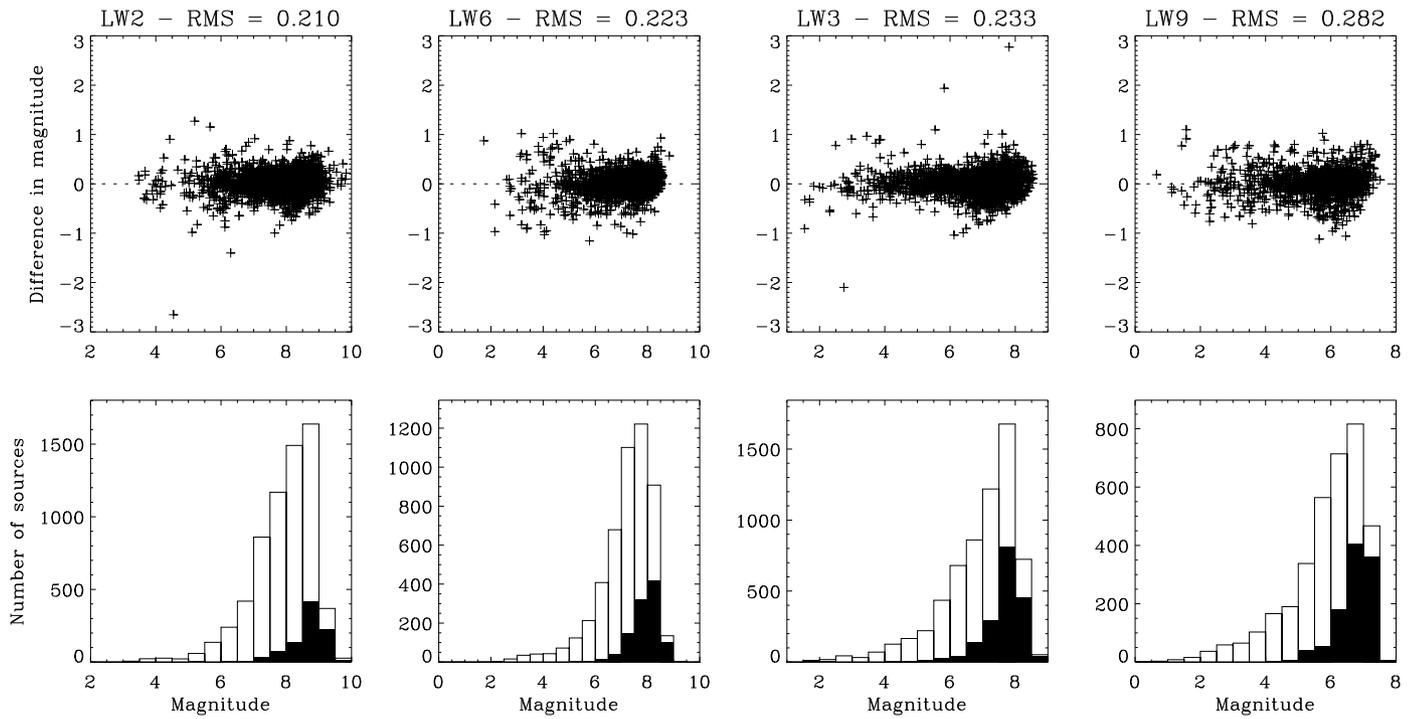
Filter	Overlap surface ( $\text{deg}^2$ )	Nb. of sources	$\langle \Delta \text{mag} \rangle$	RMS
LW2	0.166	2793	0.008	0.21
LW6	0.098	1974	0.005	0.22
LW3	0.275	2244	0.009	0.23
LW9	0.111	1250	0.007	0.28
Total	0.650	8261	0.003	0.23

A complete analysis of these repeated observations was performed as follows. First, an offset correction was applied to one catalogue so that the coordinates of the sources match those in the other. Then, the true area of overlap was determined by checking the boundaries of each raster image and removing 12 pixels from the external edges, to avoid the saw-tooth zones in which sources can be lost because of edge effects. Then, each source of one observation has been looked for in the other one, within a search radius equal to one pixel, and the resulting products are: 1) the fraction of sources which are recovered in both observations per bin of magnitude, and 2) the difference in magnitude between the two observations. Note that in about two thirds of the cases, a large delay (more than 100 days) exists between the two observations, so that the variability of some sources can increase the observed errors (this is particularly true for bright sources). Therefore the quoted standard deviations in Table 12 are slightly above the true photometric uncertainty of the final catalogue multiplied by  $\sqrt{2}$ .

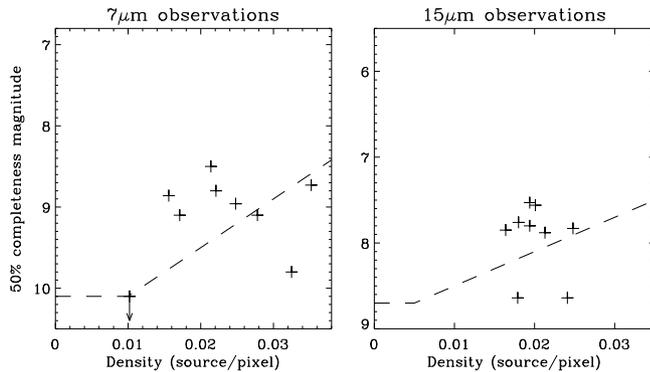
Fig. E-20 summarises the results for all overlapping observations in the different filters. A few points clearly deviate from the mean distribution, with errors up to 3 magnitudes, and this can be explained by the variability of some sources, especially for strong sources, but also by wrong associations during the overlap analysis.

#### 3.5.2. Rough completeness estimate

The histograms in the lower part of Fig. E-20 clearly show that the catalogues are not at least 50% complete down to the faintest magnitudes, since more than one half of the sources in the faintest bins are not associated between the two observations. It is however difficult to accurately estimate the completeness by this method, as neither of the two catalogues is complete. It is nevertheless possible to have a rough estimate by comparing the catalogue extracted from a 6'' pixel observation with the more complete one, extracted from a 3'' pixel observation of the same region. Then we can compute the magnitude above which the fraction of 3'' sources found in the 6'' catalogue is below 50%.



**Fig. E-20.** Results of the comparison between overlapping 6'' pixel observations for the LW2, LW6, LW3 and LW9 filters. The upper panel shows the difference in the magnitudes extracted from both images versus the magnitudes measured in one image. The lower panel shows the total distribution of magnitudes from both observations (clear histogram), and the distribution of magnitudes for the sources of both catalogues which could not be associated between the two observations (plain histogram).



**Fig. E-21.** a) Results of the comparison between 3'' and 6'' overlapping LW2 observations. The magnitude above which less than 50% of the 3'' sources are found in the 6'' catalogue is plotted against the 6'' source density in the overlapping region. The dashed line shows the cutting criteria we adopted from the results of the artificial source simulations. b) same for 15  $\mu\text{m}$  observations. The dashed line shows the cutting criteria for LW3 filter.

### A) Broad filters

The results for the LW2 and LW3 broad filters are plotted in Fig. E-21. The (approximative) 50% completeness magnitudes we can derive by these comparisons is more or less consistent with the results we derived from the artificial source analysis (Sect. 3.4.5), and thus also with

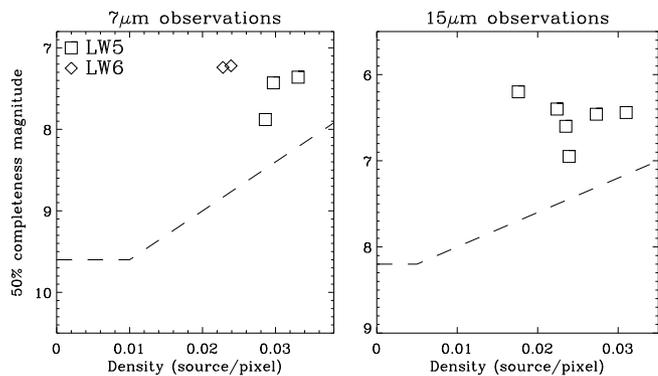
the cutting criteria, within a range of about 0.5 magnitude in most cases. We find however magnitudes slightly brighter than from the artificial source analysis; this may be partly explained by a larger number of spurious sources in the catalogue extracted from the 3'' observations, thus a number of faint 3'' sources are not found in the 6'' observations because they are spurious rather than because of completeness limit. Moreover, the area where the 3'' and the 6'' observations overlap is very small in most cases ( $\lesssim 0.01 \text{ deg}^2$ ), and there is a large uncertainty on the results because of the small number of sources.

Finally, most of the areas where two observations overlap are located near the edge of at least one raster, where the NPIX number (Sect. 3.2.5) is generally lower. Thus the quality (photometric accuracy and completeness level) of the sample of sources used for this analysis is not typical of the regular PSC. In addition, the fields used for this analysis are among the most difficult ones, located in the close vicinity of the Galactic Centre or in the molecular ring. Only two fields are located outside the Galactic disk, and the source extraction is much less affected by the background in these cases; these correspond to the points well below the dashed lines in Fig. E-21.

### B) Narrow filters

For the observations with narrow filters, the 50% completeness magnitudes are also consistent within 0.5 mag

with the results of the artificial source analysis in some cases, but there are also a few cases where they are well above (typically one magnitude brighter) the limiting magnitudes at which we cut the catalogues (Fig. E-22). All these observations are located very close to the Galactic Centre, where the effects of confusion and the bright diffuse background clearly decrease the completeness level of the observations. This is in fact consistent with the results of the artificial source simulations, which showed that the bias and uncertainty of the photometry are relatively high and the completeness becomes relatively low at least 0.5 mag brighter than the cutting limit. Therefore we decreased the quality flag of the sources in this magnitude range (see Sect. 3.4.5 B)).



**Fig. E-22.** Same as Fig. E-21 for the narrow filters LW5 and LW6 (left panel), and LW9 (right panel).

### 3.5.3. Reality of the extracted sources

An additional check of the reality of the sources can be performed as follows. The sources extracted from 6'' pixel observations should also be found in a 3'' pixel observation of the same region, because the sensitivity is generally greater in the latter, since the source extraction is much less limited by confusion. Also sources detected at one wavelength and with a good quality association at another ISO or DENIS wavelength have a very large probability to be real. But sources found only in a 6'' pixel observation, with counterparts neither in the overlapping 3'' pixel observation nor at other wavelengths (or with a bad quality association) may be spurious.

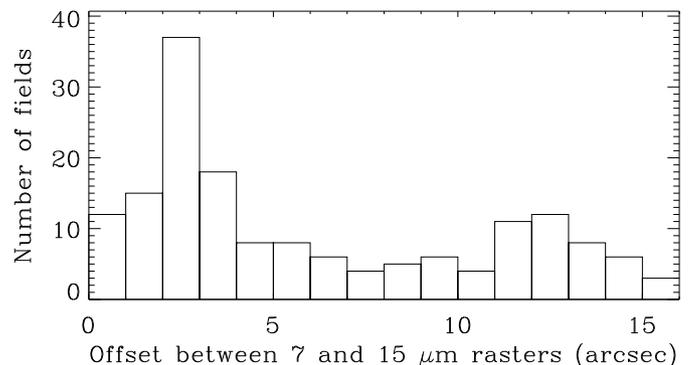
From the same set of overlapping 3'' and 6'' observations as that used in the previous section, we have determined that the overall fraction of such doubtful sources is very small ( $\sim 7\%$ ), with a large difference between the 7  $\mu\text{m}$  ( $\sim 4\%$ ) and the 15  $\mu\text{m}$  ( $\sim 11\%$ ) sources. This fraction also strongly depends on the quality of the sources, and ranges from less than 1% (at both wavelengths) for sources with quality flags  $Q = 4$ , to  $\sim 15\%$  (resp.  $\sim 30\%$ ) for sources with  $Q = 1$  or 2 or with  $\text{MESH} = 1$  or 2 at 7  $\mu\text{m}$  (resp. at 15  $\mu\text{m}$ ). Therefore sources with quality flags less

than 3 should be considered with extreme caution, especially at 15  $\mu\text{m}$ .

## 3.6. 7-15 $\mu\text{m}$ cross-identification

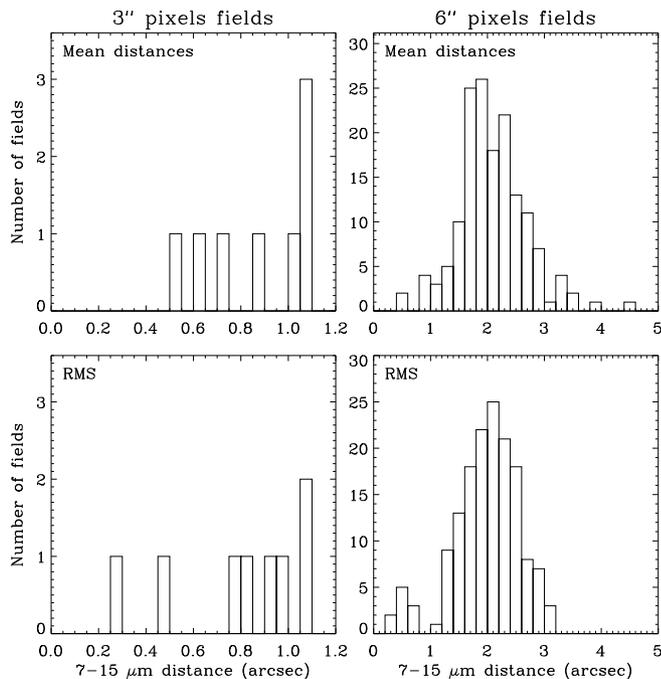
### 3.6.1. Astrometric correction

The initial astrometric accuracy of the ISOCAM data is limited by the errors in the pointing of the telescope and in the positioning of the lens wheels. According to Table 4.6 in Blommaert et al. (2001), the uncertainty in the satellite pointing amounted to 3'', while the lens wheel jitter resulted in an additional uncertainty of up to two pixels in the direction of the movement of the lens. The global astrometric uncertainty can thus reach  $\sim 10''$  (see also Ott 2002), and the offset between two independent observations can reach twice this value. Therefore an offset correction between the 7  $\mu\text{m}$  and the 15  $\mu\text{m}$  observations was needed before the two catalogues could be cross identified. This offset was determined by pairing all the sources of one catalogue with all the sources of the other one, then computing the distributions of offsets in both galactic longitude and latitude, and finally taking the modal values as the global offsets between the two observations. The resulting distances are typically of order a few arcseconds, but can reach 15'' as shown in Fig. E-23, in agreement with expectations.



**Fig. E-23.** Distribution of offset distances between 7  $\mu\text{m}$  and 15  $\mu\text{m}$  observations before astrometric corrections for all ISOGAL FC fields.

In addition, there can be a small error in the positioning of the individual images within the final raster, due to a combination of possible long term drifts and the lens wheel jitter. Only very small amplitude “distortion” effects have been observed, but a low order polynomial correction was systematically applied to the 15  $\mu\text{m}$  coordinates to best match the 7  $\mu\text{m}$  ones. The coefficients of this distortion correction were computed from the residual offsets between the two sets of coordinates, when cross associating the two catalogues after the global (translation) offset correction.



**Fig. 24.** Top panel: distribution of the mean values of the separations between associated  $7\ \mu\text{m}$  and  $15\ \mu\text{m}$  sources after astrometric correction in all ISOGAL FC fields. Bottom panel: distribution of the standard deviations of these separations.

### 3.6.2. Source associations

After the  $15\ \mu\text{m}$  coordinates were corrected to match those at  $7\ \mu\text{m}$ , an association between  $7\ \mu\text{m}$  and  $15\ \mu\text{m}$  sources was performed with a search radius equal to two pixels. This rather large radius was chosen in order not to miss  $7\text{--}15\ \mu\text{m}$  associations for slightly extended sources, and because the density of  $15\ \mu\text{m}$  sources is low enough to limit the probability of chance associations to a few percent in most cases. Indeed, the chance probability of finding a  $15\ \mu\text{m}$  source within the search radius  $R_s$  can be computed according to:

$$P = \text{density}(15\ \mu\text{m sources}) \times \pi \times R_s^2 \quad (6)$$

However, this expression severely overestimates the final fraction of false (chance) associations, since true associations exist with association distances generally much smaller than  $R_s$ , and only associations with the smallest separation are retained. The value of  $P$  ranges from 2.5% to 10% for the central fields with  $3''$  pixels, from 0.5% to 10% for the high longitude ( $|l| \gtrsim 30^\circ$ ) fields with  $6''$  pixels, and from 7 to 25% for the most numerous fields in the inner Galactic disk with  $6''$  pixels.

Finally, no special problem was encountered for these associations, and the mean values of the  $7\text{--}15\ \mu\text{m}$  separations are typically in the range  $1\text{--}3''$  in all ISOGAL FC fields, with standard deviations RMS in the same range, as shown in Fig. 24. At the end of this step, the catalogued source coordinates are the most accurate available, namely the  $7\ \mu\text{m}$  coordinates for the sources detected at  $7\ \mu\text{m}$ , or

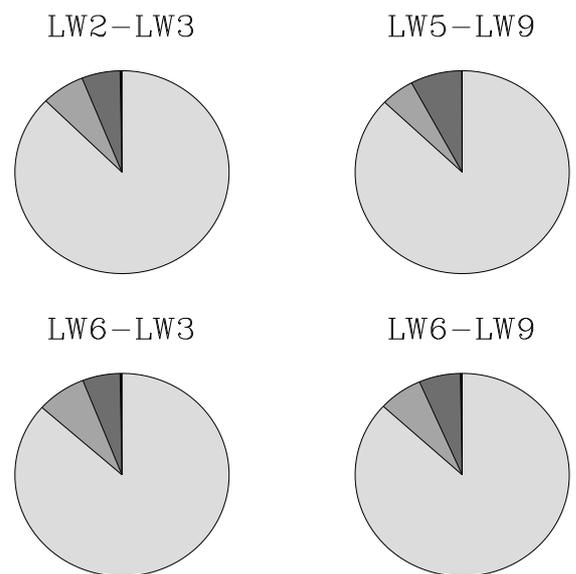
the  $15\ \mu\text{m}$  coordinates translated to the  $7\ \mu\text{m}$  referential for the  $15\ \mu\text{m}$  sources with no  $7\ \mu\text{m}$  association in the FC fields. We kept the initial  $15\ \mu\text{m}$  coordinates only for the sources in FB fields without  $7\ \mu\text{m}$  observations. Nevertheless, no correction has been applied at this stage in FB fields for the lens wheel jitter, so that these coordinates may be affected by a constant offset of up to  $\sim 10''$ .

### 3.6.3. The $7\text{--}15\ \mu\text{m}$ association quality flag

Finally, a  $7\text{--}15\ \mu\text{m}$  association quality flag is computed for each associated source. The value of this flag is defined as follows:

- 4 : the separation between the  $7\ \mu\text{m}$  and the  $15\ \mu\text{m}$  sources is  $\leq 1$  pixel and there is only one possible association within a radius of 2 pixels;
- 3 : the separation is still  $\leq 1$  pixel but there is another  $15\ \mu\text{m}$  source at less than 2 pixels;
- 2 : the separation is between 1 and 2 pixels, and there is no other source within a radius of 2 pixels;
- 1 : the separation is between 1 and 2 pixels, and there are at least 2 sources within a radius of 2 pixels.

The distribution of the values of this flag is shown in Fig. 25. A very large majority of the associated sources have a very good quality of association: 87% of the associations have  $Q_{7-15}=4$  and 6.4% have  $Q_{7-15}=3$ . Only  $\sim 6\%$  of these flags are equal to 2 and fewer than 0.3% are equal to 1, corresponding to an association distance larger than one pixel.



**Fig. 25.** Distribution of the values of the  $7\text{--}15\ \mu\text{m}$  association quality flag for the different combinations of  $7$  and  $15\ \mu\text{m}$  filters. The gray scale corresponds to the different values of this flag, from 4 (lightest gray) to 1 (darkest gray). Only very few sources have this flag equal to 1, so that the darkest gray is hardly visible in these plots.

**Table 13.** Format of DENIS observations ( $12' \times 12'$  images) Table (version 1)

Col.	Name	Format	Units [range]	Description
1	Name	a7		image number
2	date	a6	YYMMDD	date of observation
3	j_day	i4		Julian day of observation - 2450000
4	RA	f8.4	deg	RA (J2000) of image centre
5	Dec	f8.4	deg	Dec (J2000) of image centre
6	G_lon	f7.3	deg [-180+180]	Galactic longitude of image centre
7	G_lat	f7.3	deg [-90+90]	Galactic latitude of image centre
8	q_I	i1		quality flag of <i>I</i> image
9	q_J	i1		quality flag of <i>J</i> image
10	q_K	i1		quality flag of <i>K<sub>s</sub></i> image

However, 19% of the sources detected at  $15 \mu\text{m}$  within the area also observed at  $7 \mu\text{m}$  have no association, while 47% of the  $7 \mu\text{m}$  sources in the common area have no  $15 \mu\text{m}$  counterpart. This large difference is explained by the deeper sensitivity of the  $7 \mu\text{m}$  observations, as compared to the  $15 \mu\text{m}$  ones.

#### 4. DENIS observations of the central Galaxy

In addition to these mid-infrared wavelengths, all the observations in the southern hemisphere (almost 95% of the total area) have been systematically cross-identified with the DENIS (Epchtein et al. 1994, 1997) data, which provide measurements in the three near infrared bands *I*, *J* and *K<sub>s</sub>*.

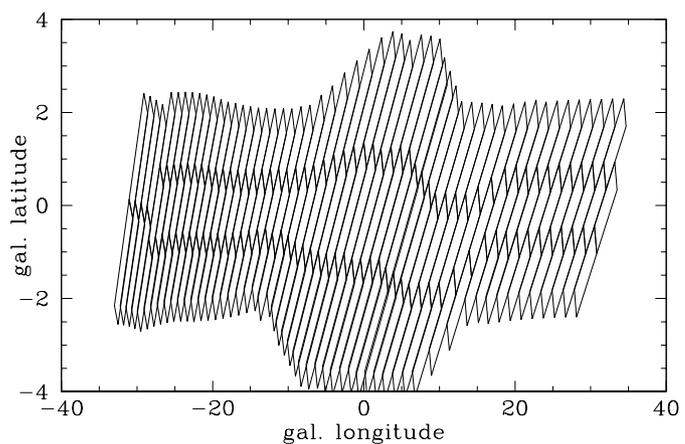
##### 4.1. The DENIS “Bulge” project

In coordination with the ISOGAL project, dedicated observations with the DENIS instrument on the ESO 1 meter telescope at La Silla have been performed, along the inner Galactic plane, between  $-30$  and  $+10$  degrees in galactic longitude,  $-2$  and  $+2$  degrees in latitude, ( $\pm 4$  degrees in the inner Bulge) using a specific technique (Simon et al. in preparation). The individual images ( $12' \times 12'$ ) were taken in a raster mode, covering typically 3 square degrees (see Fig. E-26). Between  $+10$  and  $+30$  degrees in longitude, regular  $30^\circ$  DENIS strips (see Epchtein et al. 1994) were used, with a special reduction procedure.

All the DENIS images which have been used to build the ISOGAL PSC are described in the Table of DENIS Observations, whose format is given in Table 13, and a galactic map of the DENIS “Bulge” project observations is shown in Fig. E-26.

##### 4.2. Data processing and accuracy

The source extraction has been made through PSF fitting, using the same extraction code as for ISOCAM images. The PSF is modelled in 9 squares on each  $12' \times 12'$  individual image and adjusted with respect to the source position. The derived correlation factor gives an evaluation of

**Fig. E-26.** Galactic map of the observations for the DENIS “Bulge” project.

the photometric uncertainty of the source extraction. For each band, we preserve only the sources with a correlation factor greater than 0.6. The correlation factors are given for each DENIS source in the ISOGAL PSC (Sect. 5).

The saturation of DENIS detectors occurs around magnitude 10 in *I*, 7.5 in *J* and 6 in *K<sub>s</sub>*, and results in severely underestimated flux densities. Therefore, the brightest DENIS sources have been removed from the catalogue.

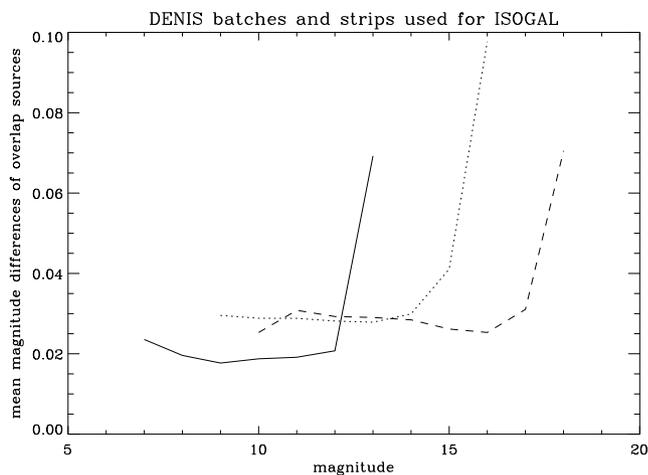
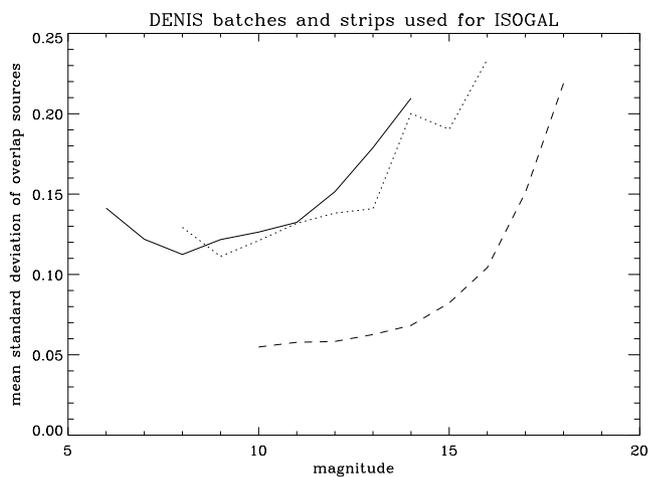
The absolute photometry results from the zero point derived from standard stars observed through the night. A mean value is applied. These magnitudes can be converted to flux densities using the zero points given in Table 14 (from Fouqué et al. 2000).

The limiting sensitivity is about 0.05 mJy (mag. 19) in *I*, 0.5 mJy (mag. 16) in *J* and 2.5 mJy (mag. 13.5) in *K<sub>s</sub>* but the extraction can become confusion limited in the dense Galactic environment. The relative accuracy of the photometry is checked through the comparison of the measurements in the overlaps ( $2'$  between adjacent images). The present accuracy for the whole set of observations is illustrated in Fig. E-27 and Fig. E-28. The average

**Table 14.** Isophotal wavelengths and zero point flux densities for the three DENIS bands

Band	$\lambda_{\text{iso}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$F_{\nu}$ (Jy)
<i>I</i>	0.791	2499
<i>J</i>	1.228	1595
<i>K<sub>s</sub></i>	2.145	665

differences are better than 0.03 mag down to magnitudes 17 in *I* (standard deviation  $<0.1$  mag), 14 in *J* and 12 in *K<sub>s</sub>* (standard deviation  $<0.2$  mag), which remains very good given the difficulty inherent to such dense regions.

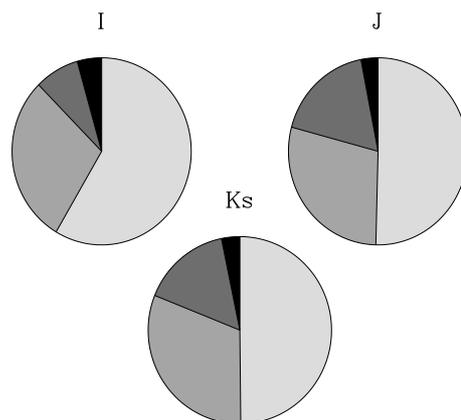
**Fig. E-27.** DENIS mean absolute magnitude differences in image overlaps for the whole set of Bulge observations for *I* (dashed line), *J* (dotted line) and *K<sub>s</sub>* (solid line).**Fig. E-28.** DENIS mean standard deviation of magnitude differences in image overlaps for the whole set of Bulge observations for *I* (dashed line), *J* (dotted line) and *K<sub>s</sub>* (solid line).

Finally, an image quality flag has been evaluated from the overlapping regions of each DENIS frame covering the ISOGAL rasters. In each band the standard deviation of

**Table 15.** Definition of the DENIS image quality flags

Flag	mag. range		sigma range		
		0	1	2	3
<i>I</i>	11-16	$> 0.15$	0.1 -0.15	0.07-0.1	$< 0.07$
<i>J</i>	9-14	$> 0.20$	0.16-0.20	0.13-0.16	$< 0.13$
<i>K<sub>s</sub></i>	7-12	$> 0.20$	0.16-0.20	0.13-0.16	$< 0.13$

magnitude differences over a defined magnitude range is calculated (see Table 15) and we assigned a quality flag ranging from 0 (very bad) to 3 (very good). Fig. E-29 shows the distribution of the quality flags in each filter.

**Fig. E-29.** Distributions of the DENIS image quality flags for bands *I*, *J* and *K<sub>s</sub>*. The value of the quality flag ranges from 3 (best quality, lightest gray) to 0 (worst quality, darkest gray) in each chart.

### 4.3. Astrometry

The astrometry is calculated for each image from the present association between *I* and the USNO\_A2 catalogue. Then, the cross associations of *J* data over *I*, and of *K<sub>s</sub>* data over *J* are relatively straightforward since all three images have been observed simultaneously. The resulting relative accuracy is better than  $0.2''$  (RMS) in *I* and  $0.4''$  in *J* and *K<sub>s</sub>*. The derived position for *I* is kept for *I/J/K<sub>s</sub>* associations, and the *J* position is given for the *J/K<sub>s</sub>* associated sources. From a comparison made with the TYCHO catalogue in the SgrI field in the Baade's Window, no systematic offset was found. The mean value of the distances was  $0.36''$ , with a  $0.19''$  standard deviation (Simon et al., in preparation).

Altogether the present accuracy of the DENIS coordinates used is thus better than  $0.5''$ . It will be improved in the future since it is greatly limited by the accuracy of the astrometry of the USNO\_A2 catalogue.

#### 4.4. ISOGAL–DENIS cross-identification

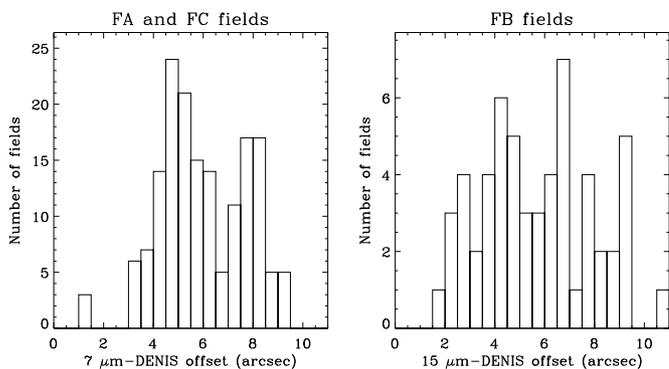
The general method that we used to associate DENIS sources with ISOGAL sources is similar to the procedure we used to associate 7  $\mu\text{m}$  and 15  $\mu\text{m}$  data. The only difference arises from the very high density of DENIS sources, so that we used a much smaller association radius, and we cut out the faintest DENIS sources when the source density was too high, in order to reduce the probability of chance associations.

##### 4.4.1. Preliminary selection of DENIS sources

For each ISOGAL field, we used a catalogue of DENIS sources computed by merging the catalogues extracted from the images that overlap the ISO observations. Then, a preliminary selection was done by limiting this catalogue to the true limits of the ISOGAL field, with an additional 20'' wide border which was needed because of the uncertainty in the ISO coordinates (see next section). We also only selected the DENIS sources with a  $K_s$  detection, since a  $J-7 \mu\text{m}$  association without  $K_s$  counterpart has a large probability of being a misidentification.

##### 4.4.2. Astrometric correction

As explained in Sect. 4.3, the absolute accuracy of the DENIS coordinates is better than 0.5'', thus much better than the ISO astrometry. Therefore we took the DENIS coordinates as the reference system, and computed the global translation offset between the ISOGAL and the DENIS catalogues with the same procedure as for the 7–15  $\mu\text{m}$  associations. The resulting offsets are typically in the range 3–9'', as shown in Fig. E-30, and can be explained by the lens wheel jitter of ISOCAM (Sect. 3.6.1). This also implies that the coordinates of ISOGAL sources outside the region with DENIS observations can be wrong by this range of distances.



**Fig. E-30.** Distribution of offset distances between 7  $\mu\text{m}$  and DENIS observations for ISOGAL fields with 7  $\mu\text{m}$  observations (left), and between 15  $\mu\text{m}$  and DENIS observations for ISOGAL fields without 7  $\mu\text{m}$  observations, within the area observed by DENIS.

An approximate polynomial distortion correction was computed with the same procedure as for the 7–15  $\mu\text{m}$  associations, in order to match as best as possible the previous ISO reference coordinates with the DENIS ones. Again, the observed effects were of very small amplitude, but this correction was required to correct for small rotations in the ISOCAM rasters.

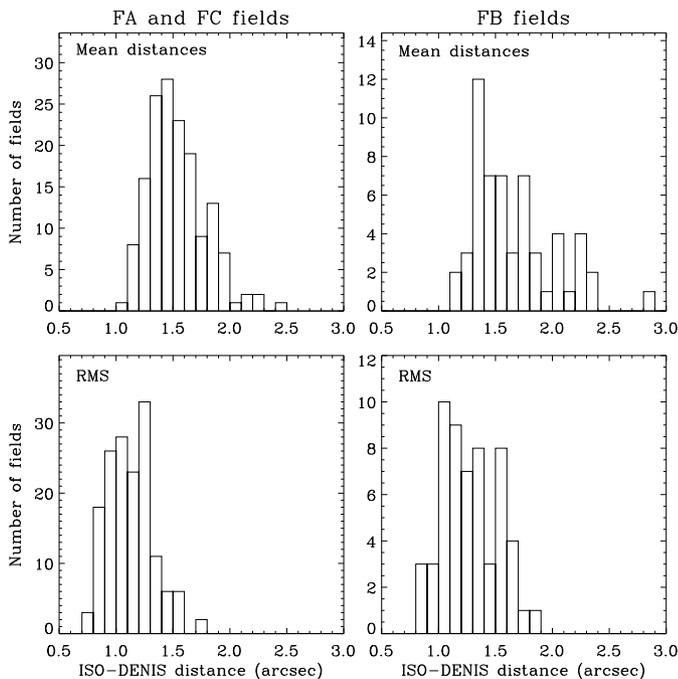
##### 4.4.3. Confusion cut of weak DENIS sources

Even after limiting the DENIS catalogue to sources detected at  $K_s$ , the density remains very high, exceeding  $10^5$  sources/deg<sup>2</sup> in the Galactic Centre region. Therefore we further cut the DENIS catalogue to a  $K_s$  magnitude that gave a source density of 72 000 sources/deg<sup>2</sup> for the ISO 3'' pixel observations. For the observations with 6'' pixels, we proceeded in two steps, first limiting the DENIS source density to 18 000 sources/deg<sup>2</sup> and then to 36 000 sources/deg<sup>2</sup> (see below). This confusion cut, with the procedure described below, enabled us to limit the probability of chance associations to a few percent even in the most crowded fields.

##### 4.4.4. Source associations

The search for DENIS associations was done with the same procedure as for the 7–15  $\mu\text{m}$  associations, with a smaller search radius. As shown in Fig. E-31, the mean values of ISO–DENIS separations that we found are typically in the 1–2'' range for all ISOGAL fields, with a few larger values for the FB fields, in which the association is done between DENIS and 15  $\mu\text{m}$  coordinates. The corresponding standard deviations are mainly in the 1–1.5'' range. An association radius of  $\sim 3-4''$  is thus appropriate to find most good associations with a low probability of spurious results. However, a close inspection of the distribution of association radii shows that, in a few fields with poor data quality, a few real associations may have a larger association radius, in particular for blended or extended sources with 6'' pixels. Therefore, for the ISO 3''/pixel observations, we used a 3.6'' search radius. But for the ISO 6''/pixel observations, we pushed the search up to a radius of 7''; however, we carefully distinguished by quality flags the associations with separations smaller or larger than 3.5''.

With such values, the probabilities of random associations given by Eq. (6) may appear high: 23% with 3.6'' and a density limit of  $K_s$  sources of 72 000 sources/deg<sup>2</sup> used for 3'' pixel observations; 5.3 and 11% for 3.5'' and 18 000 or 36 000 sources/deg<sup>2</sup>, respectively, for 6'' pixel; four times these values for 7'' search radius. However, as discussed below, because of the large fraction of real associations with smaller separation, the actual fraction of spurious associations with reasonably good quality flags remains much smaller, lower than a few percent. The chance of spurious association is larger for weaker  $K_s$  sources al-



**Fig. E-31.** *Top panel:* distribution of the mean values of the separations between associated ISOGAL and DENIS sources after astrometric correction in all ISOGAL fields. *Bottom panel:* distribution of the standard deviations of these separations.

lowed with the higher density limit. The final ISO–DENIS quality flag (Sect. 4.4.5) takes this point into account.

#### 4.4.5. The ISO–DENIS association flag

The ISO–DENIS association is also characterised by a specific quality flag, which ranges in values from 5 (highest quality) to 0 and which is computed with the equation:

$$Q_{\text{ID}} = 5 - R - N - G - Q$$

where the different terms are defined as follows.

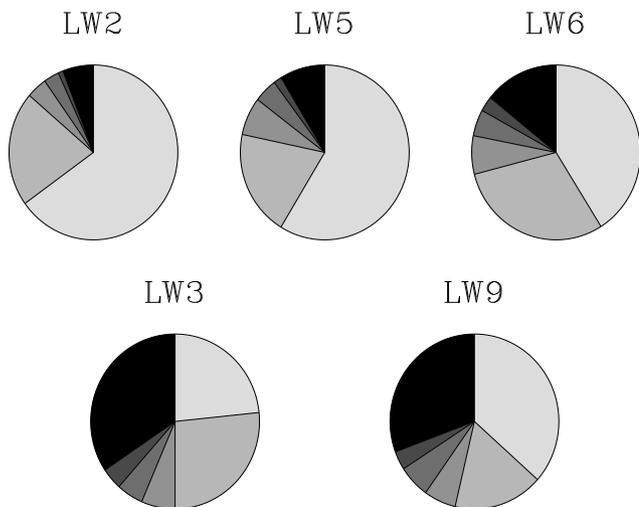
- $R$ , which can take values from 0 to 3, directly depends on the separation  $d_1$  between the ISO source and the associated closest DENIS source. Let  $R_s$  be half the maximum search radius for the ISO–DENIS association,  $R_s = 1.8''$  for ISO 3'' observations and  $R_s = 3.5''$  for ISO 6'' observations (as explained in the previous section, a maximum search radius of  $2 \times R_s$  has been used). We define  $R_c$  as the root mean square value of the separations of association between ISO and DENIS sources, with the DENIS catalogue limited to a source density of 72 000 sources per square degree for 3'' observations, and to 36 000 sources per square degree for 6'' observations. Finally, let  $R_m$  be the minimum between  $R_c$  and  $R_s/1.3$ . Then, we define  $R$  by the following inequalities:
  - if  $d_1 \leq R_m$  then  $R = 0$
  - if  $R_m < d_1 \leq R_s$  then  $R = 1$
  - if  $R_s < d_1 \leq \sqrt{2}R_s$  then  $R = 2$

- if  $\sqrt{2}R_s < d_1 \leq 2R_s$  then  $R = 3$
- $N$  depends on the number of DENIS sources within the search radius  $2 \times R_s$ . Let  $d_1$  be the distance from the ISO source to the closest DENIS source,  $d_2$  the distance to the second closest source, and  $R_s$  half the association radius.  $N$  is defined as follows:
  - if  $d_1 < R_s$  and  $d_2 > R_s$  then  $N = 0$
  - if  $d_1 < R_s$  and  $d_2 < R_s$  then  $N = 1$
  - if  $R_s \leq d_1 < 2R_s$  and  $R_s \leq d_2 < 2R_s$  then  $N = 1$
  - if  $d_2 > 2R_s$  then  $N = 0$
- $G$  is relevant only for the ISO 6'' observations, it depends on the  $K_s$  magnitude of the associated DENIS source and it is tailored to trace the actual probability of spurious association. As indicated in Cols. 16 and 17 of the table of ISOGAL fields (see Table 4) two cutoff  $K_s$  magnitudes  $K_{\text{max1}}$  and  $K_{\text{max2}}$  have been computed to limit the source density of the DENIS catalogue to 18 000 and 36 000 sources per square degree respectively. For ISO sources which are associated with a DENIS source with  $K_s < K_{\text{max1}}$ ,  $G = 0$ . But for associations with fainter sources with  $K_{\text{max1}} < K_s < K_{\text{max2}}$  (thus with higher DENIS source density)  $G$  is set to a positive value, according to the value of  $g$ , which is roughly the ratio of the number of new associations with weak  $K_s$  sources with  $K_{\text{max1}} < K_s < K_{\text{max2}}$ , over the number of expected spurious associations with such weak  $K_s$  sources. For ISOGAL sources with a DENIS association with  $K_{\text{max1}} < K_s < K_{\text{max2}}$ , the value of  $G$  is set to:
  - 1 if  $g > 5$
  - 2 if  $3 < g \leq 5$
  - 3 if  $2.5 < g \leq 3$
  - 4 if  $2 < g \leq 2.5$
  - 5 if  $g \leq 2$

- $Q$  gives an indication on the global quality of ISO–DENIS associations for each field. From the results of the ISO–DENIS associations, a visual inspection of the histograms of the distances of associations enabled us to derive a global quality flag for each field, which is set to  $Q = 0$  when there is no obvious problem, and to  $Q = 1$  when there is a significant tail in the distribution of the distances and/or when the RMS of the association distances is greater or roughly equal to  $R_s$  (53 fields have  $Q = 1$ ), and to  $Q = 2$  when these problems seem more serious (only the FB+02558+00019 field has  $Q = 2$ ).

Let us stress the large fraction of DENIS associations,  $\sim 92\%$  for 7  $\mu\text{m}$  sources,  $\sim 79\%$  for 15  $\mu\text{m}$  sources in FB fields and  $\sim 45\%$  for 15  $\mu\text{m}$  sources with no 7  $\mu\text{m}$  association in FC fields (Fig. 32). The fraction of associations with  $K_{\text{max1}} < K_s < K_{\text{max2}}$  is also small,  $\sim 4\%$  for 7  $\mu\text{m}$  sources,  $\sim 2.5\%$  for 15  $\mu\text{m}$  sources in FB fields and  $\sim 17\%$  for 15  $\mu\text{m}$  sources with no 7  $\mu\text{m}$  association in FC fields. Therefore, the fraction of spurious associations among accepted associations (see below) always remains small, typically at most  $\sim 1\%$  for 7  $\mu\text{m}$  sources and a few percent for 15  $\mu\text{m}$  sources.

Finally, when the computation of  $Q_{ID}$  by the previous formula leads to a negative or null result, the association is considered as invalid, this flag is set to 0 and no DENIS association is given in the catalogue. With this definition, associations with a quality flag equal to 4 or 5 can be considered as secure, while a value of 3 is more uncertain but remains a high probability association, and values of 1 or 2 are more doubtful but still include an appreciable fraction of real associations. The distribution of the computed ISO–DENIS association flags is shown in Fig. 32, where it can be seen that  $\sim 87\%$  of the associations found have a good quality (flag  $\geq 4$ ), while fewer than 8% of the  $7\ \mu\text{m}$  sources (LW2, LW5 and LW6 filters) within the area observed by DENIS have no association.



**Fig. 32.** Distributions of the ISO–DENIS association flag for the different ISO filters. The gray scale corresponds to the different values of this flag, from 5 (lightest gray) to 1 (darkest gray), and the black sectors show the fraction of sources without DENIS association within the area observed by DENIS.

## 5. ISOGAL–DENIS Point Source Catalogue (version 1)

The Point Source Catalogue contains a total of 106 150 sources, and is composed of two sections. For each field, the “regular” catalogue contains all the sources inside the formal limits of the rectangular field, as defined in Table 4. These limits have been computed to avoid any border effects: all the sources inside this area are located at more than two pixels from the saw-tooth edges of the observed raster, both at  $7\ \mu\text{m}$  and  $15\ \mu\text{m}$  for FC fields. This differs from the EDGE flag computed for each wavelength (see Sect. 3.2.5) since the “regular” region is limited to a rectangular area (whose axis are aligned along the galactic ones) which has been fully observed at both wavelengths.

Then, the “edge” catalogue contains the sources outside the limits of the rectangular field, but excluding the

measurements at less than two pixels from the saw-tooth edges. This means that in the “edge” region of an FC field, it is possible to find a source with for example a  $7\ \mu\text{m}$  detection and no  $15\ \mu\text{m}$  counterpart, simply because the edges of the  $15\ \mu\text{m}$  raster do not exactly match the ones of the  $7\ \mu\text{m}$  raster, so that the source can be outside the region observed at  $15\ \mu\text{m}$  or within 2 pixels of one saw-tooth edge. As a result,  $\sim 53\%$  of the  $7\ \mu\text{m}$  sources and  $\sim 81\%$  of the  $15\ \mu\text{m}$  sources in the “regular” regions of all FC fields have an association at the other ISO wavelength, while these fractions become  $\sim 47\%$  for  $7\ \mu\text{m}$  sources and  $\sim 70\%$  for  $15\ \mu\text{m}$  sources in the “edge” regions.

Both the “regular” and the “edge” catalogues have the format described in Table 16, and a few examples of entries are given in Table 17. The final Catalogue contains 93 385 sources in the “regular” regions, and 12 765 sources in the “edge” regions.

### 5.1. Position data

The first ten entries for each source in the PSC consist of general data, as described below.

- Col. 1: source number in the field. This number increases with the right ascension of the sources. Each individual catalogue (the “regular” and the “edge” for each field) contains its own numbering, and these numbers are preceded by an “E” in the “edge” catalogues.
- Col. 2: source name. It is composed of 25 characters, following the format:

$$ISOGAL - P Jhhmmss.s \pm ddmmsX$$

where “ISOGAL” stands for the ISOGAL–DENIS data, the “P” means that these are provisory data, and the  $Jhhmmss.s \pm ddmms$  are the J2000 equatorial coordinates of the source, as they appear in Cols. 3 and 4. The last character, ‘X’, is left blank in all cases but those where two (or exceptionally three) sources from different fields are found at the same position, because they are associated with the same DENIS source and because of edge effects. This concerns 842 sources (0.8% of the PSC) and in all those cases, at least one of the coinciding sources is in an “edge” catalogue. A letter is appended to the name of the sources, starting with an *a* for that in a “regular” catalogue if it exists, otherwise using an arbitrary order between the “edge” catalogues, and going to *b* or *c* when needed.

- Cols. 3 and 4: reference J2000 equatorial coordinates, expressed in decimal degrees. These are the DENIS coordinates when there is a DENIS association (with quality flag  $Q_{ID} > 0$ ), or the ISOGAL corrected to DENIS system coordinates when there is DENIS observation for the field but no DENIS association. Finally, when there is no DENIS observation, these columns give the  $7\ \mu\text{m}$  coordinates when they exist, or the  $15\ \mu\text{m}$  coordinates corrected to the  $7\ \mu\text{m}$  referential for sources in FC field without  $7\ \mu\text{m}$  detection, or the  $15\ \mu\text{m}$  coordinates for sources in FB fields.

**Table 16.** Format of the ISOGAL Point Source Catalogue (version 1) - 106 150 entries (see examples in Table 17)

Col.	Name	Format	Units [range]	Description
1	Number	a5		source identification number in the field
2	Name	a25	ISOGAL-PJhhmmss.s±ddmmssX	source identifier (J2000) <sup>a</sup>
3	RAJ2000	f8.4	deg [0–360]	Right Ascension (J2000) <sup>b</sup>
4	DEJ2000	f8.4	deg [-90–+90]	Declination (J2000)
5	RAISOGAL	f8.4	deg [0–360]	ISOGAL RA (J2000)
6	DEISOGAL	f8.4	deg [-90–+90]	ISOGAL Dec (J2000)
7	G_lon	f8.4	deg [-180–+180]	Galactic longitude
8	G_lat	f8.4	deg [-90–+90]	Galactic latitude
9	Lfield	a14	Fxslllllsbbbb	ISOGAL field name
10	D_field	a7		DENIS image name <sup>c</sup>
11	Imag	f5.2	mag	DENIS <i>I</i> -band magnitude <sup>d</sup>
12	Icorr	f4.2	[0–1]	DENIS <i>I</i> -band correlation factor
13	x_I	f5.1	pixel	x-position in DENIS <i>I</i> -band image
14	y_I	f5.1	pixel	y-position in DENIS <i>I</i> -band image
15	Jmag	f5.2	mag	DENIS <i>J</i> -band magnitude <sup>d</sup>
16	Jcorr	f4.2	[0–1]	DENIS <i>J</i> -band correlation factor
17	x_J	f5.1	pixel	x-position in DENIS <i>J</i> -band image
18	y_J	f5.1	pixel	y-position in DENIS <i>J</i> -band image
19	Kmag	f5.2	mag	DENIS <i>K<sub>s</sub></i> -band magnitude <sup>d</sup>
20	Kcorr	f4.2	[0–1]	DENIS <i>K<sub>s</sub></i> -band correlation factor
21	x_K	f5.1	pixel	x-position in DENIS <i>K<sub>s</sub></i> -band image
22	y_K	f5.1	pixel	y-position in DENIS <i>K<sub>s</sub></i> -band image
23	mag7	f5.2	mag	ISOGAL 7 $\mu\text{m}$ magnitude <sup>d</sup>
24	e_mag7	f4.2	mag	uncertainty in 7 $\mu\text{m}$ magnitude
25	flt_7	i1	[2,5,6]	LW number of filter used
26	pfov_7	i1	arcsec [3,6]	pixel field of view
27	x_7	f6.2	pixel	x-position on ISOGAL final 7 $\mu\text{m}$ image
28	y_7	f6.2	pixel	y-position on ISOGAL final 7 $\mu\text{m}$ image
29	npix_7	i1	[0–7]	npix flag at 7 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
30	mesh_7	i1	[1,2,3]	mesh flag at 7 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
31	edge_7	i1	[0,1]	edge flag at 7 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
32	qual_7	i1	[0–4]	global quality flag at 7 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
33	mag15	f5.2	mag	ISOGAL 15 $\mu\text{m}$ magnitude <sup>d</sup>
34	e_mag15	f4.2	mag	uncertainty in 15 $\mu\text{m}$ magnitude
35	flt_15	i1	[3,9]	LW number of filter used
36	pfov_15	i1	arcsec [3,6]	pixel field of view
37	x_15	f6.2	pixel	x-position on ISOGAL final 15 $\mu\text{m}$ image
38	y_15	f6.2	pixel	y-position on ISOGAL final 15 $\mu\text{m}$ image
39	npix_15	i1	[0–7]	npix flag at 15 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
40	mesh_15	i1	[1,2,3]	mesh flag at 15 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
41	edge_15	i1	[0,1]	edge flag at 15 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
42	qual_15	i1	[0–4]	global quality flag at 15 $\mu\text{m}$ (see Sect. 3.2.5)
43	dis_II	f5.2	arcsec	separation 7 to 15 $\mu\text{m}$ associated sources
44	ass_II	i1	[0–4]	7–15 $\mu\text{m}$ association quality flag
45	dis_ID	f5.2	arcsec	separation ISOGAL to DENIS associated sources
46	ass_ID	i1	[0–5]	ISOGAL–DENIS association quality flag

<sup>a</sup> The last character ‘X’ is only present when two sources with the same position have to be distinguished (see text, Sect. 5.1)

<sup>b</sup> Coordinates: the final adopted coordinates (Cols. 3 and 4) are the DENIS ones if there is an association, or the ISO corrected to DENIS if an observation exists but no source was associated. In the northern fields (without DENIS), the coordinates are the 7  $\mu\text{m}$  ones if they exist, or the 15  $\mu\text{m}$  ones for the sources in FB fields, and the 15  $\mu\text{m}$  corrected to 7  $\mu\text{m}$  for the sources detected only at 15  $\mu\text{m}$  in the FC fields. When no DENIS association exists, RAJ2000=RAISOGAL and DEJ2000=DEISOGAL.

<sup>c</sup> Only the seven last digits of the DENIS numbers have been stored, as the three first ones are always 000.

<sup>d</sup> A value of 88.88 for a magnitude means that this position was not observed at this wavelength, while a value of 99.99 means that the source was not detected at this wavelength.

**Table 17.** Examples of entries in the ISOGAL–DENIS Point Source Catalogue from the C32 field

Col.	Name	Example 1	Example 2	Example 3
1	Number	0008	0017	0007
2	Name	ISOGAL-PJ174118.0-282916	ISOGAL-PJ174122.7-283146	ISOGAL-PJ174117.6-282901
3	RAJ2000	265.3250	265.3446	265.3234
4	DEJ2000	-28.4880	-28.5296	-28.4838
5	RAISOGAL	265.3251	265.3446	265.3230
6	DEISOGAL	-28.4880	-28.5296	-28.4837
7	G_lon	-0.1158	-0.1419	-0.1129
8	G_lat	1.0415	1.0048	1.0449
9	Lfield	FC+00000+00100	FC+00000+00100	FC+00000+00100
10	D_field	0955338	0000000	0955339
11	Imag	16.49	99.99	16.36
12	Icorr	0.96	0.0	0.91
13	x_I	367.7	0.0	376.6
14	y_I	153.8	0.0	735.6
15	Jmag	10.87	99.99	10.63
16	Jcorr	0.99	0.0	0.98
17	x_J	369.9	0.0	371.1
18	y_J	154.9	0.0	745.1
19	Kmag	8.32	99.99	8.02
20	Kcorr	0.98	0.0	0.99
21	x_K	368.1	0.0	370.5
22	y_K	151.8	0.0	750.9
23	mag7	7.60	3.47	7.36
24	e_mag7	0.03	0.01	0.03
25	filt_7	2	2	2
26	pfov_7	6	6	6
27	x_7	165.76	181.81	164.10
28	y_7	71.76	50.07	74.02
29	npix_7	2	0	2
30	mesh_7	3	3	3
31	edge_7	0	0	0
32	qual_7	4	4	4
33	mag15	99.99	1.54	5.84
34	e_mag15	0.00	0.03	0.06
35	filt_15	0	3	3
36	pfov_15	0	6	6
37	x_15	0.00	181.64	163.77
38	y_15	0.00	49.86	73.49
39	npix_15	0	1	2
40	mesh_15	0	3	3
41	edge_15	0	0	0
42	qual_15	0	4	4
43	dis_II	0.00	1.06	1.16
44	ass_II	0	4	4
45	dis_ID	0.32	0.00	1.25
46	ass_ID	5	0	5

– Cols. 5 and 6 give the ISOGAL corrected coordinates, which are the ISOGAL extracted coordinates when there is no DENIS observation of the field or the ISOGAL corrected to DENIS system ones when a DENIS observation exists (thus Cols. 3 and 5 as well as

Cols. 4 and 6 are identical for sources without DENIS association).

– Cols. 7 and 8 give the galactic reference coordinates corresponding to the reference coordinates given in Cols. 3 and 4, in the commonly used  $(l^{II}, b^{II})$  galactic system.

**Table 18.** Format of spurious sources Table (version 1)

Col.	Name	Format	Units [range]	Description
1	Number	a4		identification number in the ION
2	RAJ2000	f8.4	deg [0–360]	ISOGAL RA (J2000)
3	DEJ2000	f8.4	deg [-90+90]	ISOGAL Dec (J2000)
4	Mag	f5.2	mag	ISOGAL magnitude
5	ION	a8		ISO observation number
6	x	f6.2	pixel	x-position on ISOGAL final image
7	y	f6.2	pixel	y-position on ISOGAL final image

- Col. 9 gives the name of the ISOGAL field.
- Col. 10 gives the last seven digits of the number of the DENIS image where an ISO–DENIS association was found. For ISOGAL sources with no DENIS counterpart, this column contains 0000000.

### 5.2. DENIS data

All the DENIS data are given in Cols. 11 to 22. For each of the three bands, these data are the measured magnitude, the correlation factor with the PSF, and the pixel coordinates of the source in the individual DENIS 12'×12' image, whose reference number is given in Col. 10.

For the ISOGAL sources within the area observed by DENIS but with no DENIS association, the  $I$ ,  $J$  and  $K_s$  magnitudes are set to 99.99, while they are set to 88.88 for all the sources located outside the region surveyed by DENIS. In these two cases, the PSF correlation factors and pixel coordinates are set to 0.

The correlation factors with the PSF give an indication of the photometric quality (see Simon et al., in preparation): the uncertainty on the measured magnitude is small when this factor is  $\geq 0.95$ . On the other hand, a value  $\leq 0.85$  means that the photometry is more uncertain (typically by 0.1 to 0.2 magnitude). For bright sources, this may come from moderate saturation effects, while for faint sources, a value  $\leq 0.80$  is more typical. Nevertheless, a factor  $\leq 0.70$  indicates a poor photometric quality, which may be caused by blending effects or confusion with the background.

### 5.3. ISOCAM data

Cols. 23 to 42 give all the data derived from individual 7 and 15  $\mu\text{m}$  ISO observations, including quality flags (see Sect. 3.2.5), calibrated magnitudes, uncertainties ( $\sigma$ ) from the PSF fit measurement of the magnitudes, pixel positions in the final image (after correction of the orientation, see Sect. 7), filter numbers and pixel sizes.

### 5.4. Association quality flags

The value of the ISOGAL 7–15  $\mu\text{m}$  association flag (see definition in Sect. 3.6.3) is given in Col. 44, and the separation (in arcseconds) between the 7  $\mu\text{m}$  and the 15  $\mu\text{m}$

positions (after correction of the field offset) is given in Col. 43. This flag and the corresponding separation are set to zero for sources with no 7–15  $\mu\text{m}$  association.

For the ISO–DENIS association, the quality flag (see definition in Sect. 4.4.5) is given in Col. 46, and the separation (in arcseconds) between the ISO and the DENIS positions (after correction of the field offset) is given in Col. 45. Again, these two entries are set to zero when there is no ISO–DENIS association.

### 5.5. Examples

Table 17 shows three examples of entries in the ISOGAL–DENIS Point Source Catalogue. These sources are located in the “C32” field ( $l = 0.0$ ,  $b = +1.0$ ). The first one has been detected at 7  $\mu\text{m}$  but not at 15  $\mu\text{m}$ , and has a DENIS association. The second one has been detected at 7 and 15  $\mu\text{m}$  but has no DENIS association. Finally, the third one is detected in all five bands.

## 6. Catalogue of spurious sources

As explained in Sect. 3.2.8, three kinds of extracted sources brighter than the limiting magnitude of each field are considered spurious: (1) the sources found only in the ‘inversion’ processed raster, with no counterpart in a 1 pixel search radius in the ‘vision’ raster, (2) the sources with simultaneously a doubtful inversion-vision association (with a separation between 0.5 and 1 pixel) and with a poor detection confirmation (i.e. with no association between the  $mesh = 1$  and the  $mesh = 2$  results), and (3) the possible remnants of bright sources, found by a procedure that looked at the same pixel location in the five successive images of the implied raster.

These sources are published in three distinct tables. Their format is defined in Table 18. The numbers, as they appear in Col. 1, are preceded by an “I” for the “inversion-only” sources, by an “M” for the sources of the second class and by an “R” for the probable remnants.

Note that most spurious sources of the first two kinds are probably artifacts, but can also be related to faint extended structures, for which different parameters in the extraction process result in slightly different coordinates. The third class of spurious sources is essentially composed of spurious remnants, but may contain a few real sources,

which have been accidentally discarded by the procedure because of spatial coincidence with a putative remnant.

## 7. ISOCAM corrected images

The ISOCAM images have been initially processed using version 7.0 of the off-line processing pipeline (Sect. 3.1). Similar images processed with the latest version of OLP are now publically available through the Data Archive on the ISO web site<sup>4</sup>. However, we make available here the OLP7 images together with version 1 of the PSC for consistency, because they have been used for the extraction of the sources of this catalogue. Improved ISOGAL images (Miville-Deschênes et al. 2000 and in preparation) will be published with version 2 of the catalogue.

Because of the difference in orientation between the individual images (aligned along the satellite axis, thus with the equatorial coordinates) and the mosaiced rasters (aligned along the galactic axes), and of different times of observations, the orientation obtained after the OLP7 processing was different from one raster to another. We therefore decided to change this orientation if necessary, in order to use the same convention for all rasters, and set the orientation to  $l$  along decreasing  $X$  and  $b$  along increasing  $Y$ .

A more important improvement provided by the construction of the ISOGAL PSC deals with the astrometry, which has been tied to DENIS whenever possible. The offsets that we applied to the source coordinates in order to associate the ISO sources with DENIS have also been applied to the rasters, as indicated in Table 2. For the FC fields with no DENIS observation, the astrometry of the 15  $\mu\text{m}$  rasters has been tied to that of the 7  $\mu\text{m}$  ones. The corrected images are available through the CDS and the IAP<sup>5</sup> server.

## 8. Summary

The first version of the ISOGAL–DENIS Point Source Catalogue contains a total of 106 000 sources, with one or two magnitude measurements in the mid-infrared (7 and 15  $\mu\text{m}$ ), and up to three magnitude measurements in the near-infrared ( $I$ ,  $J$  and  $K_s$  bands of the DENIS survey, see Table 16 and Table 17). The data are presented in two similar tables, corresponding to the “regular” and the “edge” regions of the observed fields. The latter contains the sources from the edges of the ISOCAM rasters, where border effects can occur, which can lead to non-association between the two ISO bands.

The typical RMS photometric uncertainty is at most  $\sim 0.1$  mag for the DENIS bands, and better than 0.15 mag for the ISO bands in most cases, but it can reach 0.3 mag for the faintest sources in the densest fields. For the most numerous fields observed with broad filters, the limiting magnitudes of the published catalogues range between 8.8

and 10.1 at 7  $\mu\text{m}$  (with a median value equal to 9.46 mag, or  $F_\nu \sim 15$  mJy), and between 7.7 and 8.8 at 15  $\mu\text{m}$  (median 8.16 mag,  $F_\nu \sim 11$  mJy), depending on the source density. For the most difficult fields observed with narrow filters, these limits range between 8.2 and 9.6 mag at 7  $\mu\text{m}$  and between 7.0 and 8.2 mag at 15  $\mu\text{m}$ . These limits are conservative and the fainter sources have been rejected in the present version of the PSC<sup>6</sup>.

The current astrometric accuracy of the DENIS data used is better than 0.5” (RMS). The final coordinates (as they appear in Cols. 3 and 4 of the catalogue - see Table 16 - in equatorial J2000 system, in Cols. 7 and 8 in the galactic system, and in the name of the source, Col. 2) of all ISOGAL sources with a DENIS counterpart are the DENIS ones, and should also be accurate to 0.5”. The astrometry of the ISOGAL sources with no DENIS association, but within the fields observed by DENIS, is also tied to the DENIS coordinates, and should therefore be accurate to  $\sim 2$ ” (RMS, see Fig. E-31). Finally, ISOGAL sources located outside the area surveyed by DENIS may suffer from the lens wheel jitter of ISOCAM, resulting in a maximum  $\sim 10$ ” systematic offset in the extracted coordinates.

Several flags have been implemented to characterise the reliability of the sources, the quality of their photometry and of the associations between the different bands. An indication of the reliability of the mid-infrared detection is also given by the *mesh* flag (Col. 30 for 7  $\mu\text{m}$  and Col. 40 for 15  $\mu\text{m}$ , see Table 16). A value of 3 indicates a good reliability level, while a value of 1 or 2 shows that the extraction was not perfectly confirmed, making the real point-like nature of the source doubtful.

The global quality of the ISO photometry and reliability of each source is quantified by one quality flag for each band. These two flags are given in Col. 32 for 7  $\mu\text{m}$  and in Col. 42 for 15  $\mu\text{m}$ , and range from 1 to 4, the highest value corresponding to the best quality. Thus sources with quality flags equal to 1 or 2 should be considered with caution.

The quality of the association between the two ISO bands is also characterised by a specific flag, which appears in Col. 44, together with the separation of the association in Col. 43. When this flag is equal to 3 or 4, which means that the separation between the 7  $\mu\text{m}$  coordinates and the 15  $\mu\text{m}$  ones is smaller than one pixel, the validity of the association is almost certain, while a value of 1 or 2 means that the association has to be carefully checked, but it may be a real association for slightly extended sources.

Finally, the quality of the ISO–DENIS association is quantified by a flag given in Col. 46 (and the ISO–DENIS separation appears in Col. 45). Here, values of 4 or 5 correspond to secure associations, while a value of 3 means that the association was not straightforward, but it still has a good probability to be real. When this flag is equal

<sup>6</sup> The complete catalogues, including the faint sources rejected, may be obtained by requesting the ISOGAL PI, [omont@iap.fr](mailto:omont@iap.fr)

<sup>4</sup> <http://www.iso.vilspa.esa.es/ida/index.html>

<sup>5</sup> <http://www-isogal.iap.fr/Fields/index.tdt.html>

to 1 or 2, the reality of the association has to be checked carefully, using for instance colour compatibility criteria.

## 9. Conclusion

With the first public version of the ISOGAL–DENIS Point Source Catalogue, we provide the astronomical community with a catalogue containing about  $10^5$  mid-infrared sources, detected at 7 and/or 15  $\mu\text{m}$  in the obscured centre of the Galaxy. The bulk of them are associated with near-infrared data from the DENIS survey. We also provide nearly 400 mid-infrared images, with an astrometric accuracy of  $\sim 1''$  for most of them.

All the data were reduced using data products of version 7 of the ISO off-line processing pipeline. Additional specific procedures enabled us to greatly reduce the number of artifacts and to reduce the photometric uncertainty to typically 0.15 mag, at the cost of limiting the published catalogue in the densest observed fields to levels well above the sensitivity limit of a few mJy.

A second version of the catalogue is already under development, based on a systematic reprocessing of the raw data using the most up-to-date specialised procedures (Miville-Deschênes 2000 and in preparation). This second version will also contain systematic cross-associations with the near-infrared data of the 2MASS survey, and with the mid-infrared data of the MSX survey.

*Acknowledgements.* We thank the whole ISOGAL Team for its contribution to the project and to the production of the present catalogue.

The ISOCAM data presented in this paper were analysed using ‘CIA’, a joint development by the ESA Astrophysics Division and the ISOCAM Consortium. The ISOCAM Consortium is led by the ISOCAM PI, C. Cesarsky. We thank A. Abergel, H. Aussel, A. Coulais, R. Gastaud, M. Pérault, J.L. Starck and many other members of the ISOCAM team, of the ISO/ESA team at Villafranca and especially of the CIA team for their help in the ISOGAL data reduction. We are very grateful to all people who contributed to the ISOGAL data reduction, including T. August, X. Bertou, E. Copet and M. Unavane.

We thank the whole DENIS Team, and especially its PI, N. Epchtein, and S. Bégon, J. Borsenberger, B. de Batz, P. Fouqué, S. Kineswenger & D. Tiphène for making available the DENIS data. The DENIS project is supported, in France by the Institut National des Sciences de l’Univers, the Education Ministry and the Centre National de la Recherche Scientifique, in Germany by the State of Baden-Württemberg, in Spain by the DGICYT, in Italy by the Consiglio Nazionale delle Ricerche, in Austria by the Fonds zur Förderung der wissenschaftlichen Forschung and the Bundesministerium für Wissenschaft und Forschung.

This publication made use of data products from the Midcourse Space Experiment. Processing of the data was funded by the Ballistic Missile Defense Organization with additional support from NASA Office of Space Science.

This work was carried out in the context of EARA, the European Association for Research in Astronomy.

S. Ganesh was supported by a fellowship from the Ministère des Affaires Étrangères, France, and this research was sup-

ported by the Project 1910-1 of Indo-French Center for the Promotion of Advanced Research (CEFIPRA). SG also acknowledges the support he received from the French CNRS for participating in the astronomical school in Les Houches in 1998. M. Schultheis acknowledges the receipt of an ESA fellowship. B. Aracil and A. Soive were posted to the ISOGAL Project by the Délégation Générale de l’Armement, France.

We are grateful to Dr. M. Cohen for his help in the calibration of ISOCAM data, and to Dr. S. Ott and Prof. I.S. Glass for their useful comments and inputs.

## References

- Abergel, A., Miville-Deschênes, M.-A., Désert, F.-X., et al. 1998, “The transient behaviour of the long wavelength channel of ISOCAM”, [http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl.lib/CAM/transient\\_detector\\_ws.ps.gz](http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl.lib/CAM/transient_detector_ws.ps.gz)
- Aussel, H. 1998, August 13, “ISOCAM LW channel Field of View Distortion”, <http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl.lib/CAM/distortion.ps.gz>
- Bellazzini, M., Fusi Pecci, F., Montegriffo, P., et al. 2002, AJ 123, 2541
- Biviano, A., Sauvage, M., Gallais, P., et al. 1998, May 18, “The ISOCAM Dark Current Calibration Report”, <http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl.lib/CAM/darkdoc.ps.gz>
- Blommaert, J. A. D. L. 1998, December 18, “ISOCAM Photometry Report”, [http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl.lib/CAM/photom\\_rep\\_fn.ps.gz](http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl.lib/CAM/photom_rep_fn.ps.gz)
- Blommaert, J. A. D. L., Metcalfe, L., Altieri, B., et al. 2000, Experimental Astronomy 10, 241
- Blommaert, J. A. D. L., Siebenmorgen, R., Coulais, A., et al. 2001, “The ISO Handbook, Volume III: CAM - The ISO Camera”, <http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/III/cam.hb/>
- Bontemps, S., André, P., Kaas, A. A., et al. 2001, A&A 372, 173
- Burgdorf, M. J., Cohen, M., Price, S. D., et al. 2000, A&A 360, 111
- Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnèse, P., et al. 1996, A&A 315, L32
- Coulais, A., & Abergel, A. 2000, A&AS 141, 533
- Dole, H., Gispert, R., Lagache, G., et al. 2001, A&A 372, 364
- Egan, M. P., Shipman, R. F., Price, S. D., et al. 1998, ApJ 494, L199
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Fadda, D., et al. 1999, A&A 351, 37
- Epchtein, N., de Batz, B., Copet, E., et al. 1994, Ap&SS 217, 3
- Epchtein, N., de Batz, B., Capoani, L., et al. 1997, The Messenger 87, 27
- Felli, M., Comoretto, G., Testi, L., Omont, A., & Schuller, F. 2000, A&A 362, 199
- Felli, M., Testi, L., Schuller, F., & Omont, A. 2002, A&A 392, 971
- Fouqué, P., Chevallier, L., Cohen, M., et al. 2000, A&AS 141, 313
- Glass, I. S., Ganesh, S., Alard, C., et al. 1999, MNRAS 308, 127
- Hammersley, P. L., Jourdain de Muizon, M., Kessler, M. F., et al. 1998, A&AS 128, 207
- Hennebelle, P., Pérault, M., Teyssier, D., & Ganesh, S. 2001, A&A 365, 598

- Jiang B. W., Omont A., Ganesh S., Simon G., Schuller F. 2003, A&A 400, 903
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., et al. 1996, A&A 315, L27
- Lumsden, S. L., Hoare, M. G., Oudmaijer, R. D., & Richards, D. 2002, MNRAS 336, 621
- Mill, J. D., O'Neil, R. R., Price, S., et al. 1994, Journal of Spacecraft and Rockets 31, 900
- Miville-Deschênes, M.-A., Boulanger, F., Abergel, A., & Bernard, J.-P. 2000, A&AS 146, 519
- Nordh, L., Olofsson, G., Bontemps, S., et al. 1998, in ASP Conf. Ser. 132, Star Formation with the Infrared Space Observatory, ed. J. Yun & R. Liseau, 127
- Ojha D. K., Omont A., Schuller F., et al. 2003, A&A 403, 141
- Omont, A., Ganesh, S., Alard, C., et al. 1999, A&A 348, 755
- Omont, A., Gilmore, G. F., Alard, C., et al. 2003, A&A, this issue
- Ortiz, R., Blommaert, J. A. D. L., Copet, E., et al. 2002, A&A 388, 279
- Ott, S., Abergel, A., Altieri, B., et al. 1997, Design and Implementation of CIA, the ISOCAM Interactive Analysis System. In ASP Conf. Ser. 125, ed. G. Hunt & H. E. Payne, 34
- Ott, S. 2002, PhD Thesis, Paris VI - Pierre et Marie Curie University
- Péruault, M., Omont, A., Simon, G., et al. 1996, A&A 315, L165
- Price, S. D., Egan, M. P., Carey, S. J., Mizuno, D. R., & Kuchar, T. A. 2001, AJ 121, 2819
- Rowan-Robinson, M., Oliver, S., Efstathiou, A., et al. 1999, in The Universe as Seen by ISO, ed. P. Cox & M. F. Kessler., ESA-SP 427, 1011
- Schuller, F. 2002, PhD Thesis, Paris VI - Pierre et Marie Curie University
- Schultheis, M., Ganesh, S., Glass, I. S., et al. 2000, A&A 362, 215
- Skrutskie, M. F., Schneider, S. E., Stiening, R., et al. 1997, in The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys, ed. F. Garzon, N. Epchtein, A. Omont et al. (Dordrecht: Kluwer), 25
- Starck, J.-L. 1998, in Les Houches Summer School on 'Infrared Astronomy from Space: Today and Tomorrow'
- Starck, J.-L., Murtagh, F., & Bijaoui, A. 1998, *Image Processing and Data Analysis: The Multiscale Approach*, Cambridge University Press
- Testi, L., Felli, M., Omont, A., et al. 1997, A&A 318, L13
- Zavagno, A., & Ducci, V. 2001, A&A 371, 312

## APPENDIX A - The 263 ISOGAL fields

Table A-1: Catalogue of ISOGAL FA (7  $\mu\text{m}$ ) fields

Field name	ISO obs. number	LW filter	Pixel size (")	$l_0$ (°)	$b_0$ (°)	$dl$ (°)	$db$ (°)
FA-06005-00075	60900367	2	6	-60.0395	-0.7511	0.0773	0.1439
FA-05187-00002	63003361	2	6	-51.8693	-0.0202	0.0872	0.2479
FA-05185-00080	63003363	2	6	-51.8481	-0.8009	0.0996	0.1441
FA-05184+00075	63003360	2	6	-51.8394	0.7500	0.0870	0.1643
FA-04519+00071	60600457	2	6	-45.1868	0.7117	0.0996	0.1645
FA-04500-00076	60600459	2	6	-44.9974	-0.7572	0.0885	0.1441
FA-03700-00073	48800856	2	6	-36.9990	-0.7298	0.0975	0.1412
FA-03689+00073	48800853	2	6	-36.8897	0.7304	0.0877	0.1433
FA-03003+00071	47401449	2	6	-30.0278	0.7120	0.0861	0.1428
FA-02987+00042	48401051	2	6	-29.8707	0.4107	0.1869	0.1372
FA-02976-00077	47401452	2	6	-29.7586	-0.7681	0.0858	0.1431
FA-02599-00079	48401248	2	6	-25.9897	-0.7892	0.0857	0.1425
FA-02583+00072	48401244	2	6	-25.8296	0.7209	0.0881	0.1440
FA-02410-00005	47401572	2	6	-24.0978	-0.0485	0.0469	0.1858
FA-02221-00076	49001343	2	6	-22.2076	-0.7581	0.0861	0.1428
FA-02218+00070	49001238	2	6	-22.1779	0.7016	0.0877	0.1438
FA-01887+00072	48801333	2	6	-18.8709	0.7203	0.0882	0.1441
FA-01869-00075	48801637	2	6	-18.6906	-0.7496	0.0854	0.1424
FA-01534+00010	48801431	2	6	-15.3415	0.1005	0.1866	0.1079
FA-01531+00073	48801529	2	6	-15.3109	0.7303	0.0883	0.1440
FA-01523-00074	48801532	2	6	-15.2308	-0.7398	0.0855	0.1424
FA-01244+00078	48401325	2	6	-12.4398	0.7807	0.0870	0.1434
FA-01226-00074	48401328	2	6	-12.2500	-0.7393	0.0869	0.1433
FA-00999-00072	64801324	2	6	-9.9900	-0.7193	0.0863	0.1443
FA-00990+00072	64801322	2	6	-9.9001	0.7204	0.0865	0.1444
FA-00739-00072	50501821	2	6	-7.3880	-0.7185	0.0868	0.1432
FA-00737+00078	50501816	2	6	-7.3681	0.7818	0.0877	0.1438
FA-00076+00019	49800123	6	6	-0.7595	0.1849	0.0385	0.0729
FA-00047-00006	31300236	5	3	-0.4730	-0.0549	0.0420	0.1441
FA-00006+00296	83701130	2	6	-0.0602	2.9601	0.0466	0.1426
FA-00005+00400	83701032	2	6	-0.0507	3.9999	0.0455	0.1422
FA-00005+00204	83701253	2	6	-0.0505	2.0503	0.0477	0.1430
FA+00000+00600	83700534	2	6	-0.0004	5.9999	0.0436	0.1414
FA+00580+00076	48700809	2	6	5.7994	0.7610	0.0879	0.1439
FA+00712+00068	48700615	2	6	7.1219	0.6825	0.0880	0.1439
FA+00737-00070	47700720	2	6	7.3720	-0.6986	0.0865	0.1431
FA+01010+00020	49300923	2	6	10.1016	0.1990	0.0487	0.0810
FA+01211-00076	49300131	2	6	12.1112	-0.7589	0.0870	0.1433
FA+01211+00066	49300126	2	6	12.1114	0.6617	0.0880	0.1439
FA+02232-00069	47200752	2	6	22.3224	-0.6883	0.0877	0.1432
FA+02577+00076	47201153	2	6	25.7715	0.7614	0.0891	0.1436
FA+02577-00065	48100559	2	6	25.7724	-0.6485	0.1005	0.1021
FA+06750+00074	73300136	2	6	67.4999	0.7408	0.0864	0.1443

Table A-2: Catalogue of ISOGAL FB (15  $\mu\text{m}$ ) fields

Field name	ISO obs. number	LW filter	Pixel size (")	$l_0$ (°)	$b_0$ (°)	$dl$ (°)	$db$ (°)
FB-04522+00015	24901254	3	6	-45.2160	0.1470	0.1610	0.3522
FB-04522-00044	24901254	3	6	-45.2160	-0.4391	0.1610	0.0564
FB-04513-00028	24901254	3	6	-45.1330	-0.2939	0.0780	0.0887
FB-03015+00012	31500852	3	6	-30.1397	0.1149	0.0747	0.1508
FB-03001-00010	31500852	3	6	-30.0002	-0.1026	0.2142	0.0666
FB-02581-00005	08700645	3	6	-25.8108	-0.0505	0.1090	0.2069
FB-02547-00033	31500348	3	6	-25.4804	-0.3218	0.0952	0.1694

Table A-2: Catalogue of ISOGAL FB fields (continued)

Field name	ISO obs. number	LW filter	Pixel size (")	$l_0$ (°)	$b_0$ (°)	$dl$ (°)	$db$ (°)
FB-02219+00011	31500440	3	6	-22.1904	0.1033	0.0750	0.1235
FB-01545-00022	31100231	3	6	-15.4504	-0.2204	0.1618	0.1416
FB-01258+00025	31100326	3	6	-12.5816	0.2446	0.0883	0.2603
FB-00966+00005	31100123	3	6	-9.6639	0.0500	0.0801	0.2469
FB-00576+00004	31500512	3	6	-5.7598	0.0391	0.1372	0.0418
FB-00436-00003	31100504	3	6	-4.3609	-0.0297	0.1218	0.4773
FB-00416-00007	31100505	3	6	-4.1632	-0.0702	0.0638	0.1011
FB-00367-00105	50501669	3	6	-3.6679	-1.0482	0.0726	0.1635
FB-00289-00016	31100401	3	6	-2.8891	-0.1524	0.2259	0.0777
FB-00115-00076	31301047	3	6	-1.1596	-0.7607	0.1503	0.0800
FB-00081-00035	31300313	9	6	-0.8162	-0.3483	0.0578	0.1744
FB-00075-00100	50501503	9	6	-0.7488	-0.9984	0.0882	0.0816
FB-00075+00100	49800101	9	6	-0.7487	1.0010	0.0868	0.0800
FB-00057+00040	31801220	9	6	-0.5755	0.3890	0.2225	0.1189
FB-00042-00040	31300314	9	6	-0.4202	-0.3998	0.0678	0.1004
FB-00008+00074	50502013	3	6	-0.0775	0.7453	0.1487	0.1991
FB-00006-00204	50501515	3	6	-0.0583	-2.0484	0.0740	0.1641
FB-00006-00318	50501516	3	6	-0.0580	-3.1782	0.0723	0.1633
FB-00001+00018	31300901	9	6	-0.0107	0.1776	0.0463	0.0768
FB+00009+00194	49800113	3	6	0.0923	1.9415	0.0725	0.1633
FB+00018+00085	31801312	3	6	0.1748	0.8498	0.0959	0.0587
FB+00032+00217	32500240	3	6	0.3225	2.1709	0.1448	0.0483
FB+00075-00100	49701604	9	6	0.7483	-1.0003	0.0879	0.0812
FB+00075+00100	49800202	9	6	0.7510	1.0017	0.0875	0.0807
FB+00089+00017	32500152	9	6	0.8928	0.1708	0.1508	0.0889
FB+00095+00038	32500116	9	6	0.9525	0.3804	0.1125	0.1207
FB+00141-00100	32500341	3	6	1.4132	-0.9986	0.0647	0.0456
FB+00363-00105	47001186	3	6	3.6294	-1.0505	0.0756	0.1640
FB+00369+00095	47001285	3	6	3.6890	0.9495	0.0737	0.1632
FB+00397+00027	14100107	3	6	3.9737	0.2703	0.0852	0.1631
FB+00416-00009	14100106	3	6	4.1606	-0.0893	0.1073	0.1012
FB+00548+00007	13800111	3	6	5.4814	0.0695	0.1985	0.1221
FB+00986+00040	13800421	3	6	9.8575	0.3967	0.1879	0.1075
FB+01185-00042	13800524	3	6	11.8542	-0.4211	0.0498	0.0786
FB+01244+00010	13800626	3	6	12.4388	0.0982	0.1127	0.0730
FB+01506-00035	13801129	3	6	15.0610	-0.3449	0.1259	0.0765
FB+01814+00007	13801538	3	6	18.1479	0.0695	0.0480	0.1013
FB+01829+00015	13801538	3	6	18.2860	0.1507	0.0901	0.0202
FB+01830-00014	13801561	3	6	18.3087	-0.1408	0.0505	0.1028
FB+01857-00042	13801534	3	6	18.5689	-0.4182	0.0616	0.0989
FB+01870+00037	13801637	3	6	18.6972	0.3634	0.0353	0.1421
FB+01917-00004	13801562	3	6	19.1682	-0.0383	0.0487	0.0433
FB+02230+00008	13801742	3	6	22.2984	0.0784	0.0495	0.0549
FB+02238-00003	13801742	3	6	22.3811	-0.0228	0.1366	0.0464
FB+02558+00019	13801947	3	6	25.5790	0.1855	0.0753	0.0457
FB+02562-00047	13801945	3	6	25.6189	-0.4626	0.0750	0.0323
FB+03007+00033	13901253	3	6	30.0663	0.3323	0.0775	0.1854
FB+03013+00005	13901252	3	6	30.1319	0.0542	0.0623	0.0848
FB+03038+00001	13901354	3	6	30.3811	0.0103	0.0610	0.0705
FB+03038+00036	13901354	3	6	30.3811	0.3626	0.0610	0.0613

Table A-3: Catalogue of ISOGAL FC (7+15  $\mu\text{m}$ ) fields

Field name	ISO 7 $\mu\text{m}$ obs. num.	ISO 15 $\mu\text{m}$ obs. num.	7 $\mu\text{m}$ filter	15 $\mu\text{m}$ filter	Pixel size (")	$l_0$ (°)	$b_0$ (°)	$dl$ (°)	$db$ (°)
FC-07940-03232	77500315	77500316	2	3	6	-79.4025	-32.3088	0.0436	0.0629
FC-05980+00016	60900365	60900366	2	3	6	-59.7969	0.1602	0.1234	0.1841
FC-05410-04489	78900220	78900221	2	3	3	-54.1026	-44.8898	0.0115	0.0130

Table A-3: Catalogue of ISOGAL FC fields (continued)

Field name	ISO 7 $\mu\text{m}$ obs. num.	ISO 15 $\mu\text{m}$ obs. num.	7 $\mu\text{m}$ filter	15 $\mu\text{m}$ filter	Pixel size (")	$l_0$ ( $^\circ$ )	$b_0$ ( $^\circ$ )	$dl$ ( $^\circ$ )	$db$ ( $^\circ$ )
FC-04530-00028	24901259	24901254	2	3	6	-45.2959	-0.2925	0.0797	0.0788
FC-04496+00000	24901257	60600458	2	3	6	-44.9606	0.0027	0.0816	0.4974
FC-03668-00001	48800854	48800855	2	3	6	-36.6818	-0.0101	0.0790	0.3288
FC-03011-00034	47401450	08700751	2	3	6	-30.1095	-0.3412	0.1860	0.1628
FC-02992+00012	48401051	31500852	2	3	6	-29.9218	0.1178	0.1358	0.1480
FC-02584+00038	48401246	31500347	2	3	6	-25.8396	0.3785	0.1882	0.1213
FC-02547+00000	48401247	31500348	2	3	6	-25.4804	0.0011	0.0952	0.1425
FC-02219-00013	49001240	31500440	2	3	6	-22.1889	-0.1268	0.0735	0.1007
FC-02194-00033	49001241	08700441	2	3	6	-21.9417	-0.3284	0.1747	0.0589
FC-02190+00005	49001239	08700544	6	3	6	-21.9003	0.0516	0.0709	0.2676
FC-01904+00013	48801334	31500234	2	3	6	-19.0380	0.1297	0.0694	0.3736
FC-01873-00003	48801335	31500235	2	3	6	-18.7398	-0.0295	0.0990	0.1431
FC-01863+00035	48801636	31500236	2	3	6	-18.6298	0.3499	0.1747	0.1423
FC-01534+00037	48801431	31100233	2	3	6	-15.3415	0.3597	0.1866	0.1424
FC-01258-00015	48401327	31100326	2	3	6	-12.5816	-0.1575	0.0883	0.1338
FC-01236-00040	48401326	31100324	2	3	6	-12.3595	-0.4004	0.2252	0.1005
FC-00980+00005	64801323	31100123	2	3	6	-9.8004	0.0500	0.0502	0.2469
FC-00785+00001	64801219	64801220	2	3	6	-7.8510	0.0100	0.0616	0.4154
FC-00724-00023	50501817	50501818	2	3	6	-7.2382	-0.2280	0.0621	0.1434
FC-00603+00001	49100913	31500511	2	3	6	-6.0250	0.0096	0.1229	0.1631
FC-00576+00017	49100914	31500512	2	3	6	-5.7598	0.1656	0.1372	0.0753
FC-00575-00023	49100912	31500510	2	3	6	-5.7491	-0.2303	0.1369	0.0801
FC-00566+00070	49100911	84000428	2	3	6	-5.6579	0.7023	0.0861	0.1428
FC-00536-00081	49100915	84000429	2	3	6	-5.3581	-0.8075	0.0865	0.1433
FC-00429-00075	50501610	84000327	2	3	6	-4.2870	-0.7487	0.0728	0.1638
FC-00428+00079	50601207	84000326	2	3	6	-4.2776	0.7924	0.0872	0.1435
FC-00289+00016	50701205	31100401	2	3	6	-2.8870	0.1613	0.1498	0.2268
FC-00272+00069	49701702	49701770	2	3	6	-2.7216	0.6893	0.0867	0.1639
FC-00272-00074	50601306	50601371	2	3	6	-2.7184	-0.7377	0.0876	0.1436
FC-00170+00034	49701701	31900202	2	3	6	-1.7006	0.3393	0.0979	0.1621
FC-00149+00100	83701309	32500238	2	3	6	-1.4897	1.0008	0.1432	0.0479
FC-00149-00100	83801111	32500342	2	3	6	-1.4893	-1.0002	0.1428	0.0464
FC-00121-00003	31300837	84101058	5	9	6	-1.2147	-0.0309	0.0736	0.1429
FC-00112-00035	84300224	31300313	6	9	6	-1.1205	-0.3439	0.2358	0.1700
FC-00109+00031	50501430	31801219	6	9	6	-1.0890	0.3061	0.2824	0.1941
FC-00100-00600	84001336	84001337	2	3	6	-1.0006	-6.0002	0.0429	0.1424
FC-00090-00003	31300837	83800857	5	9	6	-0.8959	-0.0309	0.1709	0.1429
FC-00062-00006	31300236	83600308	5	9	3	-0.6205	-0.0534	0.0985	0.1426
FC-00062-00040	84300225	84100738	6	9	6	-0.6198	-0.3997	0.1242	0.1016
FC-00039+00018	49800123	31300901	6	9	6	-0.3878	0.1788	0.3268	0.0756
FC-00027-00006	31300135	82700140	5	9	3	-0.2695	-0.0523	0.1547	0.1416
FC+00000+00100	83600418	83600523	2	3	6	-0.0011	0.9990	0.1441	0.0471
FC+00000-00100	84100926	84100927	2	3	6	-0.0011	-1.0013	0.1447	0.0488
FC+00004+00040	49702229	13600318	6	9	6	0.0408	0.3892	0.3866	0.1190
FC+00005-00024	83600855	83600856	5	9	6	0.0532	-0.2384	0.1494	0.1226
FC+00032-00217	84100428	84100429	2	3	6	0.3190	-2.1717	0.1442	0.0469
FC+00034-00005	31300734	82800341	5	9	3	0.3456	-0.0500	0.1171	0.1325
FC+00037+00017	84100143	13600503	5	9	6	0.3702	0.1696	0.2872	0.0796
FC+00059+00002	31300433	83800712	5	9	3	0.5934	0.0254	0.1197	0.0571
FC+00062-00014	31300433	84100259	5	9	3	0.6197	-0.1399	0.1054	0.0510
FC+00066-00041	47601120	47601119	6	9	6	0.6642	-0.4078	0.3827	0.1020
FC+00067+00038	49702227	32500116	6	9	6	0.6683	0.3804	0.1624	0.1207
FC+00089-00009	49800226	32500152	6	9	6	0.8928	-0.0889	0.1508	0.1648
FC+00103-00383	84001115	84001116	2	3	6	1.0287	-3.8304	0.1083	0.1197
FC+00113-00417	84001222	84001223	2	3	3	1.1425	-4.1655	0.0363	0.0445
FC+00124-00032	49701618	49701617	6	9	6	1.2382	-0.3298	0.1877	0.1845
FC+00127+00035	49800228	32500117	6	9	6	1.2719	0.3503	0.1875	0.1636
FC+00137-00263	83800913	83800914	2	3	6	1.3695	-2.6304	0.1099	0.1205
FC+00149+00100	84001007	32500239	6	3	6	1.4903	0.9999	0.1427	0.0473

Table A-3: Catalogue of ISOGAL FC fields (continued)

Field name	ISO 7 $\mu\text{m}$ obs. num.	ISO 15 $\mu\text{m}$ obs. num.	7 $\mu\text{m}$ filter	15 $\mu\text{m}$ filter	Pixel size ( $''$ )	$l_0$ ( $^\circ$ )	$b_0$ ( $^\circ$ )	$dl$ ( $^\circ$ )	$db$ ( $^\circ$ )
FC+00163-00100	84101405	84101406	6	9	6	1.6286	-1.0009	0.1435	0.0453
FC+00192-00012	47001889	31900116	6	3	6	1.9191	-0.1206	0.0990	0.2886
FC+00269+00013	67700402	47001503	2	3	6	2.6895	0.1300	0.1497	0.1425
FC+00270-00070	47001504	47001588	2	3	6	2.6988	-0.6996	0.0864	0.1422
FC+00280+00074	67700401	67700487	2	3	6	2.7995	0.7408	0.0880	0.1432
FC+00282-00029	84901044	14100101	6	3	6	2.8217	-0.2889	0.0731	0.2056
FC+00419+00027	47001107	14100107	2	3	6	4.1890	0.2703	0.1245	0.1631
FC+00434-00069	47001108	87200535	2	3	6	4.3514	-0.6895	0.0986	0.1222
FC+00440-00009	47001206	14100106	2	3	6	4.3995	-0.0906	0.1256	0.0813
FC+00442+00067	47001205	87200534	2	3	6	4.4200	0.6715	0.0859	0.1425
FC+00525-00302	84001724	84001725	2	3	3	5.2524	-3.0192	0.0414	0.0502
FC+00552+00045	48700813	13800212	2	3	6	5.5196	0.4503	0.1751	0.0596
FC+00567-00028	48700811	13800210	2	3	6	5.6692	-0.2898	0.0877	0.1647
FC+00581+00014	48700810	13800109	2	3	6	5.8097	0.1346	0.1244	0.1801
FC+00597-00076	48700814	87200637	2	3	6	5.9703	-0.7593	0.1113	0.1216
FC+00733+00015	48700616	48700617	2	3	6	7.3323	0.1512	0.0994	0.1634
FC+00760-00023	47700718	47700719	2	3	6	7.6025	-0.2288	0.0987	0.1840
FC+00955-00009	83400901	13800323	2	3	6	9.5518	-0.0884	0.1380	0.2174
FC+00975-00074	49301525	87200741	2	3	6	9.7514	-0.7385	0.0878	0.1431
FC+00976+00067	49300921	87200740	2	3	6	9.7599	0.6711	0.0864	0.1426
FC+00985-00020	49301522	13800420	2	3	6	9.8539	-0.2008	0.1494	0.2051
FC+00986+00021	49300923	13800421	2	3	6	9.8575	0.2075	0.1879	0.0725
FC+01205+00025	46700630	13800527	2	3	6	12.0487	0.2495	0.2379	0.0798
FC+01206-00042	49300127	13800524	2	3	6	12.0621	-0.4211	0.1503	0.0786
FC+01239-00021	46700628	13800625	2	3	6	12.3895	-0.2092	0.0989	0.2263
FC+01496-00014	87200203	13801130	6	3	6	14.9604	-0.1400	0.0854	0.1215
FC+01508+00012	87200205	13801108	6	3	6	15.0810	0.1184	0.0489	0.1278
FC+01509-00007	87200205	13801108	6	3	6	15.0914	-0.0664	0.0385	0.0570
FC+01514+00075	51301432	87100344	2	3	6	15.1401	0.7501	0.0857	0.1421
FC+01514+00042	51301438	13801133	2	3	6	15.1408	0.4195	0.1484	0.0798
FC+01518+00006	51301435	13801108	2	3	6	15.1825	0.0610	0.0501	0.1852
FC+01533-00034	51301433	13801129	2	3	6	15.3275	-0.3409	0.1338	0.0800
FC+01537+00023	87200204	13801132	6	3	6	15.3704	0.2309	0.1104	0.1006
FC+01542-00073	51301439	87100345	2	3	6	15.4212	-0.7311	0.0992	0.0802
FC+01694+00081	86900607	86900608	6	9	6	16.9399	0.8106	0.1991	0.2268
FC+01829+00005	47200445	13801538	2	3	6	18.2897	0.0453	0.0865	0.0772
FC+01837-00072	47200348	87100547	2	3	6	18.3721	-0.7184	0.0868	0.1436
FC+01857-00021	47200341	13801534	2	3	6	18.5695	-0.2083	0.0609	0.1022
FC+01857+00036	47200444	13801637	2	3	6	18.5830	0.3536	0.0749	0.1323
FC+01861+00011	47200343	13801636	2	3	6	18.6112	0.1117	0.1496	0.1022
FC+01864+00074	47200440	87100546	2	3	6	18.6515	0.7413	0.0882	0.1433
FC+01880-00012	87100406	13801635	2	3	6	18.8094	-0.1247	0.0374	0.1298
FC+01917+00026	47200447	13801562	2	3	6	19.1696	0.2562	0.0473	0.2434
FC+02183+00000	31900455	13801440	6	3	6	21.8287	-0.0016	0.0854	0.1634
FC+02200+00080	47200749	86900948	2	3	6	21.9999	0.8001	0.0858	0.1423
FC+02214-00035	31900351	13801439	2	3	6	22.1388	-0.3499	0.1236	0.1429
FC+02216+00027	47200750	13801741	2	3	6	22.1527	0.2722	0.0748	0.2266
FC+02243+00008	47200751	13801742	2	3	6	22.4331	0.0824	0.0762	0.0509
FC+02556+00008	48100556	13801947	2	3	6	25.5641	0.0806	0.0604	0.0518
FC+02562-00030	48100554	13801945	2	3	6	25.6205	-0.2994	0.0734	0.1230
FC+02567+00046	48100558	13801949	2	3	6	25.6769	0.4595	0.2017	0.0376
FC+02577+00017	87300311	87300312	6	9	6	25.7698	0.1694	0.0992	0.1228
FC+02590-00031	47201155	13801846	2	3	6	25.8989	-0.3089	0.0617	0.1850
FC+02596+00030	48100557	13801848	2	3	6	25.9607	0.3005	0.0731	0.2058
FC+02865+00000	85600913	85600914	6	9	6	28.6510	0.0017	0.1128	0.1437
FC+02990+00034	48000465	13901253	2	3	6	29.9004	0.3362	0.0807	0.1815
FC+02994-00035	48000461	13901250	2	3	6	29.9415	-0.3498	0.1616	0.1636
FC+03028-00074	35000591	85600639	2	3	6	30.2796	-0.7414	0.0608	0.2479
FC+03030-00023	85600717	85600718	6	9	6	30.2981	-0.2300	0.1379	0.1438

Table A-3: Catalogue of ISOGAL FC fields (continued)

Field name	ISO 7 $\mu\text{m}$ obs. num.	ISO 15 $\mu\text{m}$ obs. num.	7 $\mu\text{m}$ filter	15 $\mu\text{m}$ filter	Pixel size (")	$l_0$ ( $^\circ$ )	$b_0$ ( $^\circ$ )	$dl$ ( $^\circ$ )	$db$ ( $^\circ$ )
FC+03033+00070	35000590	85600638	2	3	6	30.3310	0.7000	0.0732	0.2690
FC+03037+00019	48000466	13901354	2	3	6	30.3732	0.1902	0.0532	0.1023
FC+03097+00020	85600315	85600316	6	9	6	30.9690	0.1996	0.2070	0.1361
FC+03100+00040	48000564	48000562	2	3	6	30.9987	0.3944	0.0888	0.0495
FC+03676-00076	48002271	71900102	2	3	6	36.7622	-0.7581	0.0871	0.1433
FC+03686+00073	48002268	71900101	2	3	6	36.8623	0.7317	0.0873	0.1436
FC+03700+00022	48002269	48002270	2	3	6	37.0006	0.2203	0.1520	0.1220
FC+04495-00075	48300276	72101804	2	3	6	44.9489	-0.7498	0.0856	0.1416
FC+04499+00073	48300172	72101803	2	3	6	44.9875	0.7312	0.0853	0.1427
FC+04499-00021	48300173	13900956	2	3	6	44.9889	-0.2093	0.1620	0.2878
FC+04499+00035	48300274	13901157	2	3	6	44.9891	0.3511	0.1623	0.1628
FC+04526-00032	48300175	13901159	2	3	6	45.2552	-0.3191	0.0964	0.1216
FC+04862+00022	72101743	72101744	6	9	6	48.6213	0.2200	0.1249	0.1440
FC+04911-00070	72500849	72400950	6	9	6	49.1115	-0.7000	0.2858	0.1429
FC+05153+00005	52501878	52501879	2	3	6	51.5292	0.0512	0.1230	0.2271
FC+05195-00075	52501880	72500406	2	3	6	51.9498	-0.7484	0.0846	0.1429
FC+05199+00077	52501877	72500405	2	3	6	51.9889	0.7724	0.0866	0.1429
FC+05318+00014	72500345	72500346	5	9	6	53.1820	0.1302	0.1167	0.1130
FC+05946+00010	52501982	52501983	2	3	6	59.4599	0.1008	0.0952	0.2683
FC+05998-00073	52501984	72500508	2	3	6	59.9785	-0.7276	0.0844	0.1413
FC+06009+00073	52501981	72500507	2	3	6	60.0896	0.7314	0.0822	0.1416
FC+06750+00000	73300137	72102434	2	3	6	67.5005	-0.0025	0.1245	0.2049
FC+06770-00070	73300138	72102435	2	3	6	67.6996	-0.7016	0.0862	0.1421
FC+07506+00069	73300230	73300327	2	3	6	75.0598	0.6904	0.0868	0.1429
FC+07506+00006	73300231	73300328	2	3	6	75.0702	0.0593	0.1244	0.2051
FC+07512-00072	73300232	73300329	2	3	6	75.1197	-0.7193	0.0872	0.1431
FC+08997-00076	73301026	73300823	2	3	6	89.9716	-0.7594	0.0896	0.1432
FC+09000+00077	73301024	73300821	2	3	6	90.0016	0.7705	0.0891	0.1429
FC+09000+00000	73301025	73300822	2	3	6	90.0023	-0.0001	0.1260	0.2050
FC+09748+00072	73300618	73300715	2	3	6	97.4813	0.7208	0.0836	0.1444
FC+09750+00000	73300619	73300716	2	3	6	97.5043	-0.0000	0.1247	0.2056
FC+09766-00070	73300620	73300717	2	3	6	97.6637	-0.6995	0.0870	0.1430
FC+10500+00000	74501513	74501410	2	3	6	104.9997	-0.0000	0.1209	0.2074
FC+10501-00077	74501514	74501411	2	3	6	105.0142	-0.7692	0.0881	0.1443
FC+10505+00071	74501512	74501409	2	3	6	105.0535	0.7108	0.0876	0.1442
FC+10562+00034	79500901	79500902	6	9	6	105.6334	0.3410	0.1382	0.1425
FC+10694+00518	79500811	79500812	6	9	6	106.9432	5.1795	0.0966	0.2043
FC+10886-00100	78800403	78800404	6	9	6	108.8552	-0.9974	0.1325	0.1409
FC+11011-00005	77901505	77901506	6	9	6	110.1079	0.0518	0.1360	0.1430
FC+13376+00100	78801013	78801014	6	9	6	133.7615	1.0011	0.1398	0.1423
FC+13586-00055	81101521	81101522	2	3	6	135.8633	-0.5479	0.0994	0.1022
FC+13825+00160	83901309	83901310	6	9	6	138.2450	1.6008	0.1321	0.1210



## Annexe C

Résumé de l'article de synthèse  
"ISOGAL : A deep survey of the  
obscured inner Milky Way with ISO  
at  $7 \mu m$  and  $15 \mu m$  and with DENIS  
in the near-infrared", Omont et al.  
2003, A&A 403, 975

## ISOGAL: A deep survey of the obscured inner Milky Way with ISO at 7 $\mu\text{m}$ and 15 $\mu\text{m}$ and with DENIS in the near-infrared<sup>\*,\*\*\*,\*\*\*</sup>

A. Omont<sup>1</sup>, G. F. Gilmore<sup>2</sup>, C. Alard<sup>3,1</sup>, B. Aracil<sup>1</sup>, T. August<sup>1</sup>, K. Baliyan<sup>5</sup>, S. Beaulieu<sup>2,32</sup>, S. Bégon<sup>1</sup>, X. Bertou<sup>1</sup>, J. A. D. L. Blommaert<sup>4,16</sup>, J. Borsenberger<sup>1,24</sup>, M. Burgdorf<sup>4,29</sup>, B. Caillaud<sup>1</sup>, C. Cesarsky<sup>12</sup>, A. Chitre<sup>1,26</sup>, E. Copet<sup>17</sup>, B. de Batz<sup>3</sup>, M. P. Egan<sup>11</sup>, D. Egret<sup>30</sup>, N. Epchtein<sup>13</sup>, M. Felli<sup>8</sup>, P. Fouqué<sup>18</sup>, S. Ganesh<sup>1,5</sup>, R. Genzel<sup>25</sup>, I. S. Glass<sup>14</sup>, R. Gredel<sup>31</sup>, M. A. T. Groenewegen<sup>16</sup>, F. Guglielmo<sup>1</sup>, H. J. Habing<sup>7</sup>, P. Hennebelle<sup>6</sup>, B. Jiang<sup>22</sup>, U. C. Joshi<sup>5</sup>, S. Kimeswenger<sup>19</sup>, M. Messineo<sup>7</sup>, M. A. Miville-Deschênes<sup>6</sup>, A. Moneti<sup>1</sup>, M. Morris<sup>20</sup>, D. K. Ojha<sup>9,1</sup>, R. Ortiz<sup>7,23</sup>, S. Ott<sup>4,28</sup>, M. Parthasarathy<sup>27</sup>, M. Pérault<sup>6</sup>, S. D. Price<sup>11</sup>, A. C. Robin<sup>15</sup>, M. Schultheis<sup>1</sup>, F. Schuller<sup>1</sup>, G. Simon<sup>3</sup>, A. Soive<sup>1</sup>, L. Testi<sup>8</sup>, D. Teyssier<sup>6</sup>, D. Tiphène<sup>17</sup>, M. Unavane<sup>2</sup>, J. T. van Loon<sup>2,10</sup>, and R. Wyse<sup>21</sup>

<sup>1</sup> Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS, 98 bis Bd. Arago, 75014 Paris

<sup>2</sup> Institute of Astronomy, Cambridge, UK

<sup>3</sup> GEPI, Observatoire de Paris, France

<sup>4</sup> ISO Data Centre, ESA, Villafranca, Spain

<sup>5</sup> Physical Research Laboratory, Ahmedabad, India

<sup>6</sup> Laboratoire de radioastronomie millimétrique, École Normale Supérieure and Observatoire de Paris, Paris, France

<sup>7</sup> Leiden Observatory, Leiden, The Netherlands

<sup>8</sup> Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Firenze, Italy

<sup>9</sup> TIFR, Mumbai, India

<sup>10</sup> Astrophysics Group, School of Chemistry & Physics, Keele University, UK

<sup>11</sup> Air Force Research Laboratory, Hanscom AFB, MA, USA

<sup>12</sup> ESO, Garching, Germany

<sup>13</sup> OCA, Nice, France

<sup>14</sup> South African Astronomical Observatory, South Africa

<sup>15</sup> Observatoire de Besançon, France

<sup>16</sup> Instituut voor Sterrenkunde, K. U. Leuven, Belgium

<sup>17</sup> LESIA, Observatoire de Paris, France

<sup>18</sup> ESO, Santiago, Chile

<sup>19</sup> Institut für Astrophysik der Leopold-Franzens, Universität Innsbruck, Austria

<sup>20</sup> UCLA, Los Angeles, CA, USA

<sup>21</sup> The Johns Hopkins University, Baltimore MD, USA

<sup>22</sup> Department of Astronomy, Beijing Normal University, Beijing, China

<sup>23</sup> UFES, Vitoria, Brasil

<sup>24</sup> UMS-CNRS 2201, Observatoire de Paris, France

<sup>25</sup> MPIE, Garching, Germany

<sup>26</sup> Indian Institute of Science, Bangalore, India

<sup>27</sup> Indian Institute of Astrophysics, Bangalore, India

<sup>28</sup> ESTEC, ESA, Noordwijk, The Netherlands

<sup>29</sup> SIRTf Science Center, California Institute of Technology, Pasadena, CA, USA

<sup>30</sup> Observatoire de Strasbourg, France

<sup>31</sup> Max-Planck Institut für Astronomie, Heidelberg, Germany

<sup>32</sup> University of Victoria, Canada

Received 19 August 2002 / Accepted 17 March 2003

Send offprint requests to: A. Omont, e-mail: [omont@iap.fr](mailto:omont@iap.fr)

\* This is paper No. 20 in a refereed journal based on data from the ISOGAL project.

\*\* 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 UK) and with the participation of ISAS and NASA.

\*\*\* Based on observations collected at the European Southern Observatory, La Silla, Chile.

**Abstract.** The ISOGAL project is an infrared survey of specific regions sampling the Galactic Plane selected to provide information on Galactic structure, stellar populations, stellar mass-loss and the recent star formation history of the inner disk and Bulge of the Galaxy. ISOGAL combines 7 and 15  $\mu\text{m}$  ISOCAM observations – with a resolution of 6'' at worst – with DENIS  $IJK_s$  data to determine the nature of the sources and the interstellar extinction. We have observed about 16 square degrees with a sensitivity approaching 10–20 mJy, detecting  $\sim 10^5$  sources, mostly AGB stars, red giants and young stars. The main features of the ISOGAL survey and the observations are summarized in this paper, together with a brief discussion of data processing and quality. The primary ISOGAL products are described briefly (a full description is given in Schuller et al. 2003): viz. the images and the ISOGAL–DENIS five-wavelength point source catalogue. The main scientific results already derived or in progress are summarized. These include astrometrically calibrated 7 and 15  $\mu\text{m}$  images, determining structures of resolved sources; identification and properties of interstellar dark clouds; quantification of the infrared extinction law and source dereddening; analysis of red giant and (especially) AGB stellar populations in the central Bulge, determining luminosity, presence of circumstellar dust and mass-loss rate, and source classification, supplemented in some cases by ISO/CVF spectroscopy; detection of young stellar objects of diverse types, especially in the inner Bulge with information about the present and recent star formation rate; identification of foreground sources with mid-IR excess. These results are the subject of about 25 refereed papers published or in preparation.

**Key words.** stars: AGB and post-AGB – stars: circumstellar matter – stars: mass-loss – stars: formation – dust: extinction – infrared: stars – Galaxy: bulge

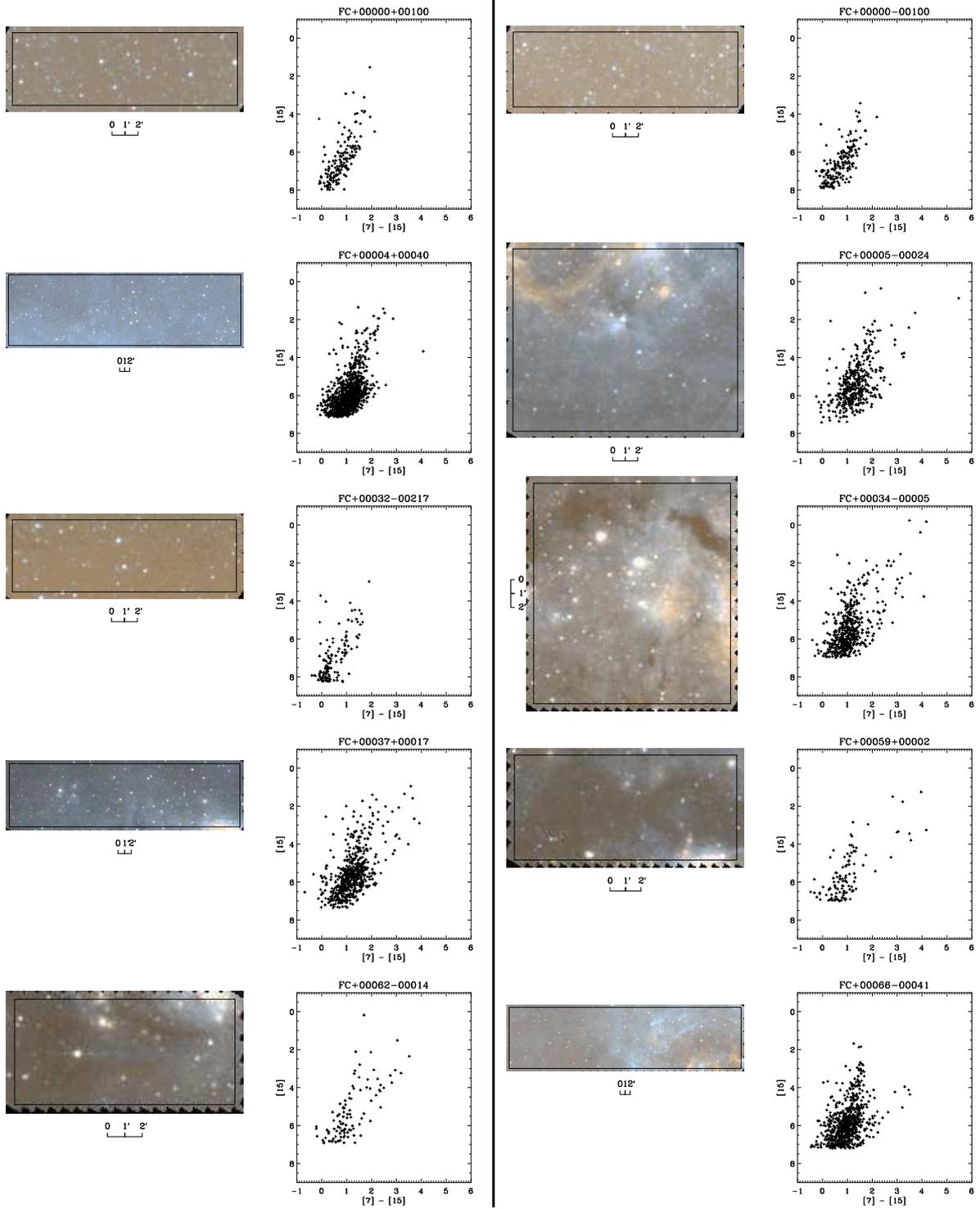


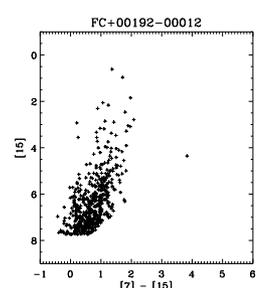
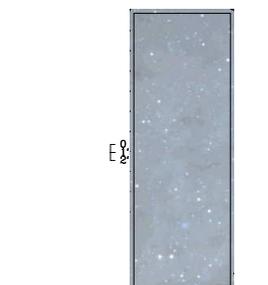
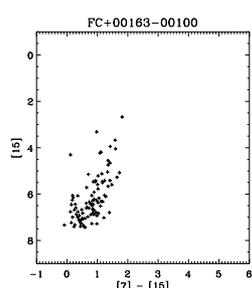
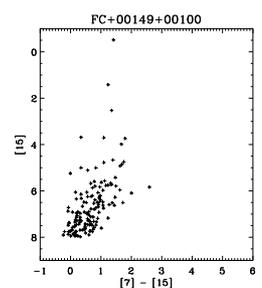
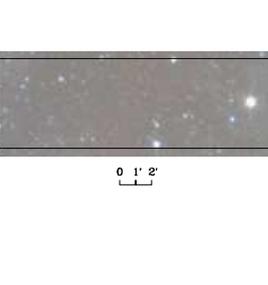
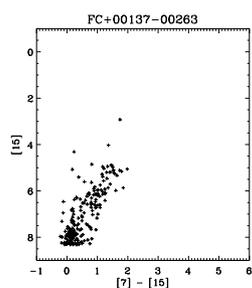
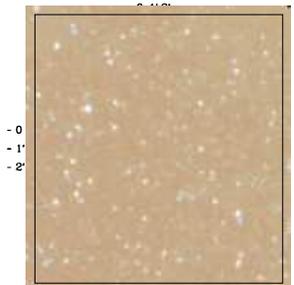
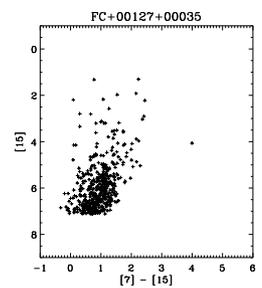
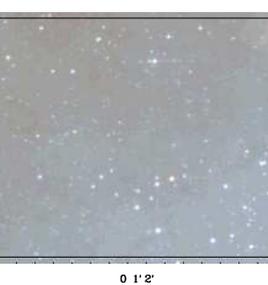
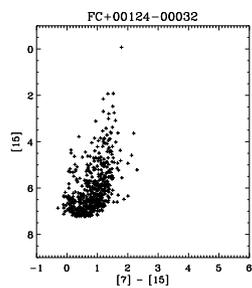
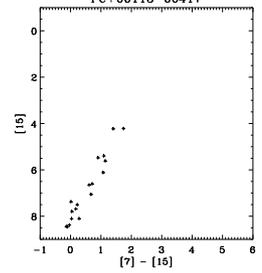
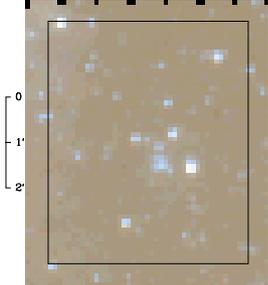
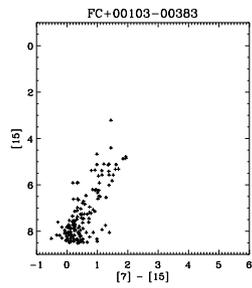
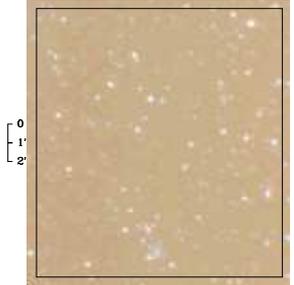
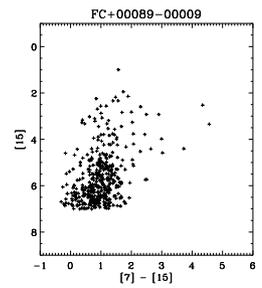
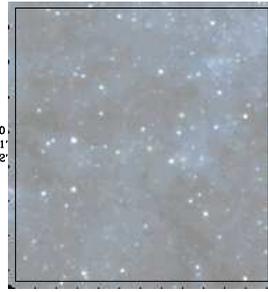
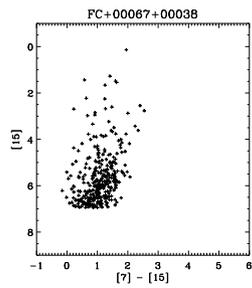
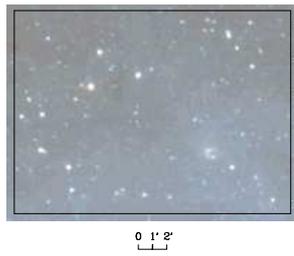
# Annexe D

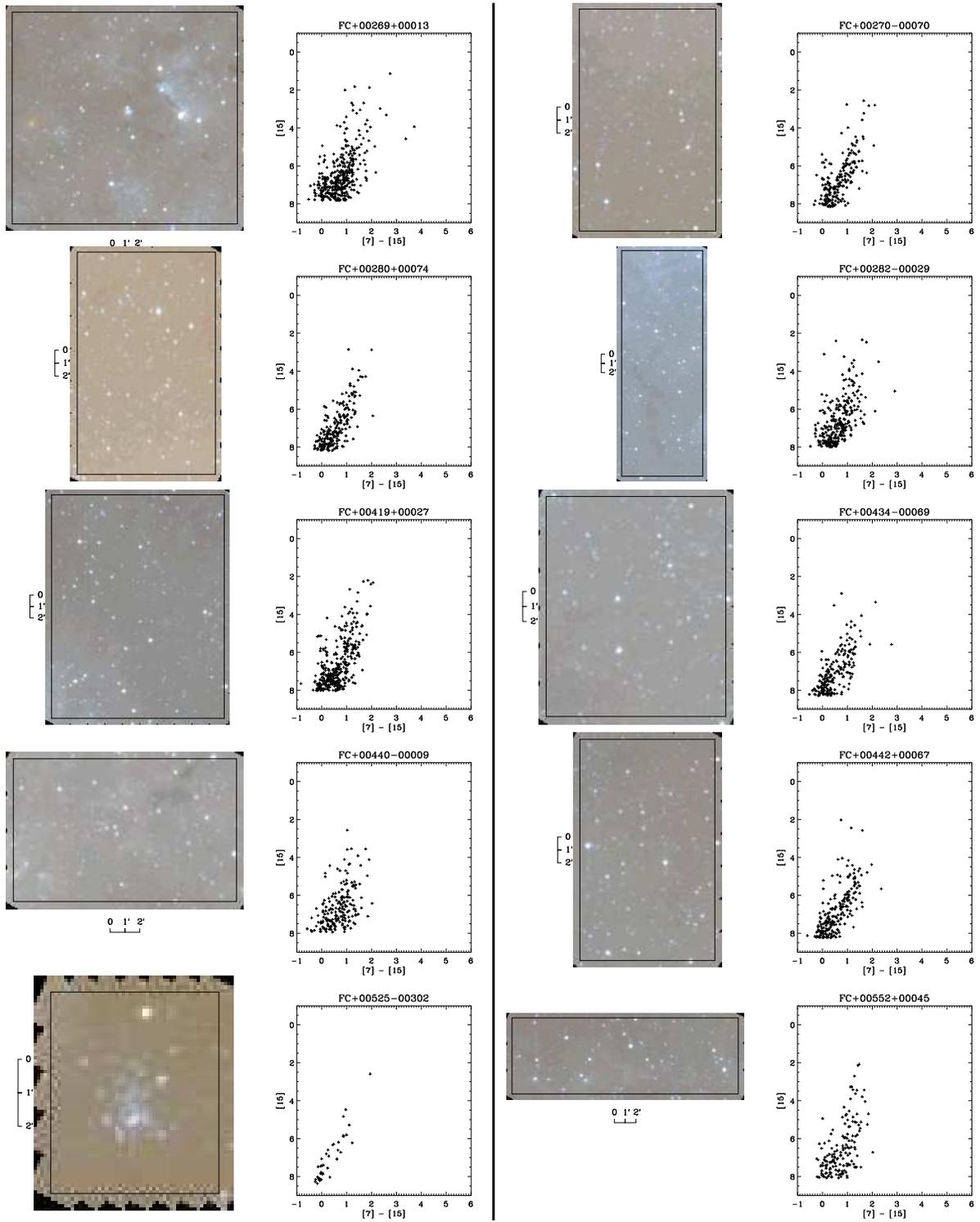
## Galerie d'images des champs FC

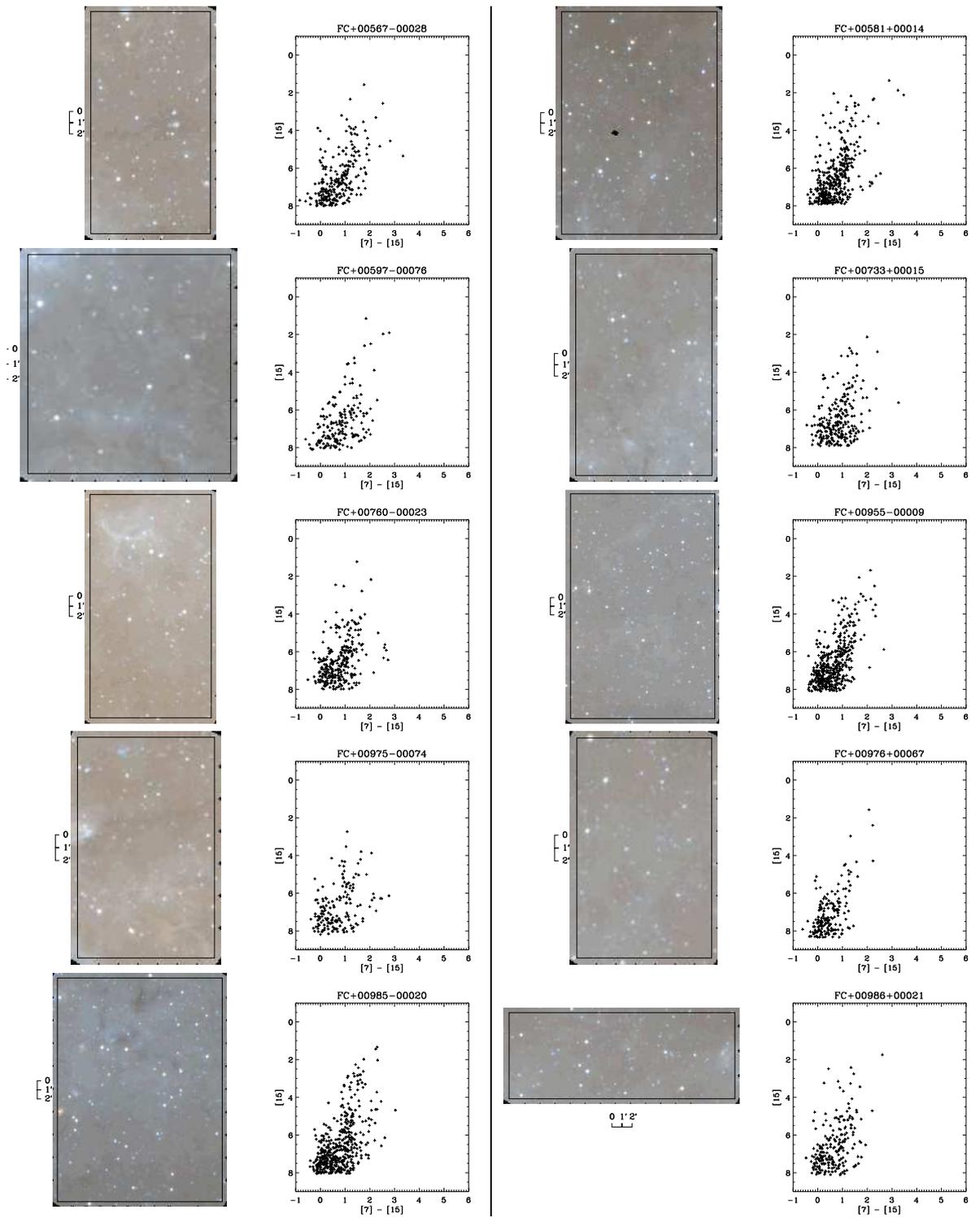
Pour tous les champs observés à 7 et 15  $\mu m$  (champs FC), il est possible de construire une image en fausses couleurs, en représentant l'image à 7  $\mu m$  en bleu et celle à 15  $\mu m$  en rouge. On crée également une image verte comme la moyenne des deux autres, afin d'avoir une palette de couleurs complète. De plus, pour augmenter les contrastes, on commence par appliquer une puissance 0,45 aux images brutes, et on coupe ensuite les pixels les plus brillants et les plus sombres pour augmenter la dynamique. Les images obtenues sont présentées dans les pages suivantes. L'échelle diffère selon les images, et est indiquée en dessous ou à gauche de l'image selon les cas.

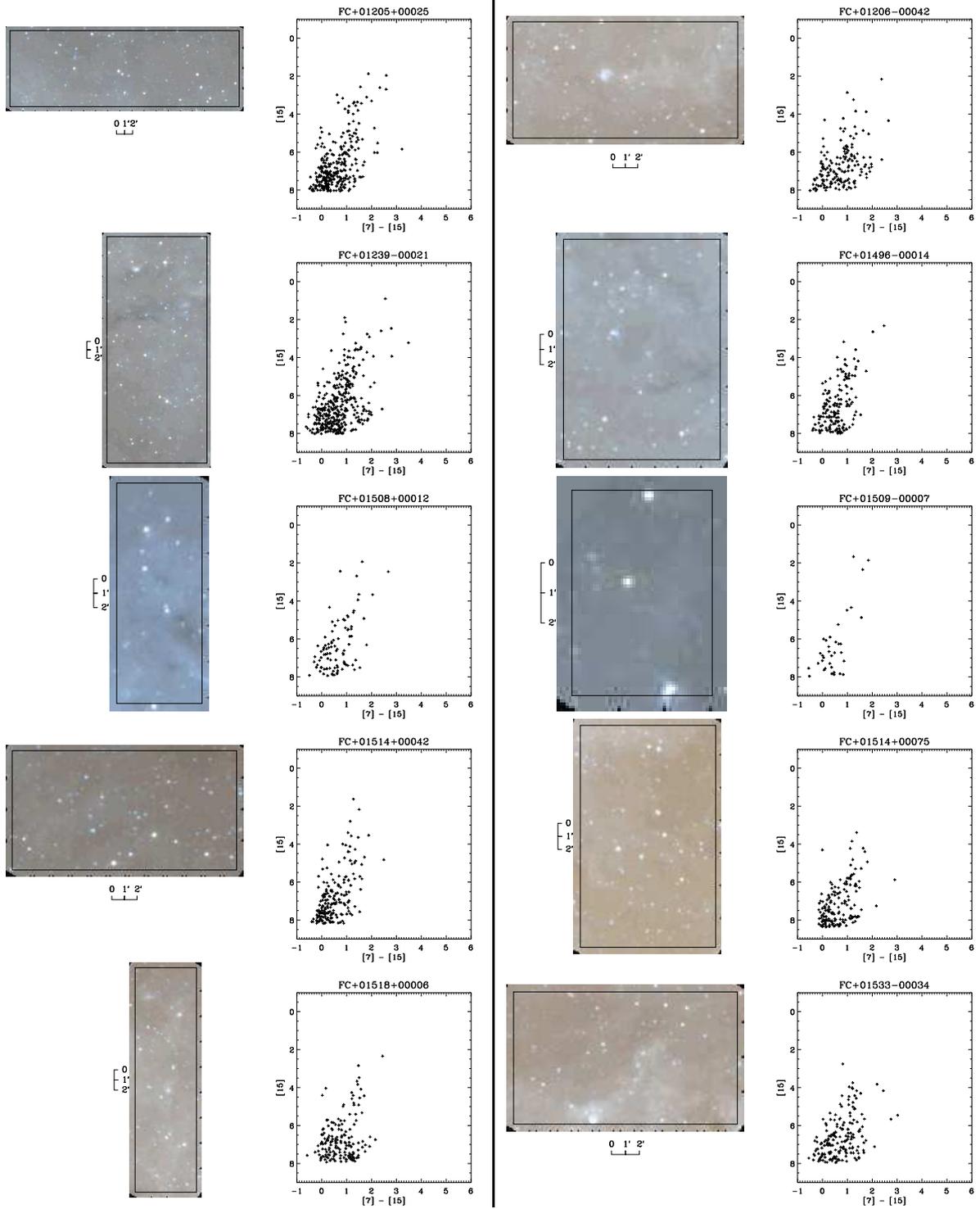
Pour chaque champ, on montre aussi, à droite de l'image en couleurs, le diagramme magnitude couleur [15] sur [7]–[15] limité aux sources ayant un indice de qualité pour l'association 7–15  $\mu m$  au moins égal à 2, et situées à l'intérieur des limites formelles du champ, correspondant au catalogue “régulier” (§ 2.2.8). Ces limites sont matérialisées par un cadre noir superposé sur l'image en couleurs. Enfin, le nom des champs est indiqué au-dessus du diagramme magnitude couleur.

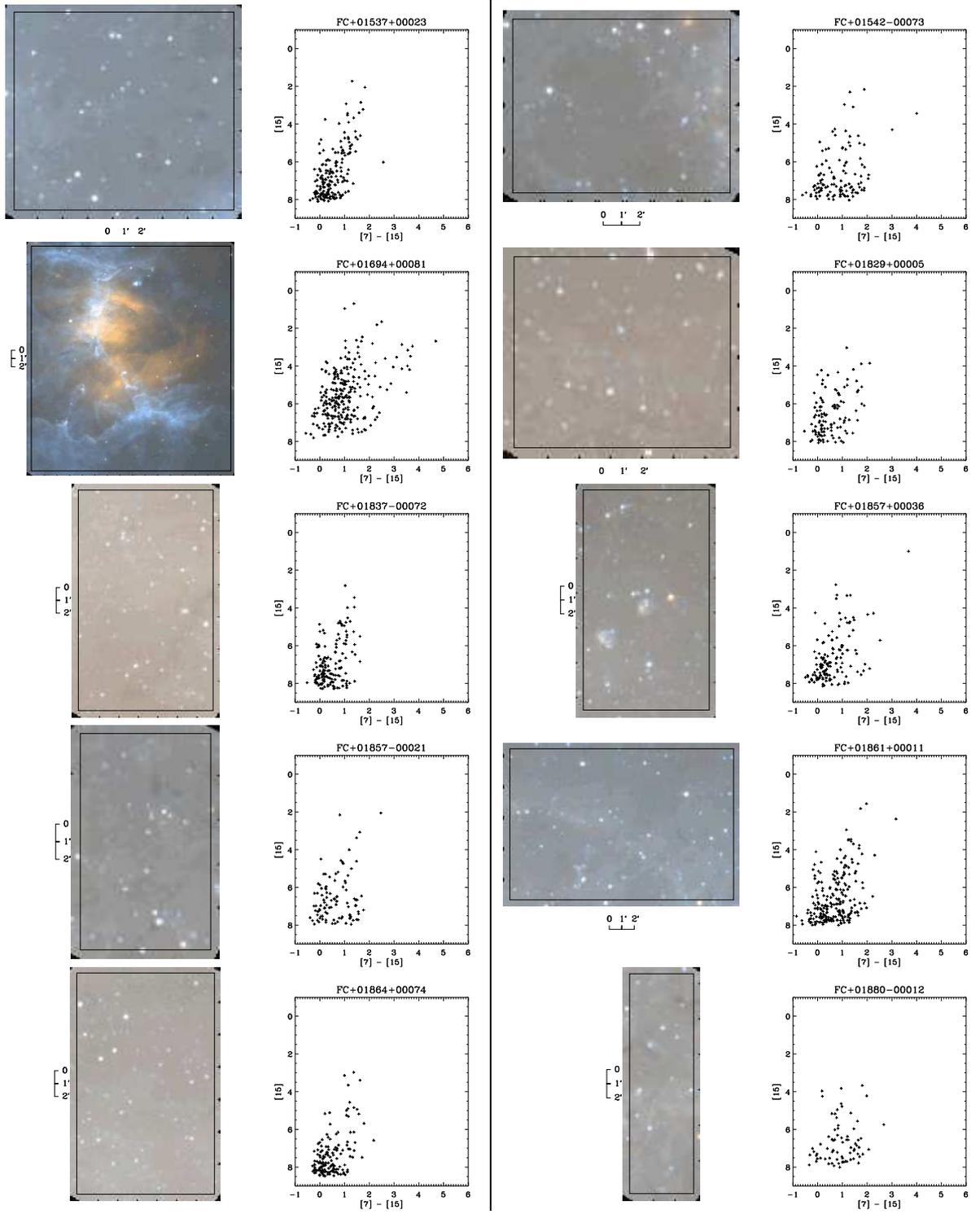


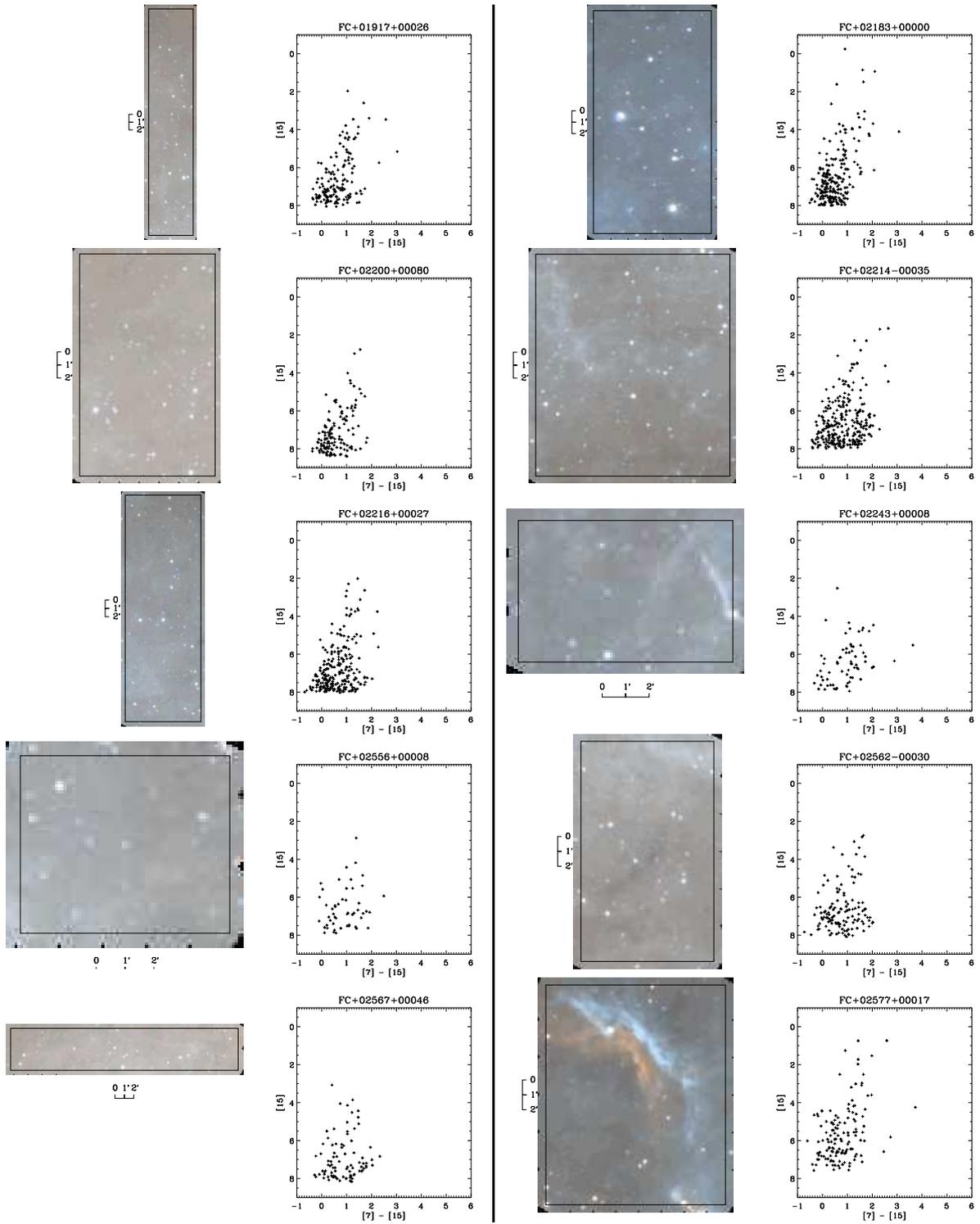


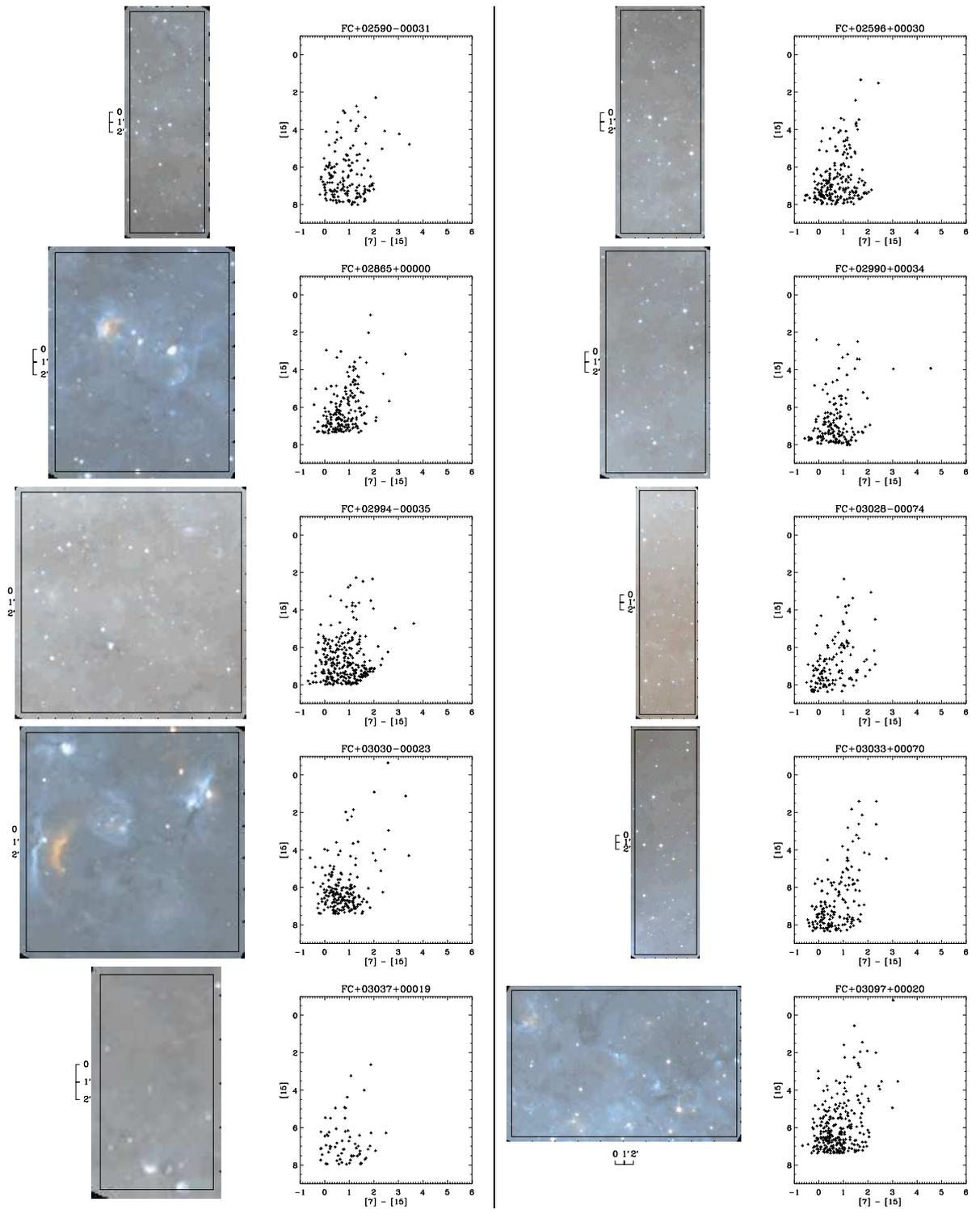


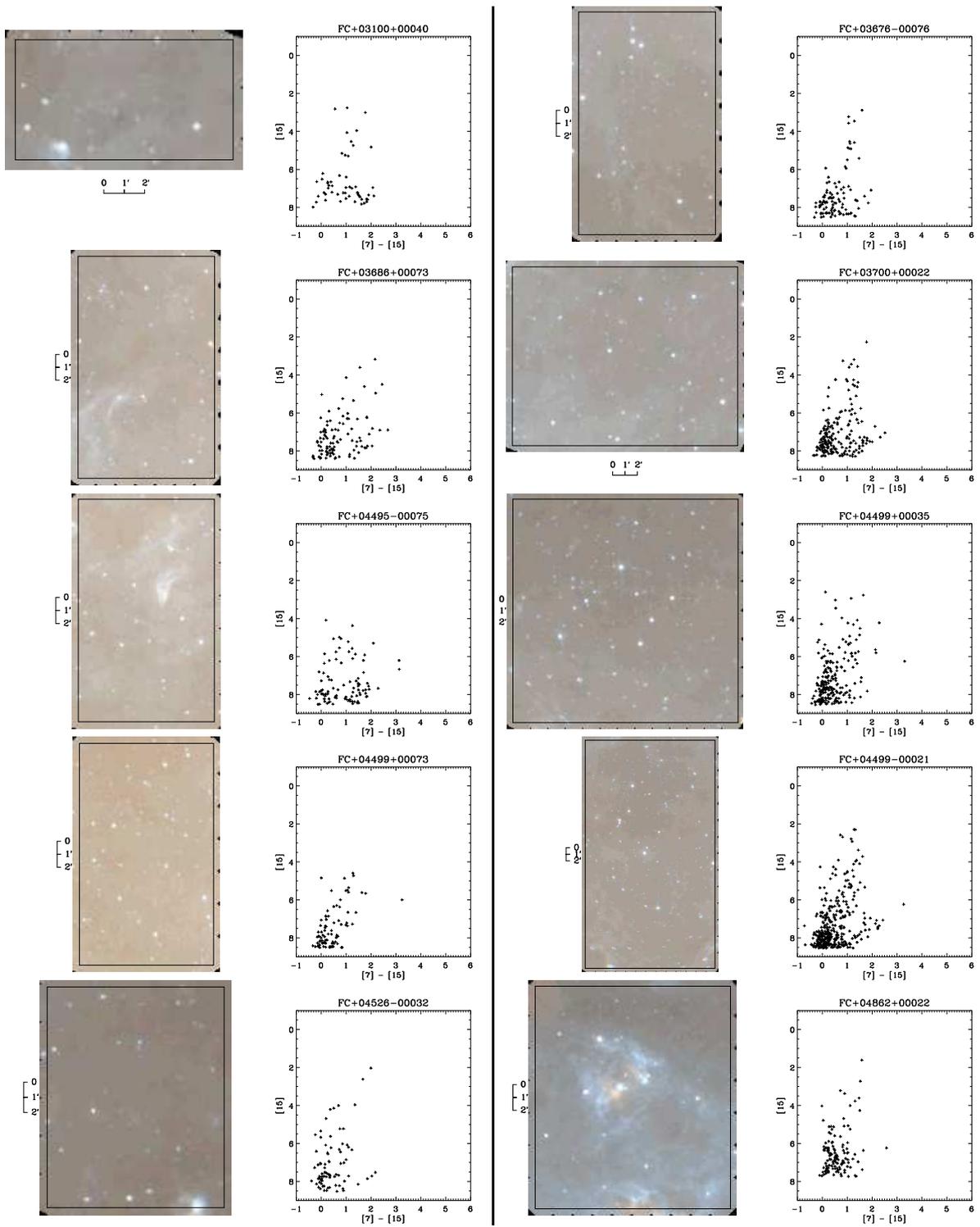


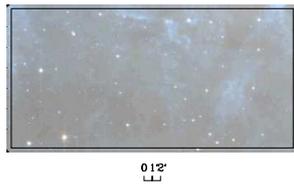




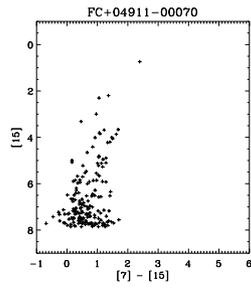




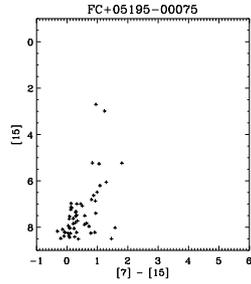




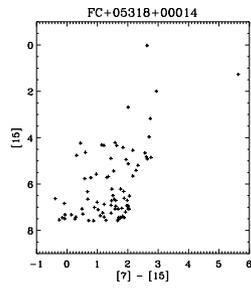
0.12'



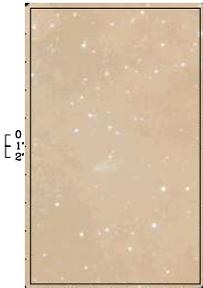
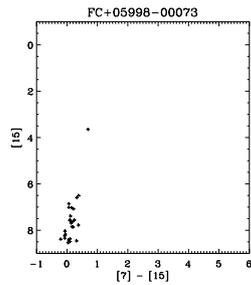
0  
1'  
2'



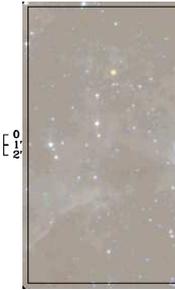
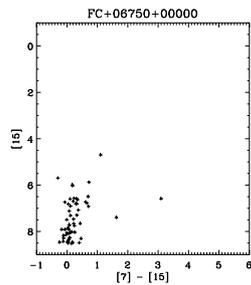
0 1' 2'



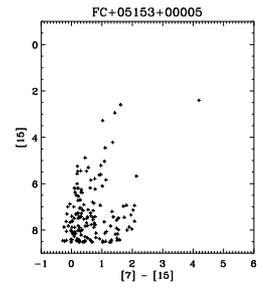
0  
1'  
2'



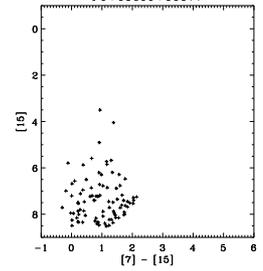
0  
1'  
2'



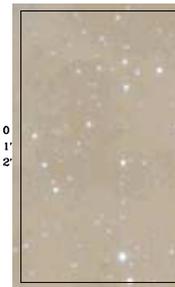
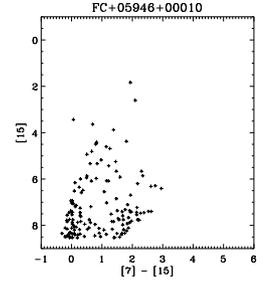
0  
1'  
2'



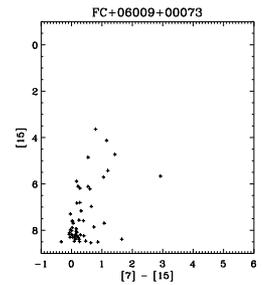
0  
1'  
2'



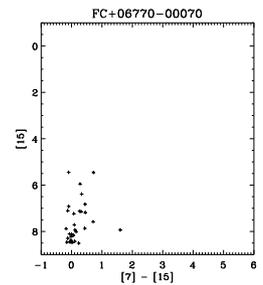
0  
1'  
2'

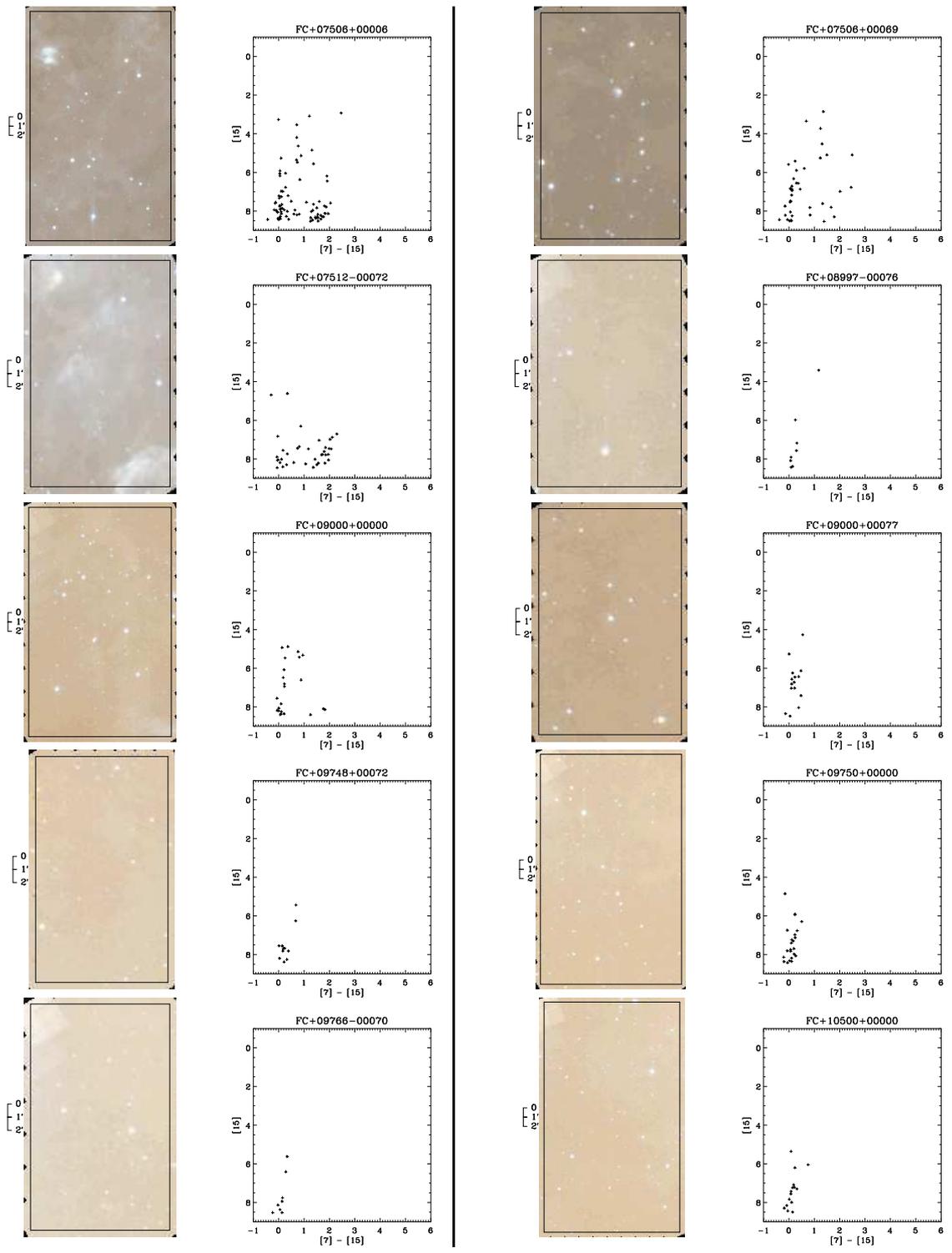


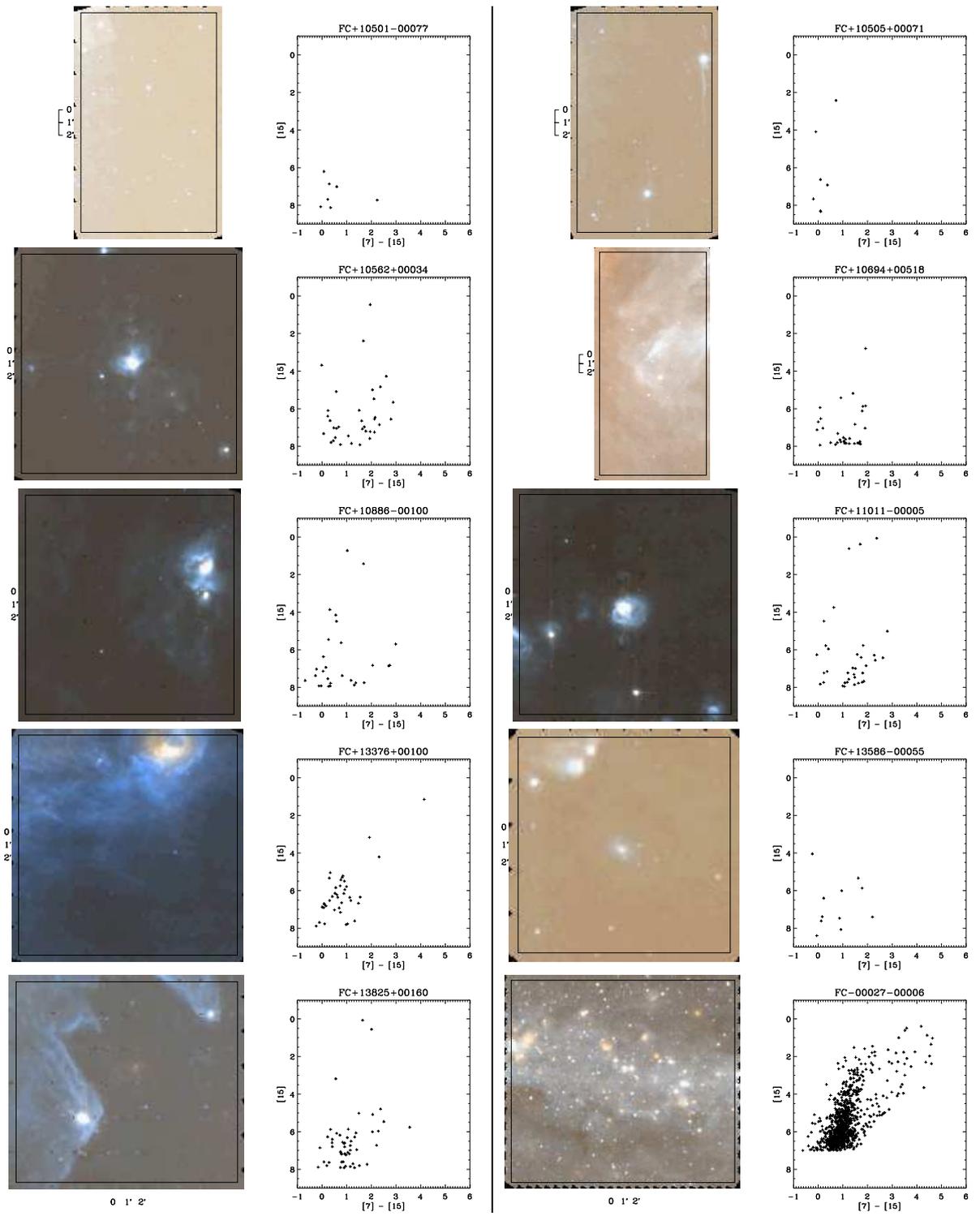
0  
1'  
2'

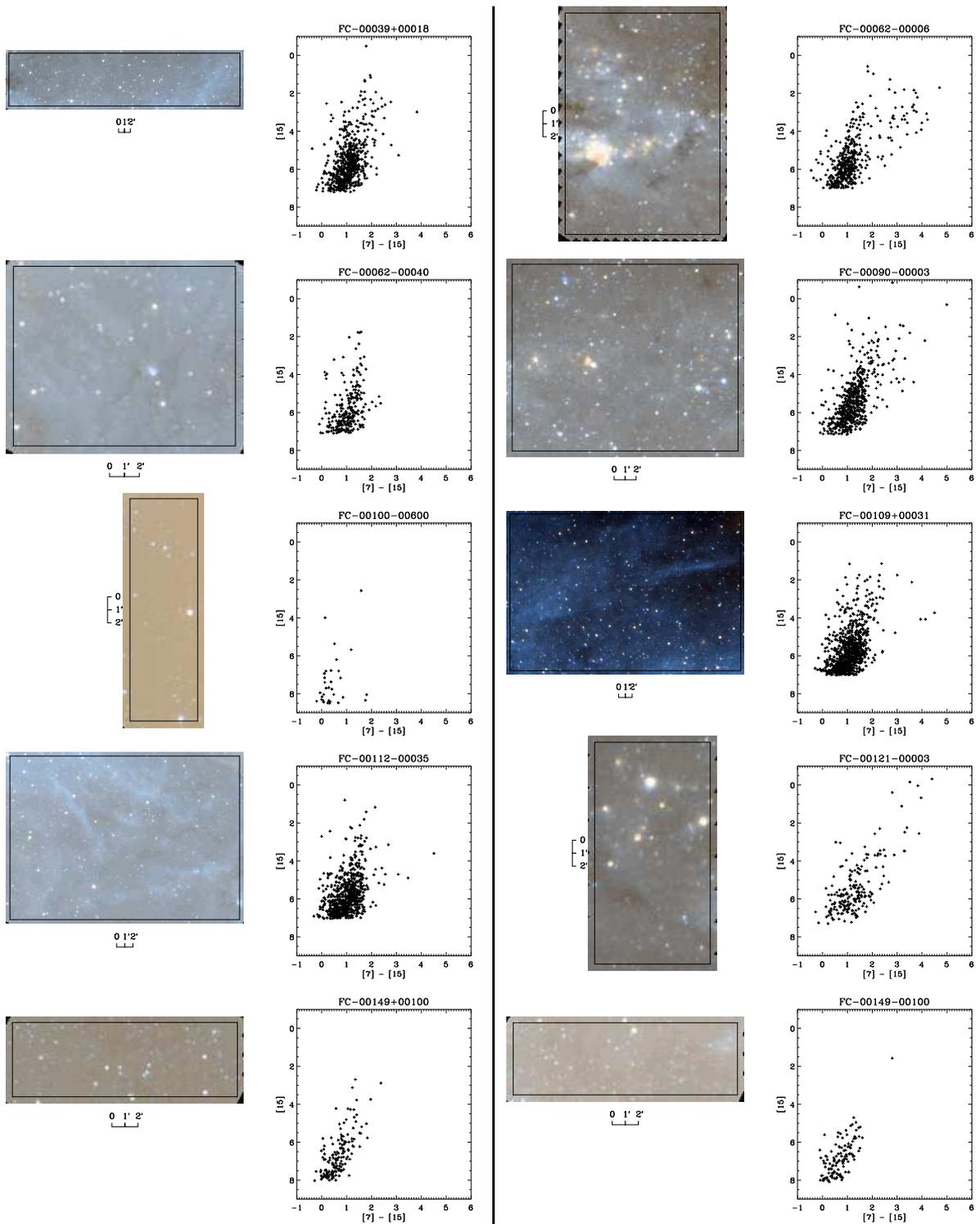


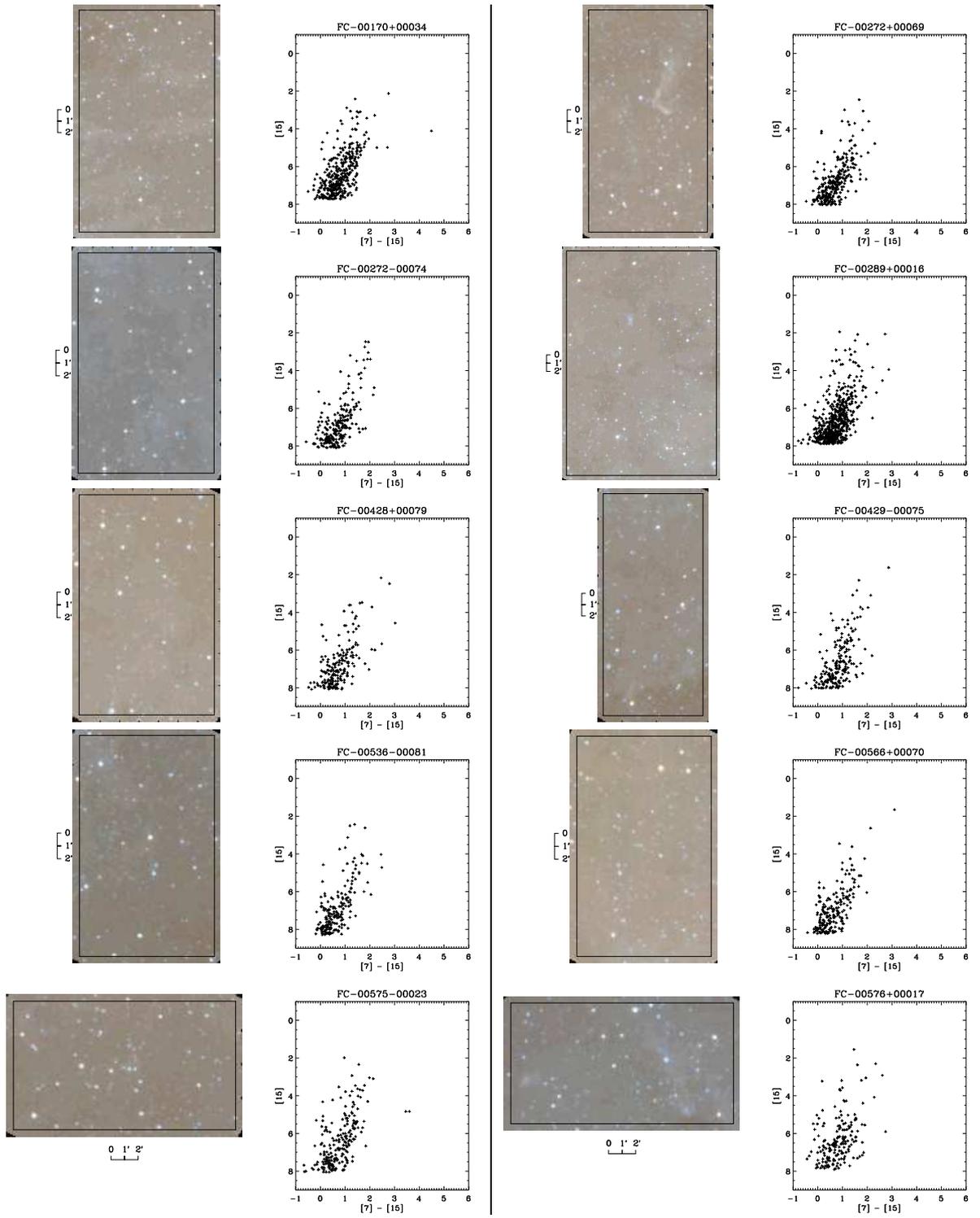
0  
1'  
2'

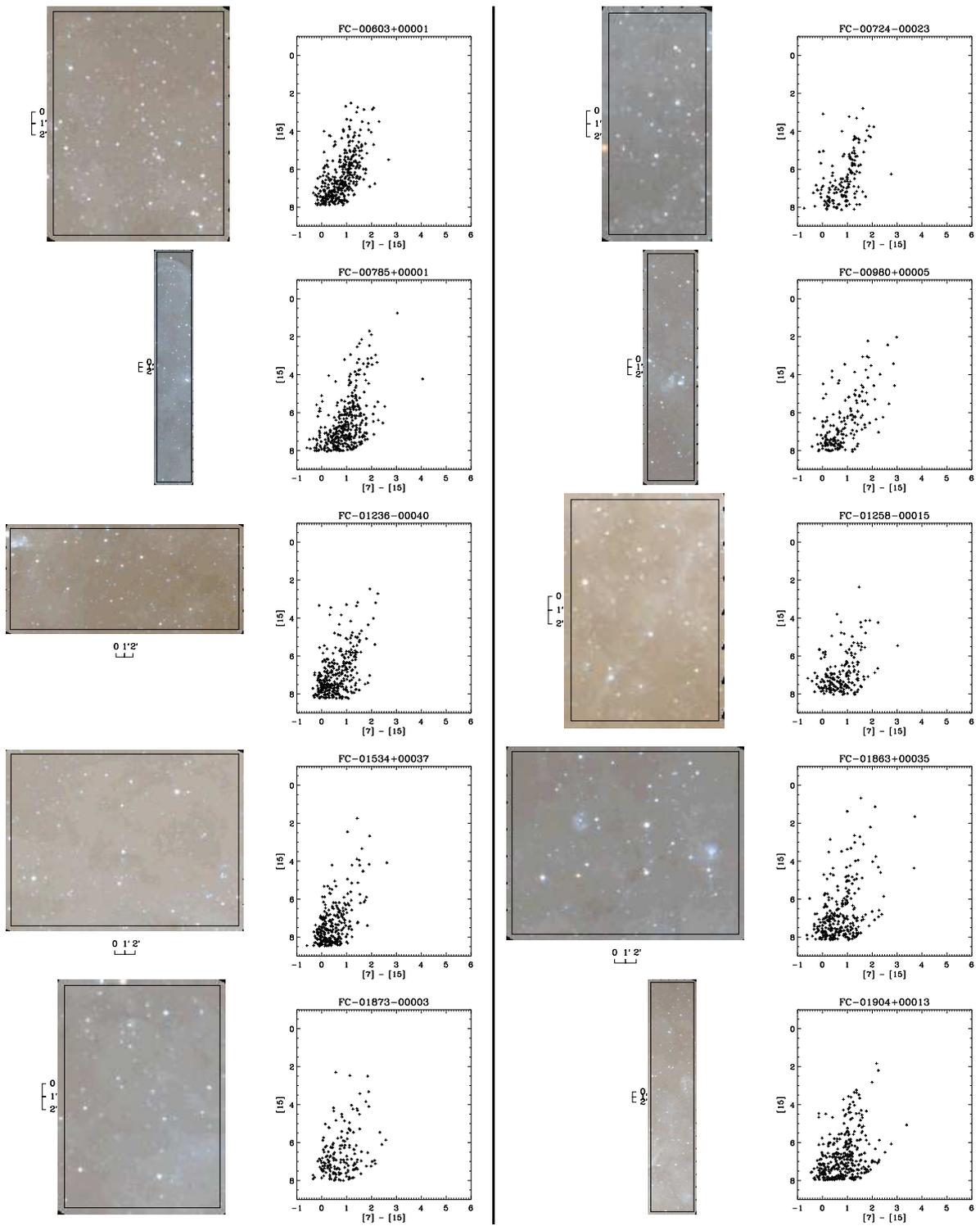


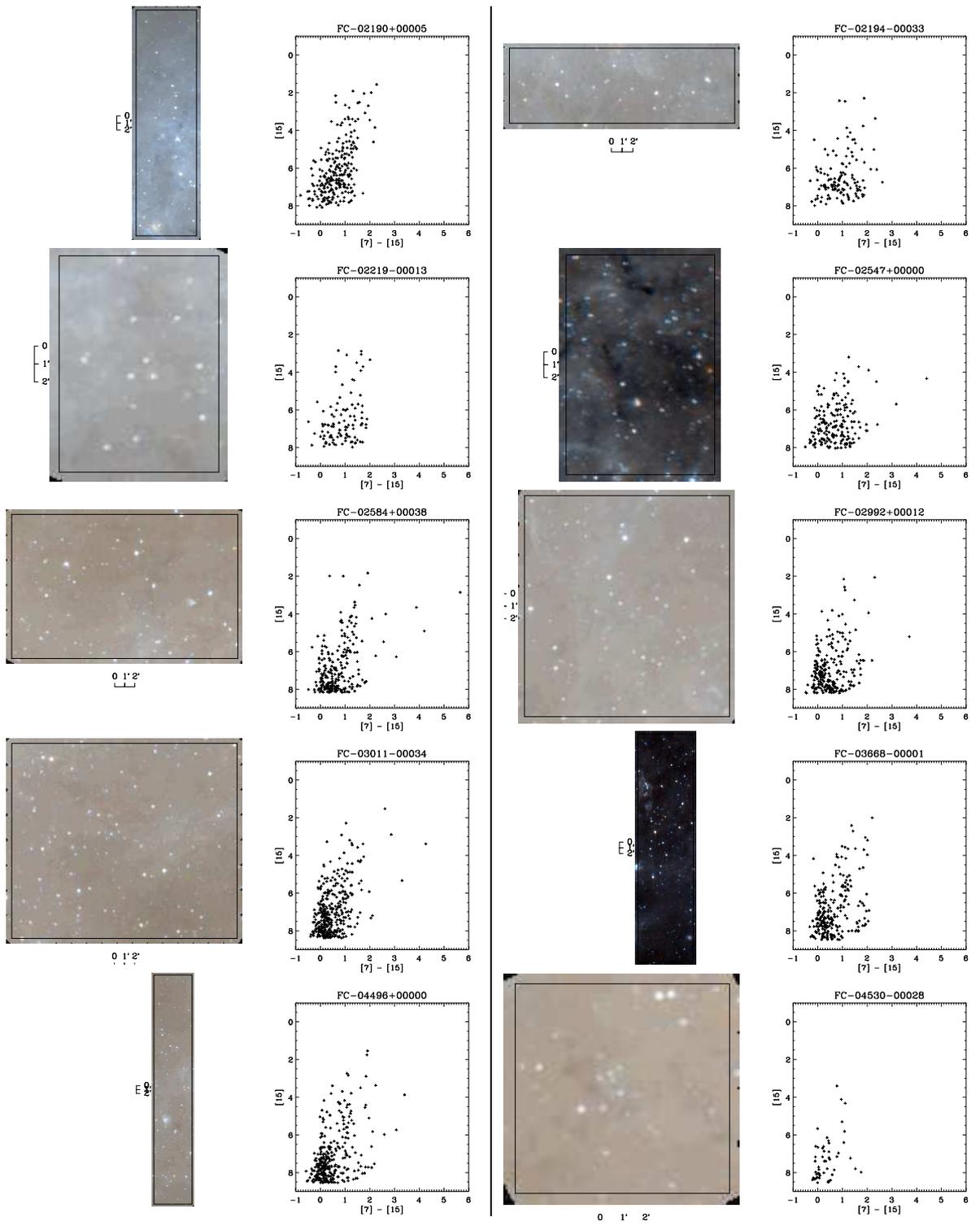


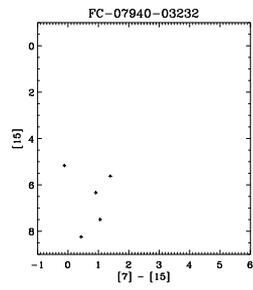
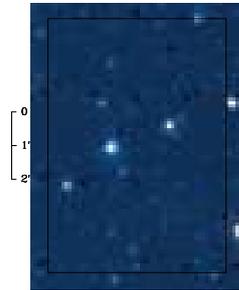
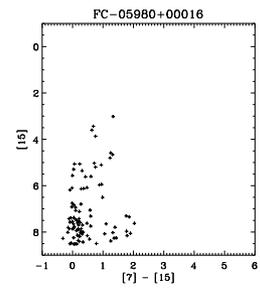
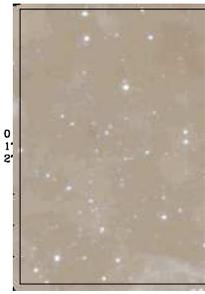
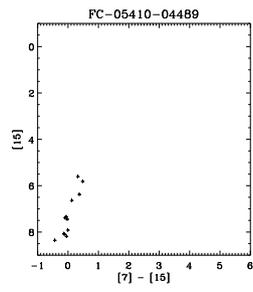
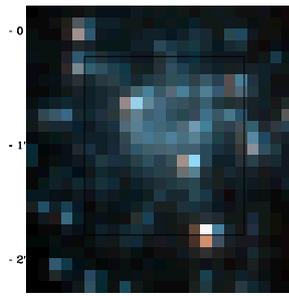












# Annexe E

## Associations ISOGAL-LPVs

La table présentée dans les pages suivantes donne toutes les informations sur les associations entre les étoiles LPV de Glass et al. (2001) et les sources ISOGAL (voir § 3.2). Seules les associations dans un rayon de 3" sont reportées.

Les sept premières colonnes indiquent les noms, coordonnées, périodes, magnitudes moyennes et amplitudes en  $K$  et les indices de qualité d'après les données de Glass et al. (2001). Les colonnes 8 à 17 fournissent les données extraites du catalogue ISOGAL. La colonne 11 ("E") indique par une croix les sources situées dans les régions périphériques des champs (catalogues "edge"). La colonne 16 ("q<sub>II</sub>") correspond à l'indice de qualité de l'association 7–15  $\mu m$ , et la colonne 17 ("q<sub>ID</sub>") à celui de l'association ISO–DENIS.

Les deux dernières colonnes donnent les résultats de l'analyse décrite au § 3.2 : l'extinction  $A_v$  est déterminée d'après le  $J-K_s$  de DENIS et la magnitude bolométrique  $M_{bol}$  est calculée à partir de la magnitude  $K_s$  DENIS.

Tab. E.1: Associations entre les LPVs de (Glass et al. 2001) et le catalogue DENIS-ISOGAL

Nom	$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	P [jours]	$\langle K \rangle$ [mag]	$\Delta K$ [mag]	q	dist. ["]	Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	Champ ISOGAL E	J [mag]	$K_S$ [mag]	[7] [mag]	[15] [mag]	q <sub>II</sub> q <sub>ID</sub>	$A_v$ [mag]	$M_{\text{bol}}$ [mag]
4-6	17 45 29.94	-29 05 11.3	550	8.14	0.70	2	2.44	174530.1-290509	FC-00027-00006	15.18	8.30	4.98	3.94	4 5	32.6	-5.78
4-9	17 45 34.74	-29 07 31.6	501	8.35	0.95	2	0.27	174534.7-290731	FC-00027-00006	14.71	8.59	4.70	3.57	4 5	27.7	-5.08
4-23	17 45 30.85	-29 05 21.6	553	8.74	0.40	3	1.87	174531.0-290520	FC-00027-00006	16.00	8.25	6.19	5.07	4 5	38.1	-6.30
4-26	17 45 36.07	-29 05 00.6	450	8.88	0.52	3	1.68	174536.2-290459	FC-00027-00006	-	8.94	5.91	5.07	4 5	-	-
4-28	17 45 32.79	-29 05 24.3	128	8.76	0.60	0	1.56	174532.9-290523	FC-00027-00006	13.95	8.18	5.48	4.32	4 5	29.9	-6.08
4-85	17 45 38.72	-29 06 10.0	440	10.01	0.55	1	0.36	174538.7-290609	FC-00027-00006	-	9.79	6.48	5.90	4 5	-	-
4-113	17 45 34.77	-29 06 03.1	610	9.03	1.60	2	0.90	174534.8-290602	FC-00027-00006	-	9.56	3.56	2.55	4 5	-	-
4-253	17 45 50.80	-29 04 21.2	588	10.02	1.40	3	0.94	174550.8-290420	FC+00005-00024 X	-	10.28	4.88	3.63	4 3	-	-
5-10	17 45 48.43	-29 10 45.8	521	9.38	1.70	1	1.19	174548.5-291045	FC-00027-00006	-	10.14	4.90	3.52	4 5	-	-
5-27	17 45 38.31	-29 09 04.1	438	9.47	0.90	2	0.51	174538.3-290903	FC-00027-00006	-	10.59	5.59	5.23	4 5	-	-
5-35	17 45 40.53	-29 08 12.1	410	9.40	0.60	1	0.33	174540.5-290811	FC-00027-00006	-	9.06	5.88	4.71	4 5	-	-
5-59	17 45 33.07	-29 11 11.5	280	9.84	0.40	1	0.81	174533.1-291111	FC-00027-00006	-	10.07	6.78	6.46	4 5	-	-
5-91	17 45 50.39	-29 09 22.1	473	9.85	0.95	2	0.54	174550.4-290921	FC-00027-00006	-	10.03	6.03	4.65	4 5	-	-
5-157	17 45 35.29	-29 08 32.1	585	10.02	1.30	2	0.74	174535.3-290831	FC-00027-00006	-	10.50	5.52	5.43	4 5	-	-
5-159	17 45 29.51	-29 09 17.3	0	-	0.00	0	0.77	174529.5-290916	FC-00027-00006	-	10.35	4.87	3.06	4 5	-	-
6-7	17 46 11.15	-29 02 16.4	597	8.12	0.60	2	0.71	174611.1-290215	FC+00005-00024	14.89	8.38	5.37	4.28	4 4	30.2	-5.50
6-20	17 45 58.91	-29 01 12.4	221	8.92	0.35	2	0.44	174558.9-290112	FC+00005-00024 X	15.57	8.74	5.60	4.38	4 4	36.2	-5.97
6-21	17 46 11.77	-28 59 33.8	406	9.10	1.20	1	2.02	174611.7-285932	FC+00005-00024	-	9.59	5.23	3.87	4 4	-	-
6-22	17 46 06.35	-29 00 00.8	462	9.35	0.70	2	0.81	174606.3-290000	FC+00005-00024	-	9.04	5.48	3.73	4 3	-	-
6-25	17 46 06.42	-28 59 07.5	573	9.41	1.25	3	1.16	174606.4-285906	FC+00005-00024	-	9.34	4.80	3.41	4 4	-	-
6-31	17 46 07.83	-29 02 06.1	310	9.30	0.40	1	0.47	174607.8-290205	FC+00005-00024	15.23	9.33	7.01	-	0 3	28.5	-4.54
6-32	17 45 59.90	-29 02 11.2	352	9.59	0.65	2	0.44	174559.9-290211	FC+00005-00024	-	9.98	6.14	5.21	4 4	-	-
6-156	17 46 12.91	-28 58 12.8	282	9.40	0.50	2	2.41	174612.8-285810	FC+00005-00024	16.18	9.42	6.15	-	0 4	34.9	-5.10
7-8	17 46 01.04	-29 03 34.9	465	8.54	0.25	1	0.69	174601.0-290334	FC+00005-00024	15.04	8.60	6.05	5.05	4 4	30.3	-5.31
7-9	17 46 05.10	-29 03 55.0	194	8.44	0.60	3	0.67	174605.1-290354	FC+00005-00024	15.19	8.67	6.03	4.78	4 4	34.6	-5.96
7-13	17 45 56.78	-29 06 31.0	554	8.46	0.95	3	0.07	174556.8-290630	FC-00027-00006 X	-	9.37	5.21	4.05	4 5	-	-
7-17	17 46 03.64	-29 04 19.2	427	9.29	0.35	2	0.75	174603.6-290418	FC+00005-00024	14.73	8.91	6.30	-	0 1	26.9	-4.74
7-19	17 46 07.65	-29 04 53.7	319	8.94	0.75	3	0.30	174607.7-290453	FC+00005-00024	15.12	8.84	6.69	5.12	4 4	30.9	-5.24
7-20	17 46 00.96	-29 06 01.2	472	8.82	0.70	3	0.11	174601.0-290600	FC+00005-00024	-	8.88	5.97	4.74	4 4	-	-
7-31	17 46 01.75	-29 06 54.8	419	9.43	1.60	3	0.29	174601.8-290654	FC+00005-00024 X	15.82	8.75	-	4.60	0 4	34.9	-5.58
7-52	17 46 14.27	-29 05 17.7	414	9.40	1.20	0	0.22	174614.3-290517	FC+00005-00024	-	9.23	5.74	4.26	4 4	-	-
7-94	17 46 07.98	-29 04 23.1	492	10.19	0.95	2	0.17	174608.0-290423	FC+00005-00024	-	9.60	6.85	-	0 4	-	-

Associations LPVs-ISOGAL (suite)

Nom	$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	P [jours]	$\langle K \rangle$ [mag]	$\Delta K$ [mag]	q	dist. ["]	Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	Champ ISOGAL	E	J [mag]	$K_S$ [mag]	[7] [mag]	[15] [mag]	$q_{II}$	$q_{ID}$	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]
7-127	17 46 12.82	-29 06 26.2	314	9.74	0.80	2	0.26	174612.8-290626	FC+00005-00024	-	-	9.67	7.01	5.70	4	4	-	-
7-277	17 45 55.54	-29 06 28.4	406	9.94	0.95	2	0.65	174555.6-290628	FC-00027-00006 X	X	-	9.47	6.13	4.95	4	5	-	-
7-350	17 45 53.17	-29 04 28.6	288	10.20	1.00	3	0.42	174553.2-290428	FC+00005-00024	-	-	9.88	6.37	-	0	4	-	-
8-2	17 46 12.57	-29 08 25.1	497	7.96	0.60	2	0.41	174612.6-290825	FC+00005-00024 X	X	13.40	8.06	5.50	-	0	3	23.2	-5.25
8-11	17 45 58.70	-29 08 07.1	470	8.35	0.50	3	0.55	174558.7-290806	FC-00027-00006	-	14.50	8.32	5.66	4.58	4	5	28.6	-5.44
8-23	17 45 55.32	-29 10 06.6	452	9.00	0.70	2	0.36	174555.3-291006	FC-00027-00006	-	15.05	8.46	5.63	4.03	4	5	31.2	-5.53
8-113	17 45 57.89	-29 07 36.6	335	9.91	0.50	1	0.76	174557.9-290736	FC-00027-00006	-	-	9.68	7.45	-	0	5	-	-
9-144	17 46 11.05	-28 57 23.3	582	10.17	1.05	2	0.75	174611.0-285722	FC+00005-00024 X	X	-	9.40	5.96	-	0	4	-	-
11-6	17 46 24.26	-29 00 40.7	468	9.07	0.75	3	2.39	174624.4-290039	FC+00005-00024	-	15.33	8.94	6.00	4.83	4	4	29.9	-4.94
11-23	17 46 32.51	-28 57 52.4	477	9.09	1.10	3	0.54	174632.5-285752	FC+00005-00024	-	-	9.09	5.42	3.77	4	4	-	-
11-2449	17 46 31.58	-28 59 12.8	460	11.07	1.50	2	1.50	174631.6-285914	FC+00005-00024	-	-	-	5.83	4.40	4	0	-	-
12-4	17 46 16.53	-28 57 14.0	555	8.43	0.60	2	2.23	174616.6-285715	FC+00005-00024	-	14.86	8.17	4.88	-	0	3	31.3	-5.81
12-6	17 46 30.63	-28 57 00.2	496	8.28	0.50	3	0.33	174630.6-285700	FC+00005-00024	-	15.67	8.43	5.57	3.65	4	4	35.4	-5.91
12-11	17 46 34.05	-28 54 06.4	450	9.12	1.20	3	2.30	174633.9-285404	FC+00005-00024	-	16.22	8.85	5.44	4.06	4	4	36.2	-5.56
12-19	17 46 28.17	-28 53 39.8	334	9.22	0.60	3	1.81	174628.1-285338	FC+00005-00024	-	15.95	9.32	6.13	5.06	4	3	33.1	-4.95
12-21	17 46 19.06	-28 55 19.6	517	9.19	1.45	3	0.88	174619.1-285519	FC+00005-00024	-	16.20	9.38	5.47	3.60	4	4	32.2	-4.67
12-42	17 46 17.93	-28 55 39.5	242	9.66	0.70	2	1.08	174618.0-285540	FC+00005-00024	-	-	9.63	5.89	4.10	2	4	-	-
12-51	17 46 28.88	-28 53 21.3	634	8.39	1.50	2	2.33	174628.8-285319	FC+00005-00024	-	-	8.26	4.54	2.64	4	4	-	-
12-65	17 46 17.51	-28 55 23.3	327	9.29	0.75	3	0.73	174617.6-285523	FC+00005-00024	-	16.20	9.29	5.81	-	0	4	34.9	-5.13
12-79	17 46 16.73	-28 56 12.5	680	9.36	1.15	3	1.39	174616.8-285613	FC+00005-00024	-	-	8.86	5.30	3.91	4	2	-	-
12-129	17 46 26.91	-28 53 57.6	437	10.60	2.50	3	1.70	174626.9-285356	FC+00005-00024	-	-	-	5.60	3.69	4	0	-	-
12-136	17 46 34.34	-28 56 30.2	198	9.99	0.45	1	0.98	174634.3-285629	FC+00005-00024	-	-	10.17	7.18	-	0	3	-	-
12-145	17 46 15.67	-28 56 30.9	530	9.49	1.10	3	2.11	174615.8-285632	FC+00005-00024	-	-	10.34	5.30	3.31	4	3	-	-
12-228	17 46 29.42	-28 54 05.3	570	10.23	1.50	3	2.02	174629.3-285403	FC+00005-00024	-	-	9.78	5.47	4.39	4	4	-	-
12-352	17 46 17.91	-28 57 14.2	498	10.38	1.15	2	2.33	174618.0-285716	FC+00005-00024	X	16.17	9.92	5.37	1.65	4	4	29.0	-3.88
12-1236	17 46 20.86	-28 53 27.6	666	12.14	1.15	2	2.90	174620.7-285329	FC+00005-00024 X	X	14.46	9.14	5.08	2.83	4	2	22.6	-4.09
13-30	17 46 34.27	-28 52 38.3	197	8.82	0.60	1	0.98	174634.3-285238	FC+00005-00024	-	15.73	9.03	6.08	4.78	4	4	35.7	-5.70
13-49	17 46 28.81	-28 51 48.2	367	9.21	0.50	2	0.60	174628.9-285147	FC+00005-00024	-	-	9.08	6.06	4.04	4	4	-	-
13-73	17 46 32.01	-28 52 19.8	373	9.53	1.15	2	0.74	174632.1-285219	FC+00005-00024	-	-	9.57	6.70	5.85	4	4	-	-
13-1856	17 46 28.71	-28 53 20.1	0	-	0.00	0	0.71	174628.8-285319	FC+00005-00024	-	-	8.26	4.54	2.64	4	4	-	-
14-2	17 46 23.66	-29 06 19.6	631	7.59	0.40	2	0.86	174623.7-290619	FC+00005-00024	-	14.93	8.12	4.65	3.33	4	4	32.1	-5.92
14-6	17 46 18.56	-29 03 37.4	528	9.15	1.45	3	0.87	174618.6-290336	FC+00005-00024	-	-	10.13	4.40	2.57	4	3	-	-
14-8	17 46 21.66	-29 03 21.5	348	8.70	0.90	2	0.98	174621.7-290320	FC+00005-00024	-	14.53	8.78	6.29	4.40	4	4	27.5	-5.01
14-11	17 46 25.51	-29 06 11.6	237	8.73	0.45	3	1.26	174625.6-290610	FC+00005-00024	-	-	8.49	6.09	5.08	4	4	-	-

Associations LPVs-ISOGAL (suite)

Nom	$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	P [jours]	$\langle K \rangle$ [mag]	$\Delta K$ [mag]	q	dist. ["]	Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	Champ ISOGAL	E	J [mag]	$K_S$ [mag]	[7] [mag]	[15] [mag]	q <sub>II</sub> q <sub>ID</sub>	$A_v$ [mag]	$M_{\text{bol}}$ [mag]
14-12	17 46 17.45	-29 05 17.8	382	8.91	1.40	2	0.40	174617.5-290517	FC+00005-00024		14.61	8.51	5.90	4.50	4 4	28.3	-5.25
14-15	17 46 23.32	-29 07 03.0	164	8.62	0.35	2	0.41	174623.4-290702	FC+00005-00024		14.89	8.42	5.73	4.64	4 4	34.2	-6.18
14-16	17 46 19.46	-29 04 39.9	307	8.67	0.30	2	0.66	174619.5-290439	FC+00005-00024		13.31	8.48	6.82	5.20	4 4	21.6	-4.81
14-18	17 46 28.42	-29 07 28.1	191	8.93	0.80	3	0.58	174628.5-290728	FC+00005-00024		15.55	9.09	6.50	5.04	4 4	34.2	-5.51
14-24	17 46 16.51	-29 04 28.7	431	8.73	0.65	3	1.09	174616.6-290427	FC+00005-00024		14.71	8.79	6.29	5.35	4 4	27.5	-4.92
14-27	17 46 28.18	-29 06 12.7	403	9.07	0.90	3	0.27	174628.2-290612	FC+00005-00024		-	8.78	6.67	5.40	4 4	-	-
14-32	17 46 14.24	-29 05 18.3	204	9.43	0.65	1	0.96	174614.3-290517	FC+00005-00024		-	9.23	5.74	4.26	4 4	-	-
14-38	17 46 22.99	-29 06 01.8	178	9.59	0.60	3	0.80	174623.0-290601	FC+00005-00024		14.72	9.59	6.75	-	0 4	25.6	-4.28
14-53	17 46 13.80	-29 05 59.0	417	9.55	0.90	3	0.76	174613.8-290558	FC+00005-00024		-	9.34	5.90	4.39	4 4	-	-
14-6233	17 46 17.42	-29 02 24.0	1	-	1.50	0	0.81	174617.5-290223	FC+00005-00024		15.92	9.12	5.06	3.12	4 4	-	-
15-6	17 46 28.39	-29 07 28.5	427	8.77	0.70	3	1.02	174628.5-290728	FC+00005-00024		15.55	9.09	6.50	5.04	4 4	31.0	-4.91
15-10	17 46 33.76	-29 07 35.3	281	8.85	0.55	3	0.77	174633.8-290734	FC+00005-00024		14.30	9.11	6.54	5.68	4 4	24.9	-4.55
15-47	17 46 21.05	-29 08 46.7	378	9.73	0.95	2	0.99	174621.1-290846	FC+00005-00024		-	10.41	6.72	4.94	4 3	-	-
15-81	17 46 28.10	-29 09 11.1	1	-	1.00	0	1.05	174628.2-290910	FC+00005-00024		-	9.29	6.59	5.17	4 3	-	-
16-28	17 45 27.80	-29 02 34.3	328	9.34	0.90	3	1.17	174527.9-290234	FC-00027-00006	X	-	8.72	5.79	5.03	4 5	-	-
16-47	17 45 12.49	-29 00 36.1	562	8.75	1.00	2	1.45	174512.6-290036	FC-00027-00006	X	-	9.74	5.16	4.23	4 5	-	-
16-227	17 45 09.36	-29 01 17.0	280	10.14	0.55	2	2.20	174509.5-290116	FC-00027-00006		-	10.35	6.89	6.48	3 5	-	-
16-286	17 45 17.00	-29 01 33.9	860	10.69	1.40	2	1.48	174517.1-290133	FC-00027-00006		-	10.37	7.48	-	0 5	-	-
18-14	17 45 15.30	-28 51 51.0	499	10.21	1.35	3	0.98	174515.3-285150	FB-00001+00018		-	10.79	88.88	3.99	0 2	-	-
19-2	17 45 09.20	-29 06 10.8	558	7.48	0.55	3	0.92	174509.3-290610	FC-00027-00006		12.88	7.51	5.20	3.95	4 5	22.9	-5.75
19-3	17 45 13.48	-29 05 27.0	561	7.78	0.95	2	0.86	174513.5-290526	FC-00027-00006		13.17	7.62	4.56	2.98	4 5	24.0	-5.73
19-7	17 45 17.14	-29 04 09.4	566	7.82	0.45	3	0.70	174517.2-290408	FC-00027-00006		13.20	7.66	4.80	3.98	4 5	24.0	-5.69
19-9	17 45 17.37	-29 04 25.0	481	8.18	0.75	3	0.80	174517.4-290424	FC-00027-00006		14.36	8.37	5.03	3.83	4 5	27.4	-5.29
19-23	17 45 30.05	-29 05 10.3	560	8.21	0.70	2	0.68	174530.1-290509	FC-00027-00006		15.18	8.30	4.98	3.94	4 5	32.6	-5.78
19-45	17 45 28.45	-29 04 00.4	508	8.86	0.50	3	0.82	174528.5-290359	FC-00027-00006		16.07	8.77	6.05	5.50	4 5	35.3	-5.54
19-48	17 45 13.41	-29 03 36.0	335	8.92	0.85	2	0.51	174513.4-290338	FC-00027-00006		-	-	5.42	3.79	4 0	-	-
19-54	17 45 19.51	-29 03 25.2	362	9.18	0.65	2	0.80	174519.5-290324	FC-00027-00006		15.32	9.15	5.71	-	0 5	28.8	-4.64
19-57	17 45 12.84	-29 04 47.0	317	9.40	0.75	3	1.04	174512.9-290446	FC-00027-00006		15.29	9.41	6.88	5.88	4 4	28.3	-4.45
19-58	17 45 14.59	-29 04 40.4	392	9.10	0.60	2	0.95	174514.6-290439	FC-00027-00006		15.15	8.72	6.09	-	0 5	30.4	-5.22
19-64	17 45 29.02	-29 04 13.5	379	8.78	0.90	2	0.71	174529.1-290413	FC-00027-00006		14.22	8.40	-	4.41	0 5	26.5	-5.20
19-82	17 45 25.77	-29 04 19.7	473	8.93	0.70	2	0.43	174525.8-290419	FC-00027-00006		16.06	8.60	5.36	4.54	4 5	36.8	-5.86
19-136	17 45 26.17	-29 06 04.2	318	9.56	1.35	3	0.31	174526.2-290604	FC-00027-00006		15.77	9.19	5.64	4.79	4 5	32.8	-5.05
19-476	17 45 14.26	-29 07 21.2	559	10.83	2.30	3	0.81	174514.3-290720	FC-00027-00006		-	10.60	4.14	2.40	4 5	-	-
19-582	17 45 17.83	-29 05 53.8	672	10.03	1.60	3	0.45	174517.9-290553	FC-00027-00006		-	9.40	4.19	2.91	4 5	-	-

Associations LPVs-ISOGAL (suite)

Nom	$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	P [jours]	$\langle K \rangle$ [mag]	$\Delta K$ [mag]	q	dist. ["]	Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	Champ ISOGAL	E	J [mag]	$K_s$ [mag]	[7] [mag]	[15] [mag]	q <sub>II</sub>	q <sub>III</sub>	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]
19-613	17 45 29.25	-29 07 04.9	566	10.39	1.20	1	0.92	174529.3-290704	FC-00027-00006		-	10.77	4.40	2.96	4	5	-	-
19-660	17 45 21.44	-29 06 36.4	374	10.44	1.30	2	0.54	174521.5-290636	FC-00027-00006		-	10.13	6.59	4.99	4	5	-	-
19-780	17 45 20.50	-29 07 19.6	368	10.59	1.40	2	0.57	174520.5-290719	FC-00027-00006		-	10.54	6.29	4.29	4	5	-	-
19-3321	17 45 12.07	-29 04 25.0	490	8.33	1.10	3	1.64	174512.2-290425	FC-00027-00006		-	8.72	4.85	3.28	4	4	-	-
20-11	17 45 11.29	-29 11 42.1	514	8.28	0.75	3	1.57	174511.4-291142	FC-00027-00006		15.81	8.77	5.24	3.82	4	5	33.6	-5.40
20-22	17 45 08.38	-29 11 04.3	431	8.59	0.65	2	1.84	174508.5-291104	FC-00027-00006		14.91	8.86	5.70	4.96	4	5	28.3	-4.92
20-25	17 45 10.93	-29 09 18.1	504	8.66	0.32	3	1.16	174511.0-290918	FC-00027-00006		14.78	8.53	5.69	4.49	4	5	28.5	-5.21
20-26	17 45 26.44	-29 08 04.7	560	9.13	1.70	3	0.73	174526.4-290804	FC-00027-00006		-	8.67	4.63	2.69	4	5	-	-
20-34	17 45 10.63	-29 09 56.2	336	9.17	0.85	2	0.98	174510.7-290956	FC-00027-00006		14.80	8.85	5.90	5.24	4	1	28.8	-5.05
20-38	17 45 13.04	-29 09 36.3	460	9.40	1.25	3	0.90	174513.1-290936	FC-00027-00006		15.40	8.88	4.29	2.83	4	5	30.8	-5.07
20-43	17 45 16.16	-29 09 20.3	301	8.84	0.65	3	0.55	174516.2-290920	FC-00027-00006		14.48	9.10	6.36	5.28	4	5	25.1	-4.49
20-46	17 45 16.34	-29 11 15.6	310	9.63	0.80	3	1.32	174516.4-291115	FC-00027-00006		14.88	9.13	6.17	5.86	4	5	27.5	-4.66
20-60	17 45 17.87	-29 09 18.1	493	8.92	0.70	2	0.45	174517.9-290917	FC-00027-00006		-	9.48	5.52	4.46	4	5	-	-
20-64	17 45 07.55	-29 10 22.6	533	10.26	2.30	2	1.71	174507.7-291022	FC-00027-00006		15.20	8.95	6.29	4.84	3	4	28.5	-4.79
20-74	17 45 22.76	-29 10 17.3	519	9.09	0.90	2	0.33	174522.8-291017	FC-00027-00006		-	8.95	5.05	3.78	4	5	-	-
20-99	17 45 12.15	-29 11 10.6	148	9.84	0.45	3	1.57	174512.3-291110	FC-00027-00006		14.97	9.98	7.36	-	0	5	24.9	-3.86
20-116	17 45 19.64	-29 11 20.6	555	9.55	1.65	2	0.86	174519.7-291120	FC-00027-00006		-	8.59	4.23	2.81	4	5	-	-
20-136	17 45 26.35	-29 09 24.8	609	9.99	1.70	3	0.68	174526.3-290924	FC-00027-00006		-	10.00	3.99	2.75	4	5	-	-
20-2631	17 45 29.56	-29 09 17.2	630	10.71	1.70	3	0.84	174529.5-290916	FC-00027-00006		-	10.35	4.87	3.06	4	5	-	-
20-3058	17 45 14.45	-29 09 18.1	632	11.38	1.00	2	0.30	174514.5-290918	FC-00027-00006		-	-	5.14	2.66	4	0	-	-
21-6	17 44 59.60	-29 11 15.6	845	8.49	0.70	2	0.33	174459.6-291115	FC-00027-00006		13.43	7.95	5.50	3.75	4	5	23.6	-5.37
21-8	17 45 08.48	-29 11 05.1	441	8.41	0.70	2	0.76	174508.5-291104	FC-00027-00006		14.91	8.86	5.70	4.96	4	5	28.3	-4.92
21-12	17 45 02.95	-29 08 27.9	464	8.03	0.60	3	0.45	174503.0-290827	FC-00027-00006		13.82	8.21	5.77	4.47	4	5	24.9	-5.24
21-17	17 44 53.53	-29 12 14.7	472	8.74	0.75	2	0.58	174453.6-291214	FC-00027-00006		15.84	8.87	5.83	4.49	4	5	33.7	-5.33
21-27	17 44 59.53	-29 09 25.8	544	8.40	1.00	2	0.56	174459.6-290925	FC-00027-00006		15.54	8.61	5.04	4.02	4	5	32.9	-5.50
21-38	17 44 49.38	-29 11 50.4	342	9.28	1.00	2	0.48	174449.4-291150	FC-00027-00006		15.80	9.14	6.44	5.38	4	5	33.3	-5.14
21-39	17 44 58.91	-29 09 11.1	560	8.90	1.40	1	0.31	174458.9-290910	FC-00027-00006		-	8.19	4.73	2.99	4	5	-	-
21-72	17 44 56.74	-29 10 20.7	387	9.43	0.75	1	0.50	174456.8-291020	FC-00027-00006		15.77	9.05	6.11	4.41	4	5	32.3	-5.04
21-185	17 44 51.73	-29 08 03.3	393	9.81	0.75	2	0.26	174451.8-290803	FC-00027-00006		-	9.68	6.87	6.07	4	5	-	-
21-5719	17 44 51.31	-29 09 21.1	315	9.65	0.70	2	0.50	174451.3-290921	FC-00027-00006		-	9.46	6.77	5.96	3	5	-	-
22-1	17 45 02.78	-29 06 52.8	446	5.76	0.65	3	0.72	174502.8-290652	FC-00027-00006		-	-	3.82	3.49	4	0	-	-
22-4	17 45 01.72	-29 02 50.4	436	8.28	0.85	3	0.48	174501.7-290249	FC-00027-00006		13.83	8.23	4.91	3.26	4	5	25.4	-5.30
22-5	17 45 02.30	-29 03 32.1	578	8.70	0.75	2	0.57	174502.3-290331	FC-00027-00006		-	8.66	4.94	4.28	4	5	-	-
22-7	17 44 59.22	-29 05 49.7	562	8.16	0.50	3	0.21	174459.2-290549	FC-00027-00006		14.73	8.40	5.24	4.55	4	5	29.0	-5.38

Associations LPVs-ISOGAL (suite)

Nom	$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	P [jours]	$\langle K \rangle$ [mag]	$\Delta K$ [mag]	q	dist. ["]	Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	Champ ISOGAL	E	J [mag]	$K_S$ [mag]	[7] [mag]	[15] [mag]	$q_{II}$	$q_{ID}$	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]
22-9	17 44 58.79	-29 03 27.8	493	8.27	0.70	2	0.62	174458.8-290327	FC-00027-00006		13.90	8.15	5.20	4.01	4	5	25.8	-5.38
22-11	17 45 04.79	-29 05 48.9	406	8.38	0.65	3	0.62	174504.8-290548	FC-00027-00006		13.69	7.85	4.86	3.31	4	5	27.0	-5.81
22-14	17 44 54.38	-29 04 57.0	280	8.81	0.55	3	0.81	174454.4-290456	FC-00027-00006		13.28	8.80	6.08	4.99	4	5	20.3	-4.48
22-16	17 45 03.70	-29 06 30.5	524	8.69	0.40	2	0.62	174503.7-290630	FC-00027-00006		14.76	8.47	5.75	4.99	4	5	28.8	-5.29
22-21	17 45 01.81	-29 03 24.5	438	8.63	0.55	2	0.42	174501.8-290324	FC-00027-00006		15.03	8.59	6.04	4.68	4	5	30.8	-5.40
22-22	17 45 03.00	-29 05 57.8	435	9.00	0.50	3	0.45	174503.0-290557	FC-00027-00006		15.40	8.89	6.05	4.58	4	5	31.3	-5.14
22-27	17 45 00.76	-29 07 16.8	552	8.71	0.35	1	0.62	174500.8-290716	FC-00027-00006		14.63	8.33	5.43	4.31	4	5	28.8	-5.43
22-30	17 44 56.71	-29 04 42.2	373	9.07	0.80	1	0.77	174456.7-290441	FC-00027-00006		14.96	8.77	6.43	5.26	4	5	28.9	-5.04
22-35	17 45 05.05	-29 06 53.3	548	8.92	0.75	2	0.91	174505.1-290652	FC-00027-00006		15.46	8.75	4.92	3.87	4	4	31.5	-5.24
22-60	17 44 49.49	-29 03 16.7	288	9.35	0.50	3	0.91	174449.5-290315	FC-00027-00006		15.08	9.42	6.92	5.21	4	5	27.9	-4.50
22-76	17 45 06.93	-29 03 33.9	390	8.98	1.30	2	0.78	174507.0-290334	FC-00027-00006		13.94	8.56	4.86	2.73	4	5	23.7	-4.80
22-85	17 45 08.05	-29 03 43.0	225	9.32	0.50	1	0.71	174508.1-290342	FC-00027-00006		-	8.98	6.27	-	0	5	-	-
22-95	17 45 02.95	-29 02 50.1	335	10.22	0.60	2	0.54	174503.0-290249	FC-00027-00006		-	9.99	6.86	-	4	5	-	-
22-100	17 44 49.69	-29 07 22.8	406	9.75	1.10	3	1.10	174449.7-290723	FC-00027-00006		-	10.18	4.45	-	4	4	-	-
22-120	17 45 04.44	-29 06 25.1	206	10.48	0.85	1	0.69	174504.5-290624	FC-00027-00006		-	10.16	-	6.15	0	5	-	-
22-136	17 44 56.01	-29 06 05.3	388	10.54	0.65	3	0.72	174456.1-290604	FC-00027-00006		-	10.00	5.35	2.37	4	2	-	-
22-166	17 44 54.20	-29 06 31.1	351	9.53	1.30	2	1.02	174454.2-290630	FC-00027-00006		-	9.69	5.73	5.16	4	5	-	-
22-274	17 45 03.20	-29 07 13.2	590	9.92	1.55	3	0.71	174503.2-290712	FC-00027-00006		-	9.54	4.83	3.53	4	5	-	-
23-5	17 44 48.44	-28 59 08.1	531	8.28	1.10	2	1.07	174448.5-285907	FC-00039+00018		14.97	8.29	4.90	3.23	4	5	31.3	-5.68
23-7	17 45 05.28	-29 01 35.7	429	8.07	0.80	3	0.32	174505.3-290135	FC-00027-00006		13.89	8.46	5.47	3.75	4	5	24.4	-4.98
23-8	17 44 54.92	-28 58 13.8	427	8.27	1.15	3	0.92	174455.0-285813	FC-00039+00018		15.34	8.68	4.79	3.93	4	5	32.2	-5.43
23-10	17 45 04.75	-29 01 24.8	416	8.43	0.90	3	0.15	174504.8-290124	FC-00027-00006		13.94	8.52	5.52	3.86	4	5	24.3	-4.91
23-18	17 45 01.67	-28 59 16.3	329	9.06	0.75	2	0.46	174501.7-285916	FC-00027-00006	X	14.45	8.80	6.22	5.52	4	5	26.9	-4.93
23-22	17 44 55.36	-28 59 47.5	205	8.42	0.50	2	0.62	174455.4-285947	FC-00039+00018	X	13.84	8.29	5.38	3.70	4	5	27.9	-5.73
23-28	17 44 57.68	-29 00 11.9	206	9.30	0.75	3	0.54	174457.7-290011	FC-00027-00006		13.57	9.09	7.20	6.15	4	5	21.1	-4.34
23-30	17 45 01.83	-29 00 55.7	396	8.92	0.95	2	0.12	174501.8-290055	FC-00027-00006		15.66	9.16	5.22	4.01	4	5	30.9	-4.81
23-32	17 45 07.21	-29 01 43.0	211	9.19	0.50	2	0.13	174507.2-290142	FC-00027-00006		14.01	8.86	7.07	6.17	4	5	25.4	-4.94
23-37	17 45 01.01	-29 01 15.2	409	9.56	1.05	3	0.43	174501.0-290114	FC-00027-00006		-	9.43	5.90	4.27	4	5	-	-
23-42	17 44 48.85	-29 01 48.2	300	8.96	0.40	3	0.61	174448.9-290147	FC-00039+00018	X	14.75	9.28	6.23	5.36	4	5	25.7	-4.36
23-46	17 45 06.56	-29 01 00.4	317	8.98	0.75	3	0.61	174506.6-290100	FC-00027-00006		14.01	8.39	6.05	5.04	4	5	26.7	-5.33
23-62	17 44 57.75	-29 01 55.9	271	9.28	0.50	2	0.34	174457.8-290155	FC-00027-00006		14.96	9.36	6.77	6.27	4	5	27.5	-4.53
23-75	17 44 55.79	-29 01 31.5	269	9.26	0.50	3	0.45	174455.8-290131	FC-00027-00006		14.08	8.97	6.87	5.56	4	5	24.4	-4.65
23-114	17 44 50.08	-28 58 03.9	379	9.88	1.00	2	1.17	174450.2-285803	FC-00039+00018		-	9.90	5.85	5.20	4	5	-	-
23-371	17 45 08.25	-29 01 21.0	383	10.43	1.40	2	1.14	174508.2-290121	FC-00027-00006		-	10.84	5.12	4.34	4	5	-	-

Associations LPVs-ISOGAL (suite)

Norm	$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	P [jours]	$\langle K \rangle$ [mag]	$\Delta K$ [mag]	q	dist. ["]	Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	Champ ISOGAL	E	J [mag]	$K_s$ [mag]	[7] [mag]	[15] [mag]	q <sub>II</sub>	q <sub>IID</sub>	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]
23-3305	17 45 04.38	-28 59 31.3	488	7.50	0.60	3	0.48	174504.4-285931	FC-00027-00006	X	13.10	7.77	5.18	-	0	4	23.1	-5.53
24-17	17 44 59.00	-28 57 02.6	413	9.00	0.90	2	1.16	174459.1-285701	FC-00039+00018		14.63	8.43	5.42	3.64	4	5	29.3	-5.43
24-29	17 44 50.02	-28 57 09.4	284	10.24	0.65	3	1.14	174450.0-285708	FC-00039+00018		-	10.08	-	6.22	0	5	-	-
24-108	17 44 57.31	-28 56 07.4	330	10.69	0.75	3	0.95	174457.4-285606	FC-00039+00018		-	10.59	-	5.66	0	4	-	-
25-7	17 44 46.68	-28 51 09.1	399	9.18	1.10	3	1.35	174446.7-285108	FB-00001+00018		15.94	9.09	88.88	4.06	0	4	33.1	-5.08
25-9	17 45 07.16	-28 50 27.0	554	8.37	0.95	3	0.34	174507.2-285027	FB-00001+00018		15.66	8.76	88.88	3.08	0	4	32.7	-5.33
25-23	17 44 55.17	-28 51 03.2	334	9.48	1.05	1	0.69	174455.2-285102	FB-00001+00018		16.02	9.40	88.88	4.61	0	4	33.1	-4.86
25-234	17 45 03.29	-28 50 23.4	415	10.50	1.25	3	0.76	174503.3-285022	FB-00001+00018		-	11.00	88.88	5.61	0	2	-	-
25-344	17 45 02.36	-28 50 54.0	307	11.95	0.80	2	1.69	174502.4-285055	FB-00001+00018		-	-	88.88	3.94	0	0	-	-
25-414	17 44 55.64	-28 52 28.1	666	11.48	1.30	2	1.11	174455.7-285227	FB-00001+00018		-	10.93	88.88	3.03	0	2	-	-



## Annexe F

### Résumé de l'article sur le champ FC-00027-00006 (Schuller et al., en préparation)

Un article reprenant les résultats discutés dans le chapitre 3, en particulier les associations entre ISOGAL et les étoiles LPV dans la région centrale de la Galaxie et les résultats concernant la population d'objets jeunes trouvés dans cette même région et dans le reste du champ FC-00027-00006 est en préparation pour A&A. Le résumé (provisoire) de cet article est reproduit sur la page suivante.

# Infrared stellar population near the Galactic Centre <sup>\*,\*\*</sup>

## ISOGAL observations at $(l, b) = (-0.27^\circ, -0.06^\circ)$

F. Schuller<sup>1</sup>, A. Omont<sup>1</sup>, I. S. Glass<sup>2</sup>, M. Schultheis<sup>1</sup>, and G. Simon<sup>3</sup>

<sup>1</sup> Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS, 98 bis, Bd Arago, F-75014 Paris, France

<sup>2</sup> South African Astronomical Observatory, PO Box 9, Observatory 7935, South Africa

<sup>3</sup> GEPI, Observatoire de Paris, 61, av. de l'Observatoire, F-75014 Paris, France

Received xxxx; accepted xxxx

**Abstract.** The Galactic Centre is a well-studied but still badly known region, because of the high visual extinction in its direction, and of the very large source density in this area. The ISO observations, with spatial resolution and sensitivity nearly 2 orders of magnitude better than IRAS, open a new window to study the stellar population in the middle infrared. Here we present the results of the analysis of a  $\sim 20 \times 20$  arcmin<sup>2</sup> field centred at  $(l, b) = (-0.27^\circ, -0.06^\circ)$  observed at 7 and 15  $\mu\text{m}$  as part of the ISOGAL survey. This field has one of the highest source densities of the ISOGAL observations, with  $\sim 3.5 \times 10^4$  deg<sup>-2</sup> detected point sources. Out of a rather old population of evolved AGB and giant stars common to the bulk of the Galactic Bulge, a young stellar population composed of about 70 objects emerges. It is mainly associated with high mass star formation in its early evolution, as shown by ultra-compact HII regions and other counterparts in the radio continuum. We demonstrate that the combination of ISOGAL data at 7 and 15  $\mu\text{m}$  with MSX data at wavelengths up to 25  $\mu\text{m}$  is efficient in selecting the young sources from the ISOGAL dataset. Using physical models we derive basic parameters including luminosity and mass of the central emergent stars in a limited area of  $\lesssim 0.1$  deg<sup>2</sup>, and compute a star formation rate of  $\sim 0.05$  M<sub>⊙</sub>yr<sup>-1</sup>.

**Key words.** Galaxy:Centre - Stars:formation - Stars: variables: general - Infrared:stars

---

Send offprint requests to: F. Schuller, schuller@iap.fr

\* This is paper no. xx in a refereed journal based on data from the ISOGAL project

\*\* 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

# Annexe G

## Régions de formation stellaire dans le bulbe interne

Les tables suivantes donnent la liste des objets jeunes du bulbe interne (§ 3.4) détectés par ISOGAL à 7 et 15  $\mu m$  (Tables G.1 et G.3) ou seulement à 15  $\mu m$  (Table G.2), ainsi que la liste des trois sources sélectionnées selon les mêmes critères mais identifiées à des nébuleuses planétaires (Table G.4).

Chaque ligne donne le nom de la source, la magnitude extraite par ajustement de PSF et l'incertitude  $\sigma$  à 7  $\mu m$  quand il y a lieu, les magnitudes obtenues par PSF et par photométrie d'ouverture (ouv.) à 15  $\mu m$ , l'extinction interstellaire  $A_v$  en direction de la source déterminée sur la carte de Schultheis et al. (1999), ainsi que la luminosité déduite du flux à 15  $\mu m$  et le type spectral correspondant.

Les associations avec des sources MSX détectées dans la bande E, et les autres sources trouvées dans la base de données Simbad dans un rayon de recherche de 10'' sont reportées dans la dernière colonne.

TAB. G.1. Régions de formation stellaire détectées à 7 et 15  $\mu m$  dans le bulbe interne dans les catalogues "regular"

Nom ISO GAL	[7] [mag]	$\sigma_7$ [mag]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
173953.0-300435	4.88	0.02	2.13	0.05	2.10	9.4	68800	O8	MSX358.3726+00.4618 $F_D = 2.6$ Jy $F_E = 3.5$ Jy
174036.3-294913	5.71	0.04	2.12	0.02	2.30	9.6	57600	O8.5	MSX358.6730+00.4651 $F_D = 1.8$ Jy $F_E = 3.3$ Jy
174046.8-301222	7.70	0.02	4.99	0.14	4.30	12.7	9800	B0.5	
174142.0-294000	7.71	0.14	4.79	0.06	4.90	16.2	6100	B1	
174149.8-295312	8.22	0.25	4.08	0.09	4.00	15.1	13600	B0.5	[GWC93] 11 (radio)
174150.0-295542	8.24	0.20	3.74	0.23	2.10	14.9	78200	O7.5	MSX358.7201+00.1810 $F_D = 1.4$ Jy $F_E = 5.5$ Jy; IRAS 17386-2954
174151.0-295315	8.02	0.18	4.08	0.09	4.00	15.2	13700	B0.5	
174218.7-300011	5.89	0.16	3.42	0.10	3.25	20.5	30800	B0	
174220.8-295917	6.78	0.16	3.48	0.17	2.50	21.8	63300	O8	
174223.0-292854	4.75	0.05	1.75	0.04	2.10	20.4	88800	O7.5	
174224.5-295816	5.79	0.21	2.49	0.14	1.70	22.3	134000	O6.5	MSX358.7510+00.0528 $F_D = 2.0$ Jy $F_E = 6.3$ Jy; [GWC93] 27 (radio)
174228.0-295614	3.87	0.24	0.04	0.13	-0.95	22.7	152600	O3.5	MSX358.7856+00.0606 $F_D = 23.5$ Jy $F_E = 90.1$ Jy; IRAS 17392-2954; [DB2000]52 (amas 2MASS)
174228.2-295324	5.64	0.10	2.25	0.17	1.00	20.3	243600	O6	MSX358.8263+00.0861 $F_D = 3.0$ Jy $F_E = 12.7$ Jy
174229.9-300115	3.36	0.15	-0.15	0.12	-0.70	21.0	1185900	O4	MSX358.7187+00.0107 $F_D = 26.0$ Jy $F_E = 78.9$ Jy; [GWC93] 35 (radio); 11C 358.720+0.009 (radio)
174232.7-295757	4.64	0.02	0.68	0.02	0.75	22.5	322800	O6	MSX358.7708+00.0307 $F_D = 8.3$ Jy $F_E = 13.7$ Jy; [GWC93] 37 (radio)
174234.3-300053	5.80	0.26	3.70	0.10	2.20	25.7	91400	O7.5	[GWC93] 38 (radio)
174235.9-295609	5.93	0.17	3.72	0.13	2.60	22.5	58700	O8.5	
174240.1-295732	6.26	0.15	3.74	0.11	2.80	22.2	48500	O9	
174241.2-300124	6.57	0.19	3.69	0.07	3.20	20.2	32100	B0	
174243.3-295744	6.44	0.20	2.56	0.12	1.90	21.2	108600	O7	[GWC93] 45 (radio)
174244.3-295427	4.30	0.17	1.12	0.06	0.70	23.5	345700	O5.5	MSX358.8423+00.0260 $F_D = 6.2$ Jy $F_E = 17.2$ Jy BWHZ358.843+0.026; [GWC93] 47 (radio)
174247.2-295743	4.09	0.10	-0.31	0.03	-0.25	27.5	909200	O4.5	MSX358.8015-00.0107 $F_D = 20.4$ Jy $F_E = 65.8$ Jy BWHZ358.803-0.011; [GWC93] 49 (radio)
174247.7-295625	6.74	0.14	4.31	0.13	3.80	27.0	21600	B0	[GWC93] 51 (radio)
174258.8-294959	5.91	0.07	3.50	0.13	3.50	19.0	23700	B0	
174303.4-293801	4.02	0.08	1.49	0.07	1.60	21.9	145500	O6.5	MSX359.1117+00.1119 $F_D = 2.8$ Jy $F_E = 4.3$ Jy
174305.2-295001	5.19	0.23	2.11	0.14	1.30	20.4	185500	O6.5	MSX358.9460+00.0039 $F_D = 3.0$ Jy $F_E = 14.9$ Jy
174308.3-294836	5.32	0.08	1.81	0.02	2.00	20.9	98300	O7	MSX358.9712+00.0038 $F_D = 2.7$ Jy $F_E = 7.6$ Jy BWHZ358.972+0.004; [GWC93] 61 (radio)

(suite)

Nom ISO GAL [ISO GAL-P J]	[7] [mag]	$\sigma_7$ [mag]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
174309.7-295023	5.74	0.17	3.51	0.13	2.90	20.2	42200	O9.5	[GWC93] 62 (radio)
174311.2-295129	4.52	0.07	1.40	0.04	1.40	20.4	169000	O6.5	MSX358.9343-00.0299 $F_D = 3.4$ Jy $F_E = 4.5$ Jy
174311.4-292602	6.81	0.08	2.99	0.04	2.75	24.7	53800	O8.5	
174319.2-294859	6.07	0.06	3.41	0.08	1.90	22.5	112100	O7	MSX358.9857-00.0309 $F_D = 3.8$ Jy $F_E = 6.1$ Jy
174319.6-295030	6.08	0.24	3.26	0.17	1.95	23.2	108600	O7	MSX358.9645-00.0446 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 5.7$ Jy
174324.8-293918	6.47	0.03	3.16	0.05	2.40	24.6	74100	O8	MSX359.1361+00.0322 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 4.5$ Jy
174329.6-294802	5.91	0.16	3.45	0.13	2.40	23.0	71500	O8	MSX359.0242-00.0573 $F_D = 1.2$ Jy $F_E = 4.2$ Jy
174336.5-300945	5.82	0.03	3.15	0.07	3.65	17.2	19800	B0	
174342.0-295021	4.75	0.07	2.13	0.06	2.00	23.4	104200	O7	SCHB 144 (maser)
174344.2-293826	7.50	0.21	4.24	0.10	4.00	23.8	16700	B0.5	
174344.4-293921	6.05	0.21	3.18	0.11	2.30	23.5	79300	O7.5	
174344.7-294023	5.31	0.09	0.32	0.12	-0.30	24.7	893200	O4.5	MSX359.1573-00.0361 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 56.4$ Jy; BWHZ359.158-0.035
174348.4-293902	6.59	0.23	3.74	0.13	2.45	23.5	69000	O8	
174349.1-294213	6.33	0.23	2.22	0.05	2.10	26.0	100900	O7	MSX359.1399-00.0659 $F_D = 2.2$ Jy $F_E = 7.2$ Jy
174350.7-291216	5.15	0.05	2.61	0.05	2.50	18.4	58500	O8.5	
174352.6-294117	8.06	0.13	4.40	0.09	3.80	22.2	19300	B0	
174356.1-293621	4.68	0.13	1.44	0.13	0.50	25.6	436900	O5.5	MSX359.2360-00.0356 $F_D = 5.5$ Jy $F_E = 22.3$ Jy
174357.9-293707	7.20	0.17	4.22	0.14	3.10	23.0	37500	O9.5	
174359.8-300834	8.36	0.12	4.90	0.11	3.80	19.7	18200	B0.5	
174400.5-293613	5.70	0.02	2.76	0.07	2.20	24.4	88700	O7.5	
174404.7-292518	6.58	0.17	2.91	0.14	1.50	28.2	184400	O6.5	MSX359.4084+00.0332 $F_D = 3.3$ Jy $F_E = 14.8$ Jy
174405.2-293352	5.51	0.03	1.84	0.05	1.60	28.0	167400	O6.5	
174407.7-292330	7.55	0.09	3.56	0.16	1.30	25.5	208600	O6.5	
174411.3-292639	6.45	0.10	3.06	0.07	2.75	29.0	59400	O8.5	
174414.7-292400	7.27	0.16	4.49	0.09	3.70	25.6	22900	B0	
174416.2-290117	7.52	0.24	4.73	0.10	4.10	21.5	14400	B0.5	
174416.6-292329	6.78	0.17	3.76	0.09	2.70	24.7	56400	O8.5	MSX359.4572+00.0123 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 4.5$ Jy
174419.7-293228	5.92	0.15	2.72	0.10	2.10	29.9	110300	O7	MSX359.3363-00.0740 $F_D = 2.3$ Jy $F_E = 6.6$ Jy
174421.7-292736	6.27	0.15	2.61	0.11	1.50	29.0	188000	O6.5	MSX359.4075-00.0384 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 14.3$ Jy
174422.4-292520	6.46	0.13	3.19	0.09	2.10	29.4	109000	O7	MSX359.4438-00.0216 $F_D = 1.8$ Jy $F_E = 4.7$ Jy
174422.7-293202	6.55	0.18	3.79	0.08	2.00	33.5	131400	O6.5	
174422.7-293134	7.07	0.12	4.34	0.17	1.90	33.6	144400	O6.5	
174423.1-293059	7.61	0.17	3.39	0.08	2.30	31.0	94200	O7	
174423.4-283849	7.34	0.13	3.61	0.06	3.30	18.3	28000	B0	

(suite)

Nom ISO GAL [ISO GAL-P-J]	[7] [mag]	$\sigma_7$ [mag]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
174424.4-285708	6.71	0.20	4.60	0.10	4.20	22.2	13400	B0.5	
174424.6-292524	7.98	0.12	4.85	0.06	3.40	30.8	34000	O9.5	
174425.6-293043	6.03	0.16	2.22	0.12	0.60	31.9	459900	O5.5	MSX359.3718-00.0787 $F_D = 5.4$ Jy $F_E = 19.2$ Jy
174426.4-293001	7.57	0.13	4.17	0.07	2.90	34.1	58200	O8.5	
174427.7-293054	7.89	0.12	3.92	0.15	1.10	33.0	297500	O6	
174428.9-293000	6.97	0.12	3.56	0.17	2.20	31.5	104400	O7	
174429.4-293059	7.85	0.12	4.08	0.20	2.15	32.0	110500	O7	
174431.3-293909	8.08	0.07	4.87	0.12	3.80	28.3	22200	B0	
174431.5-292957	7.00	0.22	4.35	0.17	2.00	31.4	125300	O7	
174431.5-292737	6.70	0.18	3.39	0.06	2.80	30.5	58700	O8.5	
174433.4-292700	4.88	0.08	1.97	0.09	1.40	30.2	211900	O6	
174433.5-292856	6.75	0.13	2.98	0.09	2.30	32.2	96900	O7	
174433.5-292949	6.57	0.18	3.38	0.13	1.80	31.5	151100	O6.5	
174433.8-291355	6.49	0.10	1.98	0.12	1.10	24.6	245300	O6	MSX359.6254+00.0428 $F_D = 5.9$ Jy $F_E = 23.2$ Jy
174434.3-292835	6.22	0.14	3.35	0.14	1.40	31.5	218200	O6	
174434.8-292606	6.11	0.15	3.30	0.09	2.40	28.4	80900	O7.5	MSX359.4308-00.0890 $F_D = 21.6$ Jy $F_E = 109.6$ Jy EQ 1741-2926 (détection de la raie H76 $\alpha$ )
174436.5-292810	6.41	0.17	1.71	0.16	-0.50	28.0	1159500	O4	
174437.9-292545	6.34	0.08	2.73	0.03	2.45	25.5	72300	O8	
174437.9-291014	6.98	0.16	4.20	0.18	1.45	22.8	170500	O6.5	MSX359.6882+00.0636 $F_D = 2.5$ Jy $F_E = 19.6$ Jy
174438.3-292912	5.09	0.03	1.81	0.02	1.50	30.6	195100	O6.5	GAL 359.418-00.104 (maser)
174439.1-292732	5.73	0.11	1.98	0.11	-0.10	25.3	754000	O5	
174446.5-283512	7.75	0.04	3.68	0.07	3.00	14.8	34000	O9.5	BWHZ 0.201+0.342
174452.2-295324	8.11	0.06	3.61	0.08	3.65	18.2	20300	B0	
174452.5-291122	5.70	0.18	2.11	0.13	0.60	23.8	381700	O5.5	MSX359.6983+00.0083 $F_D = 7.8$ Jy $F_E = 27.5$ Jy
174454.9-291413	4.27	0.09	1.01	0.04	0.55	22.8	391100	O5.5	MSX359.6620-00.0250 $F_D = 9.4$ Jy $F_E = 29.7$ Jy; BWHZ359.664-0.026
174455.3-291538	4.97	0.12	1.82	0.06	1.40	21.2	172400	O6.5	
174455.8-292009	7.23	0.13	3.98	0.09	2.80	24.1	50700	O9	
174455.8-291727	6.98	0.09	2.39	0.05	1.90	20.7	107300	O7	
174456.1-290604	5.35	0.17	2.37	0.08	1.60	24.7	155100	O6.5	MSX359.7821+00.0405 $F_D = 8.3$ Jy $F_E = 36.0$ Jy; IRAS 17417-2904
174456.1-291257	5.93	0.05	1.36	0.10	0.60	23.6	380300	O5.5	
174457.0-290557	4.48	0.17	1.65	0.08	0.70	24.9	357200	O5.5	MSX359.7821+00.0405 $F_D = 8.3$ Jy $F_E = 36.0$ Jy
174458.1-291839	7.68	0.11	4.99	0.07	4.60	22.4	9300	B0.5	
174459.1-290653	6.89	0.10	3.49	0.05	3.00	23.6	41700	O9.5	

(suite)

Nom ISO GAL [ISO GAL-PJ]	$\sigma_7$ [mag]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
174459.5-291604	4.08	0.50	0.12	-0.30	20.7	814600	O5	MSX359.6436-00.0554 $F_D = 20.4$ Jy $F_E = 67.1$ Jy; DGSW 2; IRAS 17418-2914
174500.6-291938	6.73	4.10	0.05	3.50	20.4	24500	B0	
174500.9-292849	5.69	2.76	0.09	1.40	25.1	188500	O6.5	MSX359.4653-00.1710 $F_D = 3.4$ Jy $F_E = 12.9$ Jy ; [LS95] 174149.6-292738
174502.9-291938	7.11	4.66	0.10	3.30	20.6	29500	B0	
174503.2-291737	5.90	2.40	0.07	1.90	21.7	109900	O7	
174503.4-290900	5.68	1.76	0.17	0.00	24.6	676800	O5	MSX359.7515-00.0060 $F_D = 12.4$ Jy $F_E = 65.1$ Jy
174503.5-291552	4.13	0.62	0.04	0.35	21.0	451100	O5.5	DGSW 3; [LS95] 174152.3-291441; BWHZ359.655-0.067
174504.4-291359	6.96	3.62	0.14	2.00	21.4	99400	O7	MSX359.6828-00.0532 $F_D = 1.5$ Jy $F_E = 6.2$ Jy
174504.9-291146	4.27	1.97	0.11	0.70	23.6	347100	O5.5	DGSW4; BWHZ359.717-0.035; BWHZ359.715-0.033
174505.6-291018	5.24	1.78	0.09	1.00	23.5	262700	O6	
174506.4-291648	7.41	3.96	0.13	1.50	24.1	167900	O6.5	
174506.5-291118	5.29	0.88	0.07	0.10	23.4	599500	O5	MSX359.7248-00.0359 $F_D = 12.1$ Jy $F_E = 43.2$ Jy; DGSW 5
174507.0-283319	4.82	1.96	0.07	1.90	16.6	97600	O7	
174508.0-291039	6.59	4.24	0.11	2.80	22.3	48600	O9	
174508.4-291753	7.94	3.66	0.09	2.60	22.1	58300	O8.5	
174508.6-284617	6.83	3.72	0.18	3.40	20.9	27100	B0	
174510.8-290712	7.69	4.82	0.11	3.95	22.8	17000	B0.5	
174516.2-290315	5.66	1.03	0.19	-1.00	21.8	1590600	O3.5	MSX359.8584+00.0036 $F_D = 48.3$ Jy $F_E = 137.9$ Jy
174517.3-284731	7.48	4.01	0.10	3.70	23.3	21700	B0	
174517.8-290813	7.30	4.10	0.09	3.50	22.8	25800	B0	
174518.1-290439	6.30	2.54	0.05	1.95	26.2	116500	O7	
174518.1-291051	6.51	3.00	0.08	2.60	25.0	62200	O8	MSX359.7540-00.0674 $F_D = 1.7$ Jy $F_E = 5.2$ Jy
174520.5-295632	7.26	4.71	0.17	3.80	16.1	16800	B0.5	
174520.7-291258	5.97	2.79	0.11	1.70	22.8	135400	O6.5	MSX359.7270-00.0914 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 10.7$ Jy; [LS95] 11
174520.7-290213	4.57	0.40	0.12	-0.40	25.8	1005200	O4.5	
174523.3-290331	5.52	2.29	0.14	1.30	26.5	213000	O6	
174523.9-290310	6.09	3.29	0.14	2.30	26.3	84400	O7.5	
174525.1-284241	5.24	1.59	0.13	0.60	19.2	343300	O5.5	MSX000.1690+00.1530 $F_D = 5.4$ Jy $F_E = 24.9$ Jy
174526.3-291229	6.67	2.31	0.09	1.60	24.5	154500	O6.5	MSX359.7461-00.1080 $F_D = 2.9$ Jy $F_E = 12.5$ Jy
174528.4-290422	6.88	3.90	0.05	3.75	25.4	21800	B0	
174536.4-284515	6.51	3.50	0.04	2.60	19.6	55000	O8.5	
174543.1-282916	4.58	2.02	0.09	1.95	22.5	106900	O7	MSX000.3945+00.2136 $F_D = 3.1$ Jy $F_E = 3.8$ Jy
174543.7-282710	7.41	4.84	0.12	4.00	21.9	16000	B0.5	
174545.1-281450	5.68	3.44	0.13	1.45	15.1	142900	O6.5	MSX000.6003+00.3329 $F_D = 1.4$ Jy $F_E = 4.9$ Jy

(suite)

Nom ISO GAL	[7]	$\sigma_7$	[15]	$\sigma_{15}$	ouv. 15	$A_v$	Lum.	Type	Identifications
[ISO GAL-P-J]	[mag]	[mag]	[mag]	[mag]	[mag]	[mag]	$L_{\odot}$	spectral	
174547.8-284117	5.17	0.05	2.08	0.03	2.10	19.0	85900	O7.5	MSX000.6053+00.3329 $F_D = 1.3$ Jy $F_E = 5.3$ Jy
174555.6-290521	7.05	0.20	3.77	0.09	2.75	25.6	55000	O8.5	
174602.2-282446	6.38	0.22	2.67	0.22	1.30	18.4	176800	O6.5	MSX000.4918+00.1934 $F_D = 2.3$ Jy $F_E = 6.5$ Jy
174602.8-290359	5.90	0.13	2.43	0.08	2.30	25.2	82400	O7.5	
174608.2-282546	5.48	0.06	2.83	0.12	1.35	20.9	178900	O6.5	MSX000.4930+00.1693 $F_D = 2.2$ Jy $F_E = 5.9$ Jy
174610.2-282326	4.53	0.20	0.96	0.07	0.50	20.0	384100	O5.5	MSX000.5276+00.1818 $F_D = 7.9$ Jy $F_E = 24.8$ Jy; IRAS 17430-2822 BWHZ 0.527+0.181; 1LC000.527+0.181 (radio)
174613.5-290024	6.84	0.03	4.52	0.22	2.60	25.1	62400	O8	[GVS2000] 17430-2822 (maser); [WHR97] 17430-2822 (région HII)
174613.7-282334	5.50	0.22	3.04	0.11	2.10	21.2	90400	O7.5	
174617.6-282501	6.54	0.17	3.58	0.08	3.20	20.7	32400	B0	
174618.0-285716	5.37	0.11	1.65	0.11	1.20	28.7	246100	O6	MSX000.0595-00.1352 $F_D = 4.8$ Jy $F_E = 19.8$ Jy
174618.2-290136	6.35	0.07	0.88	0.19	-0.55	22.3	1063100	O4.5	MSX359.9997-00.1746 $F_D = 13.1$ Jy $F_E = 45.0$ Jy
174619.4-285611	6.98	0.17	4.57	0.19	2.60	28.6	67600	O8	
174621.4-282340	7.26	0.08	4.34	0.16	4.10	20.6	14100	B0.5	
174622.6-282505	6.82	0.24	2.90	0.17	1.70	20.4	128200	O7	MSX000.5272+00.1310 $F_D = 1.5$ Jy $F_E = 5.4$ Jy
174623.5-274602	7.04	0.09	4.87	0.17	4.00	17.8	14500	B0.5	
174625.2-274249	8.06	0.24	4.07	0.02	4.10	24.8	15600	B0.5	
174627.8-283609	4.32	0.21	0.39	0.18	-1.05	20.2	1608600	O3.5	MSX000.3807+00.0172 $F_D = 38.0$ Jy $F_E = 146.9$ Jy BWHZ 0.383+0.018; IRAS 17432-2835
174628.1-282916	5.22	0.15	1.26	0.09	0.60	18.2	335700	O6	MSX000.4788+00.0744 $F_D = 9.8$ Jy $F_E = 31.7$ Jy; IRAS 17433-2828
174628.4-283920	3.25	0.13	-0.24	0.11	-1.25	22.4	2029800	O3	MSX000.3359-00.0127 $F_D = 48.5$ Jy $F_E = 132.5$ Jy; IRAS 17433-2838
174629.4-285055	6.98	0.18	4.68	0.14	2.80	27.2	54500	O8.5	
174630.6-285624	5.98	0.04	3.07	0.05	2.00	21.9	100700	O7	BWHZ 0.099-0.167
174631.2-285448	6.90	0.11	4.76	0.13	2.80	27.3	54600	O8.5	
174631.2-285550	6.80	0.17	4.65	0.19	1.30	23.6	199400	O6.5	MSX000.1098-00.1649 $F_D = 1.3$ Jy $F_E = 7.6$ Jy
174631.8-284347	6.58	0.17	4.54	0.11	3.00	26.1	44200	O9	
174633.0-283914	4.00	0.09	-0.17	0.04	-0.40	23.4	949600	O4.5	BWHZ 0.345-0.027
174635.2-284240	6.53	0.19	3.60	0.13	1.90	29.0	130000	O6.5	MSX000.3031-00.0641 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 24.3$ Jy
174636.0-284358	6.17	0.08	3.07	0.03	2.60	28.0	66700	O8	
174636.7-284954	6.24	0.19	3.34	0.17	1.30	25.1	206500	O6.5	
174637.3-290957	5.08	0.08	2.31	0.08	2.50	21.6	63100	O8	
174638.3-284028	7.29	0.18	4.98	0.15	3.40	23.2	28600	B0	

(suite)

Nom ISO GAL [ISO GAL-PJ]	$\sigma_7$ [mag]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
174639.1-284104	4.54	1.89	0.10	0.75	23.2	328200	O6	MSX000.3308-00.0624 $F_D = 5.7$ Jy $F_E = 32.5$ Jy
174639.5-285950	5.89	3.75	0.11	0.70	26.1	366900	O5.5	MSX000.0616-00.2232 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 5.3$ Jy
174641.0-284006	7.01	3.80	0.06	3.00	23.7	41800	O9.5	
174641.3-283539	5.88	2.87	0.12	1.50	23.4	165100	O6.5	MSX000.4134-00.0230 $F_D = 3.2$ Jy $F_E = 11.5$ Jy
174642.7-282547	7.45	4.70	0.17	1.90	25.2	119100	O7	MSX000.5556+00.0608 $F_D = 1.4$ Jy $F_E = 7.3$ Jy
174643.8-285319	7.00	3.81	0.23	0.05	25.4	657000	O5	
174643.9-285410	6.87	4.53	0.19	0.60	25.8	399400	O5.5	
174644.5-285235	7.23	3.98	0.05	0.00	24.2	670000	O5	MSX000.1828-00.1777 $F_D = 1.6$ Jy $F_E = 11.2$ Jy
174649.4-282419	6.94	3.45	0.15	2.00	23.6	104700	O7	MSX000.5909+00.0498 $F_D = 2.2$ Jy $F_E = 13.1$ Jy
174650.5-284332	5.97	2.78	0.07	2.05	25.6	104800	O7	MSX000.3168-00.1185 $F_D = 1.5$ Jy $F_E = 6.3$ Jy
174650.8-283124	6.37	3.38	0.07	2.50	30.1	76800	O7.5	
174651.7-282842	7.35	3.80	0.07	3.20	23.2	34400	O9.5	BWHZ 0.488-0.028
174653.4-283201	4.99	1.77	0.07	0.80	29.4	361400	O5.5	
174654.1-283358	6.09	2.56	0.07	2.00	25.0	108200	O7	
174654.3-282940	6.39	3.34	0.15	1.60	26.5	161800	O6.5	[MPG95] 8 (radio)
174657.0-283714	6.74	4.21	0.06	3.40	25.3	30000	B0	
174658.0-282947	7.43	3.26	0.17	1.20	22.6	213600	O6	
174658.0-284429	6.92	4.64	0.12	2.60	27.0	65200	O8	MSX000.3187-00.1502 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 6.9$ Jy
174659.0-283626	7.84	3.77	0.11	2.00	26.1	111000	O7	MSX000.4350-00.0807 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 6.7$ Jy
174701.9-283553	6.99	4.55	0.11	3.70	27.8	24100	B0	
174707.7-285852	7.06	4.72	0.10	4.10	24.6	15500	B0.5	
174713.5-282438	4.32	1.50	0.11	0.50	25.3	433100	O5.5	MSX000.6302-00.0270 $F_D = 10.7$ Jy $F_E = 30.8$ Jy 4 sources radio : [MD72] 1, [MPG95] 13, BWHZ 0.630-0.028, BWHZ 0.629-0.027
174717.4-283219	5.87	0.14	0.10	1.10	26.6	256800	O6	
174719.1-285738	4.81	0.06	0.11	2.60	25.2	62500	O8	
174730.2-282606	6.23	3.87	0.16	1.50	23.5	165600	O6.5	[MPG95] 11 (radio)
174731.2-282910	6.56	3.75	0.09	2.90	23.1	45200	O9	MSX000.6007-00.1215 $F_D = 1.3$ Jy $F_E = 3.8$ Jy
174733.0-283411	6.12	3.37	0.07	2.75	25.9	55300	O8.5	MSX000.5327-00.1711 $F_D = 1.5$ Jy $F_E = 3.6$ Jy
174734.1-282717	6.43	3.25	0.15	1.90	22.5	111900	O7	
174734.4-282649	4.55	1.52	0.10	0.45	22.7	427300	O5.5	MSX000.6387-00.1118 $F_D = 9.5$ Jy $F_E = 37.3$ Jy
174749.0-281435	5.83	2.93	0.08	2.60	25.2	62600	O8	MSX000.8441-00.0533 $F_D = 1.2$ Jy $F_E = 4.9$ Jy
174751.9-282124	8.13	4.41	0.04	4.20	20.9	13000	B0.5	
174801.7-281611	7.91	3.35	0.12	2.20	24.2	88300	O7.5	MSX000.8418-00.1054 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 5.5$ Jy; IRAS 17448-2815
174802.2-282305	6.98	0.04	0.11	3.70	21.1	20600	B0	

(suite)

Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	$\sigma_7$ [mag]	$\sigma_{15}$ [15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type	Identifications
174804.2-281349	6.87	2.53	0.06	2.30	24.2	80600	O7.5	MSX000.8807-00.0931 $F_D = 1.4$ Jy $F_E = 4.3$ Jy
174814.4-285501	6.64	4.55	0.14	2.40	18.4	64200	O8	
174837.1-283822	7.59	4.13	0.14	3.90	17.9	16000	B0.5	
174842.5-280830	7.61	4.59	0.05	4.20	22.1	13300	B0.5	
174843.9-281535	7.06	4.42	0.12	3.80	16.3	16900	B0.5	
174909.6-282616	7.88	4.37	0.04	4.40	15.3	9500	B0.5	BWHZ 0.828-0.406
174925.4-281355	7.26	3.96	0.05	3.60	16.3	20300	B0	BWHZ 1.033-0.349

TABLE 2. Régions de formation stellaire détectées uniquement à  $15 \mu\text{m}$  dans le bulbe interne

Nom ISOGAL [ISOGAL-P-J]	$\sigma_{15}$ [15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type	Identifications
174218.3-295249	4.51	0.06	4.20	16.0	11600	B0.5	
174218.3-294819	4.84	0.17	4.30	19.8	11500	B0.5	
174246.5-295455	4.89	0.14	3.75	22.6	20400	B0	
174246.9-295839	4.62	0.06	4.10	27.6	16600	B0.5	[GWC93] 50 (radio)
174318.0-294854	3.26	0.09	2.90	21.9	44000	O9	MSX358.9857-00.0309 $F_D = 3.8$ Jy $F_E = 6.1$ Jy
174335.0-294145	4.51	0.14	3.70	27.0	23600	B0	
174341.2-294132	4.89	0.19	3.45	26.3	29300	B0	
174356.0-295426	4.37	0.06	4.15	20.0	13300	B0.5	BWHZ358.980-0.194
174359.2-292946	4.80	0.17	3.50	29.7	30300	B0	MSX359.3326+00.0109 $F_D < 1.2$ Jy $F_E = 3.3$ Jy
174402.9-292744	4.95	0.08	4.20	26.1	14600	B0.5	
174407.9-293554	4.68	0.16	3.70	23.8	22000	B0	
174410.8-292422	2.35	0.08	2.00	27.6	114800	O7	MSX359.4332+00.0225 $F_D = 3.4$ Jy $F_E = 9.0$ Jy
174412.5-293324	3.83	0.13	2.60	27.6	66100	O8	MSX359.3082-00.0597 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 7.6$ Jy
174421.8-293221	4.38	0.16	3.10	30.2	44300	O9	
174425.6-283726	4.70	0.19	4.00	16.3	14000	B0.5	MSX000.1306+00.3902 $F_D = 1.5$ Jy $F_E = 3.8$ Jy
174435.1-292546	4.77	0.16	3.70	28.0	24200	B0	
174435.5-292725	1.66	0.16	-0.30	27.6	955800	O4.5	
174439.6-292750	2.18	0.20	-1.20	25.3	2074700	O3	
174442.7-292640	3.86	0.15	2.70	25.5	57400	O8.5	
174449.5-291805	2.45	0.14	1.70	24.2	139900	O6.5	MSX359.5966-00.0411 $F_D = 3.2$ Jy $F_E = 16.2$ Jy; IRAS 17416-2916

(suite)

Nom ISOGAL [ISOGAL-P.J]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
174453.8-291402	3.79	0.09	3.30	24.1	32000	B0	MSX359.6620-00.0250 $F_D = 9.4$ Jy $F_E = 29.7$ Jy
174456.5-295715	4.80	0.06	4.40	18.2	10100	B0.5	MSX359.0555-00.4100 $F_D = 2.0$ Jy $F_E = 3.6$ Jy
174457.4-291003	4.95	0.10	4.20	24.4	14100	B0.5	
174501.0-285622	4.83	0.19	2.90	27.5	50000	O9	MSX359.9246+00.1073 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 3.2$ Jy
174501.0-291850	4.62	0.10	3.80	20.2	18500	B0.5	
174501.4-291455	4.72	0.05	4.20	20.2	12800	B0.5	
174502.9-291518	3.85	0.07	3.25	20.8	31100	B0	
174503.1-291354	3.78	0.09	3.40	20.9	27100	B0	MSX359.6828-00.0532 $F_D = 1.5$ Jy $F_E = 6.2$ Jy
174505.0-291659	3.21	0.11	2.50	23.9	66500	O8	
174505.1-290937	3.83	0.11	3.25	24.4	33700	O9.5	
174508.0-290655	4.34	0.14	3.60	22.8	23500	B0	
174508.7-290348	4.17	0.12	2.95	23.1	43200	O9	
174511.4-291552	4.97	0.07	3.60	23.7	24000	B0	
174512.3-291630	4.96	0.11	4.40	23.1	11300	B0.5	
174513.9-290345	4.78	0.22	4.30	20.8	11800	B0.5	
174515.4-291213	3.40	0.11	2.70	23.0	54100	O8.5	MSX359.7306-00.0708 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 4.3$ Jy
174515.9-290155	2.63	0.13	1.95	25.5	114500	O7	
174517.3-291418	3.34	0.09	3.00	22.7	40800	O9.5	
174518.7-290320	4.06	0.18	1.90	24.9	118200	O7	
174520.1-290638	4.93	0.12	4.15	23.5	14400	B0.5	
174522.4-290242	3.68	0.17	1.50	25.8	174700	O6.5	
174523.5-290225	4.62	0.14	1.90	25.7	120600	O7	
174524.8-290529	3.89	0.19	2.00	26.3	111400	O7	MSX359.8426-00.0423 $F_D = 1.6$ Jy $F_E = 4.7$ Jy; GCM -.13 -.08 (nuage moléculaire)
174524.9-290318	3.33	0.14	1.90	26.3	122300	O7	MSX359.7845-00.0823 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 5.4$ Jy
174525.7-290942	4.68	0.15	3.00	22.5	40600	O9.5	MSX359.7883-00.0815 $F_D = 2.0$ Jy $F_E = 6.4$ Jy
174548.8-283346	4.64	0.14	3.80	18.8	17900	B0.5	
174549.7-291240	4.69	0.14	3.60	21.7	22900	B0	
174551.3-281953	4.76	0.11	3.90	16.7	15500	B0.5	
174553.3-290406	3.55	0.09	3.25	23.4	33000	B0	
174600.1-290150	3.48	0.06	3.20	25.2	36000	O9.5	
174602.5-290427	3.81	0.19	2.90	25.3	47500	O9	MSX359.9298-00.1501 $F_D = 2.1$ Jy $F_E = 5.3$ Jy
174617.3-284511	4.98	0.13	4.20	25.7	14500	B0.5	
174621.5-284539	4.67	0.11	4.00	28.1	18400	B0.5	

(suite)

Nom ISO GAL [ISO GAL-PJ]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
174626.9-283950	4.54	0.16	3.20	26.6	37100	O9.5	
174627.6-285558	4.98	0.19	3.30	26.6	33900	O9.5	
174630.3-285546	4.61	0.14	1.60	23.2	149900	O6.5	MSX000.1098-00.1649 $F_D = 1.3$ Jy $F_E = 7.6$ Jy
174631.0-284158	3.91	0.12	3.10	27.8	41900	O9.5	
174631.2-284236	4.97	0.14	3.30	28.4	35300	O9.5	
174631.8-285027	4.12	0.21	2.75	26.1	55600	O8.5	
174632.2-283843	3.72	0.10	2.90	22.1	44200	O9	
174633.6-284207	4.66	0.15	3.30	25.7	33200	O9.5	
174633.9-285525	4.66	0.21	2.00	25.7	109900	O7	
174634.2-284619	4.96	0.17	3.70	25.4	22800	B0	
174635.2-290159	4.60	0.20	3.60	24.4	24400	B0	
174635.9-285025	3.21	0.07	1.30	24.9	205700	O6.5	
174636.2-284418	4.61	0.13	3.20	29.2	39500	O9.5	
174637.0-285824	3.50	0.19	1.70	24.1	139800	O6.5	MSX000.0800-00.2048 $F_D < 1.1$ Jy $F_E = 6.0$ Jy
174637.6-284248	3.28	0.12	2.40	27.5	79200	O7.5	MSX000.3036-00.0712 $F_D = 3.9$ Jy $F_E = 24.5$ Jy
174640.5-285150	4.80	0.13	3.00	24.4	42400	O9.5	
174641.1-290110	4.62	0.14	3.70	26.7	23500	B0	MSX000.0506-00.2450 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 3.4$ Jy
174643.3-284145	4.78	0.06	3.20	26.2	36900	O9.5	
174649.1-283445	4.62	0.10	3.70	24.0	22100	B0	
174654.2-281905	3.20	0.17	1.70	25.8	145300	O6.5	MSX000.6733+00.0820 $F_D = 2.8$ Jy $F_E = 11.1$ Jy
174657.4-284428	4.71	0.12	3.00	27.0	45100	O9	MSX000.3187-00.1502 $F_D < 1.0$ Jy $F_E = 6.9$ Jy
174712.9-283204	3.35	0.09	2.50	28.5	74000	O8	GCM +.62 -.10 (nuage moléculaire)
174727.2-282728	4.52	0.07	3.80	21.5	19000	B0.5	
174736.0-282626	4.94	0.11	3.20	21.3	32900	B0	
174811.7-285519	4.58	0.21	2.50	21.1	62400	O8	MSX000.3027-00.4717 $F_D = 1.7$ Jy $F_E = 6.9$ Jy
174813.7-280849	4.49	0.07	2.50	20.9	62100	O8	MSX000.9717-00.0833 $F_D = 5.7$ Jy $F_E = 6.3$ Jy
174815.5-285505	4.75	0.20	2.50	19.0	59400	O8.5	
174834.6-283958	4.06	0.16	1.70	17.1	118900	O7	MSX000.5694-00.4128 $F_D = 1.3$ Jy $F_E = 7.6$ Jy
174927.2-282853	4.75	0.09	4.95	14.0	5500	B1	

TABLE 3: Régions de formation stellaire détectées à 7 et 15  $\mu\text{m}$  dans le bulbe interne dans les catalogues “edge”

Nom ISO GAL [ISO GAL-PJ]	$\sigma_7$ [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Lum. $L_{\odot}$	Type spectral	Identifications
174222.8-300059	5.52	2.05	1.90	21.4	109100	O7	MSX358.7103+00.0372 $F_D = 2.5 \text{ Jy}$ $F_E = 10.5 \text{ Jy}$ ; [GWC93] 25 (radio)
174403.0-293417	6.68	3.52	2.60	27.6	66100	O8	MSX359.2785-00.0407 $F_D < 1.1 \text{ Jy}$ $F_E = 4.1 \text{ Jy}$
174407.9-293503	6.50	3.57	3.10	24.9	39100	O9.5	
174431.9-293926	7.63	4.87	3.80	29.5	22900	B0	
174433.8-292357	6.73	4.64	3.30	29.0	35800	O9.5	
174441.6-292514	6.87	3.77	2.70	25.5	57400	O8.5	
174520.5-282320	6.92	4.41	4.10	13.6	12000	B0.5	
174538.8-284544	5.86	2.95	0.80	19.0	284500	O6	
174540.4-284508	5.83	3.47	1.50	19.2	150100	O6.5	
174611.8-285701	6.52	4.43	2.30	26.5	84900	O7.5	
174633.8-274751	7.70	4.98	4.70	20.0	8000	B1	
174637.4-284938	6.34	3.34	1.50	24.8	170400	O6.5	MSX359.9006-00.3176 $F_D = 1.4 \text{ Jy}$ $F_E = 6.6 \text{ Jy}$
174637.6-291107	7.20	3.86	1.20	20.9	205500	O6.5	
174641.6-282318	5.66	3.09	2.75	26.6	56200	O8.5	
174657.0-283345	3.52	-0.13	-0.35	27.5	996500	O4.5	3 sources radio : BWHZ 0.471-0.054, ILC 000.470-0.055, [MPG95] 1
174711.2-282633	6.09	3.23	2.70	25.2	57100	O8.5	BWHZ 0.602-0.037
174720.5-282256	6.31	3.42	2.80	25.4	52300	O8.5	MSX000.6676-00.0355 $F_D = 1.7 \text{ Jy}$ $F_E = 15.0 \text{ Jy}$
174722.3-282218	6.92	4.03	3.30	24.7	32400	B0	Sgr B2, nombreuses sources radio et régions HII dans un rayon de 10"
174803.0-285623	7.07	4.10	4.10	20.7	14100	B0.5	[BJ84] BB (région HII); ILC 000.683-0.035 (radio)

TAB. G.4: Nébuleuses planétaires dans le bulbe interne avec des couleurs similaires aux YSOs

Nom ISOGAL [ISOGAL-PJ]	[7] [mag]	$\sigma_7$ [mag]	[15] [mag]	$\sigma_{15}$ [mag]	ouv. 15 [mag]	$A_v$ [mag]	Identifications
174326.1-294733	5.20	0.03	2.99	0.20	2.20	23.1	PN G359.0+00.0
174353.4-294249	7.17	0.10	4.41	0.13	4.00	16.3	PN G359.1+00.0
174414.9-294357	-	-	4.61	0.12	4.30	24.8	PN G359.1-00.1

# Annexe H

## Table des sources brillantes ISO et MSX détectées dans le bulbe interne

La table suivante présente le catalogue des sources lumineuses détectées dans le bulbe interne ( $|l| < 1,65^\circ$  et  $|b| < 0,5^\circ$ ) par ISOGAL ou par MSX (voir § 3.6). On donne les coordonnées équatoriales et les coordonnées galactiques, les magnitudes en infrarouge proche provenant de DENIS ou 2MASS, les magnitudes à 7 et 15  $\mu m$  pour les sources situées dans les champs ISOGAL, et les magnitudes MSX lorsqu'elles existent.

Les colonnes suivantes donnent l'extinction  $A_v$  et la méthode à partir de laquelle elle a été déterminée : c signifie qu'elle a été extraite de la carte d'extinction de (Schultheis et al., 1999), et J signifie qu'elle a été calculée à partir de la couleur  $J-K_s$  et de l'isochrone de Bertelli (1994).

Ensuite, on donne la magnitude bolométrique  $M_{bol}$  et la méthode qui a permis de la calculer : c lorsqu'on a utilisé le code de C. Loup, K lorsqu'on a utilisé une correction bolométrique dans la bande  $K_s$  et 7 si on a pris une correction bolométrique à 7  $\mu m$ .

Enfin, on donne la couleur intrinsèque  $(K_s - [15])_0$  dans l'avant-dernière colonne, et les éventuelles associations trouvées dans la base de données Simbad dans la dernière colonne.

TAB. H.1: Sources brillantes dans le bulbe interne

$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$J$ [mag]	$H$ [mag]	$K$ [mag]	$[7]$ [mag]	$[15]$ [mag]	A [mag]	C [mag]	D [mag]	E [mag]	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]	$(K_s - [15])_0$ [mag]	Simbad
17 40 06.6	-30 02 02	-1.5642	0.4420	-	-	-	-	-	-0.86	-1.96	-1.99	-2.98	9.19	-9.04	-	GH20358.44+00.44
17 40 13.6	-29 56 42	-1.4756	0.4680	9.57	7.27	6.00	-	-	3.99	2.81	2.62	-	10.06	-6.24	2.73	-
17 40 49.5	-29 55 46	-1.3936	0.3664	-	-	5.89	-	-	3.40	2.64	2.64	-	11.25	-6.94	2.53	IRAS17376-2954
17 40 52.2	-29 49 48	-1.3051	0.4101	9.60	7.27	6.23	4.43	4.01	5.14	-	-	-	11.99	-6.45	1.32	-
17 40 52.8	-30 09 14	-1.5775	0.2373	11.00	8.21	7.38	-	-	3.21	1.71	1.08	0.11	12.25	-6.16	5.09	OH;IRAS17376-3007
17 41 07.0	-29 38 12	-1.1130	0.4670	-	-	6.32	4.64	3.79	4.66	-	-	-	13.38	-6.47	1.67	-
17 41 18.7	-30 17 13	-1.6413	0.0878	6.44	-	-	-	-	-0.05	-1.53	-1.71	-2.42	17.25	-8.39	-	GH20358.36+00.09; IRAS17380-3015
17 41 29.7	-30 10 06	-1.5195	0.1170	10.34	7.77	6.21	-	-	4.97	-	-	-	16.25	-6.54	-	-
17 41 31.3	-30 00 17	-1.3791	0.1977	-	-	6.36	3.24	2.12	3.10	1.99	1.96	-	14.63	-6.86	3.31	-
17 41 39.0	-29 40 54	-1.0898	0.3452	9.13	7.08	6.05	5.28	5.18	5.73	-	-	-	10.13	-6.22	0.28	-
17 41 41.2	-29 44 06	-1.1307	0.3108	9.30	7.24	6.26	5.31	4.68	-	-	-	-	9.87	-6.07	0.94	-
17 41 44.2	-29 42 39	-1.1044	0.3133	11.09	8.01	6.42	4.42	3.13	4.32	2.95	2.83	-	16.88	-6.34	2.16	-
17 41 47.2	-29 50 56	-1.2159	0.2311	-	-	5.93	3.98	3.94	4.20	-	-	-	9.00	-6.62	1.42	-
17 41 60.0	-29 59 32	-1.3135	0.1166	-	-	-	2.24	1.25	2.00	1.36	1.32	0.76	17.25	-6.10	-	IRAS17387-2958
17 42 05.0	-29 54 53	-1.2380	0.1420	8.91	6.67	5.58	4.42	3.09	4.34	-	-	-	11.73	-6.95	1.74	IRAS17388-2953
17 42 09.1	-30 13 51	-1.4977	-0.0368	11.69	8.26	6.13	-	-	3.21	1.74	1.85	-	15.88	-6.41	3.49	-
17 42 18.9	-30 15 29	-1.5023	-0.0809	10.70	7.58	5.75	-	-	1.66	0.64	0.37	-0.39	15.63	-7.56	4.38	MoC;OH358.50-.08
17 42 20.0	-29 27 50	-0.8262	0.3335	13.17	9.53	7.60	4.23	3.52	-	-	-	-	26.09	-6.57	2.28	-
17 42 28.3	-30 16 17	-1.4957	-0.1170	9.71	7.30	5.96	-	-	4.15	2.91	2.63	-	15.25	-6.88	2.35	-
17 42 33.0	-29 33 37	-0.8837	0.2426	9.50	7.18	6.20	5.34	5.01	-	-	-	-	11.54	-6.37	0.43	-
17 42 33.8	-29 14 46	-0.6137	0.4065	-	-	6.02	-	-	2.31	1.61	1.34	0.74	21.37	-7.86	3.31	IRAS17393-2913
17 42 35.0	-29 34 52	-0.8972	0.2258	10.41	7.96	6.63	5.71	5.69	-	-	-	-	14.62	-6.08	0.18	-
17 42 35.0	-30 05 42	-1.3330	-0.0444	-	-	-	-	-	-0.99	-2.25	-2.39	-3.36	14.00	-9.27	-	GH20358.67-00.04; IRAS17393-3004; OH358.67-.04
17 42 35.7	-29 44 19	-1.0297	0.1408	14.18	10.22	8.27	3.78	3.28	4.56	-	-	-	28.27	-6.35	3.11	-
17 42 47.0	-29 40 24	-0.9529	0.1399	17.69	12.30	9.47	4.62	3.83	5.56	-	-	-	42.82	-6.17	2.94	-
17 42 48.5	-29 44 18	-1.0028	0.1037	11.62	7.80	5.68	3.51	1.97	3.51	2.26	2.09	-	23.12	-7.56	2.23	IRAS17395-2942
17 42 51.2	-29 51 54	-1.1067	0.0271	-	-	5.79	-	-	1.62	-0.03	-0.32	-0.87	19.58	-7.82	4.86	-
17 42 56.2	-29 31 50	-0.8140	0.1870	15.73	11.60	9.06	2.79	1.96	3.94	2.57	2.33	1.13	33.14	-6.62	4.94	-
17 42 60.0	-29 57 03	-1.1620	-0.0436	14.85	9.61	7.71	3.20	0.49	2.72	1.15	0.77	0.00	26.10	-6.79	4.95	-
17 43 00.7	-29 38 11	-0.8953	0.1172	15.44	11.79	9.24	3.22	2.33	-	-	-	-	30.13	-6.01	4.85	IRAS17398-2936?
17 43 02.2	-30 04 01	-1.2553	-0.1110	-	-	6.00	3.55	3.11	3.41	3.03	2.86	-	20.13	-7.46	1.60	[RH184]10-424

## Sources brillantes dans le bulbe interne (suite)

$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$J$ [mag]	$H$ [mag]	$K$ [mag]	[7]	[15]	A [mag]	C [mag]	D [mag]	E [mag]	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]	$(K_s - [15])_0$ [mag]	Simbad
17 43 03.1	-30 15 38	-1.4205	-0.2176	-	-	5.67	-	-	2.56	1.50	1.45	-	14.88 c	-7.57 c	3.27	-
17 43 05.0	-29 34 24	-0.8330	0.1373	16.80	11.84	9.40	4.30	3.66	5.21	-	-	-	39.81 J	-6.32 c	2.89	-
17 43 05.5	-30 18 01	-1.4500	-0.2459	11.01	9.18	6.73	-	-	1.93	0.83	0.42	-0.34	15.33 c	-6.91 c	5.33	IRAS17398-3016
17 43 05.8	-29 08 01	-0.4570	0.3666	9.90	7.06	5.64	-	-	3.59	-	2.80	-	17.76 J	-7.50 c	1.70	-
17 43 15.4	-29 24 59	-0.6801	0.1883	11.51	8.29	6.58	4.87	4.07	5.46	-	-	-	21.99 J	-6.84 c	1.13	-
17 43 18.1	-30 24 04	-1.5118	-0.3373	12.62	8.82	6.69	-	-	4.81	-	-	-	22.00 c	-6.28 c	-	-
17 43 19.2	-29 22 49	-0.6418	0.1953	15.06	10.11	8.47	4.75	3.84	5.72	-	-	-	32.63 J	-6.95 c	2.02	-
17 43 21.6	-29 16 07	-0.5429	0.2460	14.72	10.72	8.51	4.74	3.75	5.27	-	-	-	30.19 J	-6.32 c	2.82	-
17 43 21.7	-29 51 43	-1.0452	-0.0634	13.96	9.43	6.38	1.37	0.95	1.59	1.35	0.92	0.45	38.97 J	-8.95 c	2.98	-
17 43 23.6	-28 53 49	-0.2198	0.4378	-	-	5.99	2.87	2.25	3.14	2.42	2.17	-	19.75 c	-7.61 c	2.47	[NHS93]6
17 43 23.8	-28 58 20	-0.2835	0.3974	9.33	6.82	6.23	4.33	3.58	4.36	-	-	-	14.42 J	-7.20 c	1.08	[NHS93]7
17 43 28.2	-29 17 42	-0.5524	0.2119	11.33	8.36	6.93	5.21	4.67	5.66	-	-	-	18.59 J	-6.28 c	0.99	-
17 43 29.9	-29 50 07	-1.0067	-0.0751	17.42	12.61	8.76	0.85	-0.53	0.99	0.03	-0.53	-0.64	23.31 c	-7.99 c	7.83	IRAS17403-2948
17 43 31.8	-29 56 40	-1.0973	-0.1396	12.33	8.67	7.53	-	-	5.42	-	-	-	19.88 c	-6.15 c	-	-
17 43 32.3	-28 47 52	-0.1185	0.4625	12.39	8.91	7.18	5.67	5.38	-	-	-	-	23.78 J	-6.45 c	0.22	-
17 43 36.9	-29 26 26	-0.6600	0.1089	11.96	8.31	6.40	4.34	2.70	4.58	-	2.88	-	26.03 J	-7.52 c	2.13	-
17 43 38.7	-29 40 39	-0.8555	-0.0187	13.89	9.83	7.95	5.85	4.85	-	-	-	-	28.46 J	-6.28 c	1.08	-
17 43 39.8	-29 11 36	-0.4443	0.2293	-	-	6.38	3.49	2.00	3.75	2.66	2.16	-	18.67 c	-7.00 c	3.19	-
17 43 40.4	-30 21 05	-1.4276	-0.3794	11.02	8.07	6.14	-	-	4.16	-	2.90	-	21.67 J	-7.06 c	2.02	IRAS17404-3019
17 43 41.8	-29 01 19	-0.2913	0.3157	10.68	8.12	6.24	4.12	2.80	3.90	2.75	2.73	-	18.85 J	-6.67 c	2.40	[NHS93]8
17 43 44.9	-29 41 01	-0.8488	-0.0415	11.56	7.83	5.79	1.97	-0.75	1.74	0.02	-0.54	-1.82	25.69 c	-8.30 c	4.89	IRAS17405-2939;M :SCHB145
17 43 45.2	-30 17 39	-1.3696	-0.3640	10.24	7.24	5.92	-	-	4.45	-	-	-	17.67 c	-7.14 c	-	-
17 43 46.0	-29 35 24	-0.7671	0.0044	13.44	9.67	7.42	4.96	3.21	5.34	-	-	-	27.50 c	-6.35 c	2.51	-
17 43 46.0	-29 35 24	-0.7671	0.0044	13.44	9.67	7.42	4.96	3.21	5.31	-	-	-	27.50 c	-6.35 c	2.51	-
17 43 46.6	-28 40 18	0.0166	0.4834	-	-	6.00	3.77	3.09	3.77	3.08	-	-	13.92 c	-6.95 c	2.02	-
17 43 47.4	-29 30 05	-0.6902	0.0462	18.01	12.74	8.79	4.99	5.07	5.03	-	-	-	49.36 J	-7.32 c	0.58	-
17 43 47.5	-29 23 10	-0.5932	0.1050	11.84	7.88	6.12	3.76	3.40	3.98	2.98	-	-	27.05 J	-8.30 c	0.99	-
17 43 48.5	-29 54 17	-1.0306	-0.1681	-	-	6.18	4.25	3.90	4.31	-	-	-	21.71 c	-7.32 c	0.89	-
17 43 49.1	-29 31 41	-0.7094	0.0269	13.23	8.93	6.60	4.38	4.25	5.16	-	-	-	32.88 J	-7.78 c	0.22	-
17 43 49.5	-29 54 47	-1.0352	-0.1761	16.29	11.73	9.05	3.83	2.94	-	-	2.66	-	36.79 J	-6.13 c	3.61	-
17 43 50.5	-29 29 47	-0.6801	0.0392	13.53	9.55	7.43	5.28	5.05	-	-	-	-	29.49 J	-6.69 c	0.53	-
17 43 51.5	-29 08 48	-0.3816	0.2180	10.68	7.84	6.41	5.19	3.67	5.15	-	-	-	17.76 J	-6.66 c	1.66	-
17 43 54.6	-29 46 27	-0.9075	-0.1188	12.66	9.28	7.43	5.56	5.53	5.75	-	-	-	23.91 J	-6.15 c	0.35	-
17 43 55.5	-29 56 43	-1.0513	-0.2111	11.69	8.51	6.86	4.99	3.92	5.19	-	-	-	20.81 c	-6.45 c	1.64	-

## Sources brillantes dans le bulbe interne (suite)

$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$J$ [mag]	$H$ [mag]	$K$ [mag]	[7]	[15]	A [mag]	C [mag]	D [mag]	E [mag]	$A_v$ [mag]	$M_{\text{bol}}$ [mag]	$(K_s - [15])_0$ [mag]	Simbad
17 44 01.8	-29 30 24	-0.6671	-0.0012	14.43	10.29	8.10	5.02	3.97	-	-	-	-	30.00	-6.12	2.16	IRAS17407-2928
17 44 02.8	-30 15 19	-1.3016	-0.3965	11.14	8.19	6.76	5.38	4.34	-	-	-	-	18.46	-6.42	1.24	-
17 44 03.4	-30 03 29	-1.1327	-0.2952	9.15	6.54	5.90	3.79	2.92	4.01	2.92	2.95	-	15.19	-7.59	1.39	-
17 44 03.6	-29 34 43	-0.7250	-0.0445	16.42	11.48	8.98	4.22	3.31	-	-	-	-	40.58	-6.81	2.68	-
17 44 03.8	-30 12 33	-1.2605	-0.3745	12.14	8.96	7.37	5.24	4.61	5.62	-	-	-	20.96	-6.10	1.36	HD316251
17 44 04.6	-29 17 06	-0.4747	0.1047	12.10	8.95	7.30	5.25	4.11	-	-	-	-	21.15	-6.10	1.80	-
17 44 06.5	-29 10 28	-0.3769	0.1568	9.66	7.02	5.36	3.00	1.15	2.20	1.26	1.11	0.63	17.95	-7.85	3.06	IRAS17409-2909
17 44 07.4	-29 27 37	-0.6172	0.0057	13.94	9.16	6.64	2.40	0.59	2.38	1.04	0.61	0.46	28.56	-7.45	4.08	IRAS17409-2926
17 44 08.0	-29 32 23	-0.6834	-0.0376	13.99	9.40	6.86	2.67	0.85	3.07	1.40	0.95	-	28.50	-7.19	4.14	IRAS17409-2931
17 44 09.8	-29 46 39	-0.8815	-0.1675	-	-	-	2.34	1.42	2.55	1.26	0.63	-0.09	23.75	-6.13	-	M :SCHB151
17 44 10.2	-29 35 33	-0.7236	-0.0713	12.50	9.15	7.37	5.83	4.61	-	-	-	-	23.27	-6.14	1.32	-
17 44 10.2	-29 35 33	-0.7245	-0.0717	12.50	9.15	7.37	5.32	-	-	-	-	-	23.50	-6.22	-	-
17 44 12.8	-29 26 56	-0.5970	-0.0049	13.22	9.43	6.72	3.02	0.98	2.71	1.20	0.79	-	29.00	-7.14	4.23	-
17 44 16.8	-29 24 08	-0.5498	0.0073	12.98	9.05	7.04	4.73	3.09	-	-	-	-	26.75	-6.74	2.25	-
17 44 16.8	-29 41 47	-0.7993	-0.1464	9.72	6.62	4.87	2.89	1.12	2.82	1.44	1.21	0.91	21.47	-8.61	2.38	IRAS17410-2940
17 44 17.1	-30 00 15	-1.0606	-0.3081	10.77	7.89	6.43	4.69	3.06	5.10	3.12	-	-	16.00	-6.32	2.38	-
17 44 17.7	-29 27 13	-0.5917	-0.0225	14.07	10.02	7.80	3.99	1.28	3.36	1.42	1.11	-0.62	29.00	-6.51	4.67	-
17 44 18.6	-30 03 00	-1.0971	-0.3376	10.40	7.67	6.26	4.76	3.27	4.48	-	-	-	16.92	-6.76	1.85	-
17 44 20.2	-29 29 27	-0.6187	-0.0495	13.70	9.75	7.79	5.11	5.19	-	-	-	-	28.27	-6.33	0.65	-
17 44 21.0	-28 51 12	-0.0728	0.2818	10.15	7.50	6.15	4.23	3.49	4.40	2.54	-	-	16.03	-6.87	1.64	-
17 44 22.8	-29 15 37	-0.4178	0.0625	-	-	5.82	4.57	4.07	4.76	-	-	-	22.25	-7.65	0.33	[RH184]10-486
17 44 24.3	-28 52 15	-0.0843	0.2605	12.53	8.62	7.42	4.64	3.45	4.93	-	3.07	-	20.25	-6.25	2.16	[NHS93]9
17 44 24.4	-30 13 09	-1.2305	-0.4434	10.59	8.02	6.70	5.30	4.26	-	-	-	-	15.32	-6.13	1.48	-
17 44 24.9	-29 23 24	-0.5239	-0.0112	12.43	8.94	7.25	5.60	6.07	-	-	-	-	23.59	-6.47	-0.45	-
17 44 25.0	-29 29 35	-0.6117	-0.0654	15.73	10.52	7.79	4.75	3.41	-	-	-	-	37.50	-6.81	1.94	-
17 44 27.5	-29 14 58	-0.3992	0.0541	10.93	7.97	6.48	4.92	4.29	-	-	-	-	18.91	-6.73	0.97	-
17 44 27.5	-29 25 29	-0.5487	-0.0378	13.00	9.32	7.53	5.50	5.67	-	-	-	-	25.45	-6.25	0.16	-
17 44 29.1	-29 14 10	-0.3846	0.0561	10.98	8.11	6.68	4.74	4.29	4.70	-	-	-	17.95	-6.47	1.17	-
17 44 32.6	-28 56 12	-0.1243	0.2001	17.49	11.18	8.69	3.13	1.26	3.07	1.79	1.45	0.54	26.87	-6.20	4.89	-
17 44 32.8	-28 56 50	-0.1332	0.1940	14.78	10.25	7.76	5.52	4.89	-	-	-	-	35.38	-6.90	0.61	-
17 44 34.6	-28 24 15	0.3366	0.4739	9.86	7.29	6.14	4.71	3.34	4.76	-	-	-	13.19	-6.49	1.87	-
17 44 34.9	-29 04 35	-0.2395	0.1194	15.16	12.26	9.09	1.30	-0.38	1.78	0.40	-0.11	-1.00	20.13	-7.54	8.30	OH359.76+-12:[TVH89]159;IR
17 44 36.0	-29 52 15	-0.9113	-0.2970	13.28	9.91	7.88	4.59	3.80	5.24	-	-	-	25.00	-6.04	2.48	-
17 44 49.1	-29 19 54	-0.4284	-0.0558	11.08	7.98	6.17	3.41	1.31	-	1.47	-	-	25.37	-7.94	3.33	IRAS17415-2918?

## Sources brillantes dans le bulbe interne (suite)

$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$J$ [mag]	$H$ [mag]	$K$ [mag]	[7]	[15]	A [mag]	C [mag]	D [mag]	E [mag]	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]	$(K_s - [15])_0$ [mag]	Simbad
17 44 49.6	-29 16 49	-0.3833	-0.0305	13.34	9.41	7.98	5.04	3.92	-	-	-	-	24.00	-6.13	2.02	-
17 44 49.9	-28 36 07	0.1970	0.3228	9.98	7.33	6.02	4.50	3.55	4.79	-	-	-	15.77	-6.90	1.46	-
17 44 51.3	-29 25 00	-0.4970	-0.1084	15.13	-	-	-	-	1.53	-0.16	-0.40	-0.83	26.87	-7.01	7	-
17 44 51.9	-29 22 13	-0.4563	-0.0860	15.57	10.51	7.11	-	-	3.73	2.18	1.63	-	25.12	-6.08	4.11	-
17 44 54.9	-28 58 13	-0.1109	0.1134	15.34	10.16	8.68	4.79	4.02	4.85	-	-	-	33.08	-6.88	1.80	-
17 44 55.0	-29 45 37	-0.7832	-0.2993	10.57	7.89	6.27	-	-	4.44	-	-	-	20.25	-7.07	-	-
17 44 56.8	-29 13 25	-0.3215	-0.0236	16.17	10.33	8.65	3.14	2.06	-	-	-	-	23.50	-6.08	4.16	OH359.678-0.025;OH359.68-
17 44 57.9	-29 57 21	-0.9426	-0.4089	11.00	8.88	6.18	3.48	2.37	4.25	2.50	2.39	0.98	18.38	-6.18	3.34	IRAS17417-2956
17 45 01.2	-28 26 40	0.3529	0.3701	10.03	7.77	6.50	5.02	3.90	-	-	-	-	13.01	-6.06	1.79	-
17 45 01.4	-29 26 09	-0.4942	-0.1496	-	-	-	-	-	1.23	-0.42	-0.65	-1.21	25.25	-7.27	7	H2O :GH2O :359.51-00.15
17 45 02.3	-29 38 38	-0.6699	-0.2612	13.03	9.20	7.02	-	-	4.92	-	-	-	23.75	-6.17	-	-
17 45 02.5	-28 39 40	0.1701	0.2519	-	-	6.15	4.08	3.14	4.05	-	2.84	-	17.00	-6.98	1.93	-
17 45 02.6	-29 06 52	-0.2171	0.0152	9.85	7.10	5.62	3.82	3.49	3.71	3.00	2.82	-	17.50	-7.48	1.01	-
17 45 03.7	-28 19 36	0.4562	0.4221	-	-	5.82	-	-	3.83	2.68	2.73	-	14.25	-7.07	2.18	-
17 45 04.6	-30 03 47	-1.0219	-0.4857	-	-	6.47	4.74	4.75	-	-	-	-	17.38	-6.67	0.60	-
17 45 06.8	-29 18 05	-0.3686	-0.0948	10.51	7.55	6.28	4.68	3.69	-	-	-	-	17.50	-6.95	1.37	-
17 45 12.4	-29 57 45	-0.9213	-0.4572	-	-	6.35	4.91	4.76	5.08	-	-	-	17.63	-6.77	0.46	[RH184]10-522
17 45 12.9	-29 12 55	-0.2837	-0.0689	17.13	12.92	10.80	3.49	2.66	3.55	2.28	1.93	-	38.53	-6.18	4.49	OH359.716-0.070
17 45 13.1	-29 14 06	-0.3004	-0.0799	12.98	9.07	7.52	4.87	3.62	-	-	-	-	23.75	-6.29	2.07	-
17 45 13.7	-28 08 34	0.6342	0.4882	-	-	6.01	4.68	4.28	-	-	-	-	12.69	-6.69	0.92	-
17 45 20.2	-29 42 26	-0.6885	-0.3480	12.67	9.27	7.52	5.61	5.17	5.72	-	-	-	23.40	-6.03	0.83	-
17 45 21.2	-29 19 10	-0.3569	-0.1491	16.13	11.60	8.41	4.91	4.23	5.33	-	-	-	37.76	-6.35	2.09	-
17 45 24.8	-28 38 45	0.2257	0.1911	10.24	7.81	6.37	4.78	3.72	-	-	-	-	15.19	-6.34	1.68	-
17 45 30.2	-28 18 42	0.5221	0.3489	9.49	7.41	6.34	5.25	5.05	-	-	-	-	10.58	-6.01	0.59	-
17 45 30.2	-29 46 34	-0.7286	-0.4146	10.54	7.98	6.59	4.91	4.13	5.20	-	-	-	15.71	-6.28	1.43	-
17 45 31.4	-29 13 48	-0.2611	-0.1342	11.93	8.81	7.19	5.08	3.91	-	-	-	-	20.77	-6.23	1.95	-
17 45 32.2	-28 33 42	0.3115	0.2114	8.96	6.43	5.03	2.98	2.09	2.85	1.91	2.17	-	15.58	-7.92	1.94	IRAS17423-2832?
17 45 33.1	-29 08 24	-0.1812	-0.0923	13.37	9.37	7.58	5.07	3.77	-	-	-	-	25.00	-6.15	2.08	-
17 45 35.1	-28 22 47	0.4710	0.2965	13.84	9.89	7.56	-	-	2.36	1.05	0.78	-0.09	17.13	-6.51	5.60	-
17 45 38.7	-28 12 57	0.6198	0.3720	10.40	8.18	6.56	4.48	3.87	5.02	-	-	-	15.00	-6.08	1.94	-
17 45 40.4	-28 01 08	0.7911	0.4690	14.40	9.63	8.69	4.19	3.43	4.92	3.11	3.04	-	26.99	-6.79	2.60	-
17 45 41.5	-28 37 27	0.2751	0.1499	-	-	6.46	4.68	4.42	-	-	-	-	24.50	-7.25	0.47	-
17 45 46.6	-28 05 29	0.7411	0.4119	14.92	12.30	9.56	2.09	0.23	2.92	1.49	0.63	-0.26	15.08	-6.76	8.37	-
17 45 47.7	-28 04 51	0.7520	0.4140	10.89	7.88	7.04	4.77	3.98	-	-	-	-	15.06	-6.33	1.72	-

## Sources brillantes dans le bulbe interne (suite)

$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$J$ [mag]	$H$ [mag]	$K$ [mag]	[7]	[15]	A [mag]	C [mag]	D [mag]	E [mag]	$A_v$ [mag]	$M_{\text{bol}}$ [mag]	$(K_s - [15])_0$ [mag]	Simbad
17 45 48.3	-28 19 41	0.5423	0.2836	-	-	6.22	5.70	5.67	-	-	-	-	16.42 c	-6.71 c	-0.50	-
17 45 48.5	-29 44 21	-0.6624	-0.4517	10.45	7.13	5.42	3.14	2.13	3.37	2.38	2.20	-	21.46 c	-7.98 c	1.92	-
17 45 56.1	-28 39 27	0.2720	0.0863	16.92	12.47	10.75	-	1.88	3.45	2.28	1.76	0.56	37.12 J	-6.02 K	5.38	-
17 45 56.5	-29 33 50	-0.4979	-0.3851	12.43	8.51	6.63	4.72	4.01	5.06	-	-	-	27.56 J	-7.31 c	0.87	-
17 46 01.0	-29 01 24	-0.0306	-0.1209	-	-	-	2.30	0.68	3.98	2.64	1.79	0.95	24.33 c	-6.19 7	-	OH559.970-0.119
17 46 01.5	-28 28 03	0.4472	0.1695	10.98	8.24	6.55	4.70	3.41	4.85	-	-	-	17.75 c	-6.33 c	2.20	-
17 46 02.2	-28 57 23	0.0302	-0.0884	14.99	11.38	8.27	-	-	0.97	-0.08	-0.53	-	24.83 c	-7.85 c	7.03	-
17 46 03.7	-28 31 00	0.4100	0.1368	11.16	8.26	6.75	4.81	3.63	-	-	-	-	18.65 J	-6.41 c	1.95	-
17 46 03.8	-28 52 55	0.0970	-0.0548	-	-	-	-	-	2.34	1.74	1.18	-0.17	24.83 c	-6.16 7	-	[NHS93]21
17 46 05.9	-29 36 31	-0.5184	-0.4375	12.34	8.04	6.64	3.32	1.88	3.67	2.46	2.37	1.13	18.42 c	-6.84 c	3.07	-
17 46 10.0	-28 15 48	0.6379	0.2487	10.45	7.67	6.26	4.70	3.46	4.86	-	-	-	17.24 J	-6.78 c	1.74	-
17 46 12.5	-28 07 02	0.7680	0.3172	-	-	5.87	3.08	1.58	2.97	1.81	1.67	0.96	12.63 c	-7.07 c	3.49	IRAS17430-2805
17 46 13.3	-28 23 57	0.5284	0.1672	11.80	8.40	6.84	4.90	3.74	-	-	-	-	22.18 J	-6.81 c	1.57	-
17 46 18.5	-28 33 14	0.4032	0.0703	10.93	8.31	6.98	4.45	3.59	-	-	-	-	15.71 J	-6.14 c	2.26	-
17 46 19.1	-28 31 57	0.4227	0.0794	11.96	8.31	6.88	4.46	2.60	3.91	2.62	2.39	-	17.75 c	-6.31 c	2.85	-
17 46 23.7	-29 06 19	-0.0580	-0.2339	14.93	9.21	8.12	4.65	3.42	4.57	-	2.94	-	22.50 c	-6.04 c	2.23	-
17 46 25.4	-28 14 38	0.6831	0.2094	11.25	8.48	6.64	-	-	4.51	-	-	-	16.50 c	-6.01 c	-	-
17 46 25.7	-27 51 35	1.0119	0.4082	11.41	8.21	7.09	-	-	4.42	-	-	-	17.00 c	-6.33 c	-	-
17 46 26.6	-28 19 42	0.6141	0.1632	11.36	8.38	6.93	5.73	4.30	5.68	-	-	-	18.78 J	-6.21 c	1.49	-
17 46 28.7	-27 39 60	1.1818	0.4989	9.29	6.76	6.16	4.14	3.24	4.36	-	2.89	-	10.45 J	-6.58 c	1.59	-
17 46 32.2	-28 44 55	0.2631	-0.0738	17.68	12.76	9.26	3.69	3.35	4.81	-	-	-	44.68 J	-6.75 c	3.00	-
17 46 37.5	-27 38 10	1.2247	0.4871	11.53	8.05	7.43	4.04	3.30	-	-	-	-	16.67 J	-6.53 c	2.29	-
17 46 37.5	-28 39 36	0.3486	-0.0442	13.62	9.64	7.53	5.36	4.73	-	-	-	-	29.42 J	-6.54 c	0.94	-
17 46 39.9	-28 56 59	0.1060	-0.2034	12.86	9.28	7.68	5.99	4.44	-	-	-	-	23.59 J	-6.03 c	1.66	-
17 46 42.2	-28 05 19	0.8477	0.2374	11.41	8.62	7.19	-	-	5.70	-	-	-	18.88 c	-6.14 c	-	-
17 46 45.0	-28 27 55	0.5320	0.0344	12.65	8.70	7.17	4.77	3.59	4.51	2.89	2.86	-	25.50 c	-7.00 c	1.68	-
17 46 45.2	-28 15 48	0.7043	0.1372	15.50	10.06	6.41	-	-	0.57	0.14	-0.36	-0.02	48.65 J	-9.91 c	3.82	IRAS17435-2814
17 46 46.9	-28 24 20	0.5866	0.0594	12.87	9.18	7.28	5.24	4.06	-	-	-	-	23.06 c	-6.03 c	1.76	-
17 46 47.8	-27 38 14	1.2433	0.4539	9.20	6.56	5.76	3.51	2.07	3.51	2.44	2.27	-	12.44 J	-7.15 c	2.43	IRAS17436-2737
17 46 52.0	-28 45 28	0.2928	-0.1403	10.85	8.18	6.68	5.27	5.11	-	-	-	-	17.12 J	-6.18 c	0.66	-
17 46 54.8	-28 31 44	0.4963	-0.0295	11.73	8.55	6.68	4.80	-	-	-	-	-	27.50 c	-7.50 c	-	-
17 46 56.1	-28 31 03	0.5088	-0.0274	14.23	10.46	7.11	4.07	2.85	3.35	-	-	-	25.00 c	-6.01 c	3.23	M :SiO17437-2830
17 46 58.5	-28 35 12	0.4513	-0.0719	14.85	9.87	8.42	5.23	4.21	-	-	-	-	27.69 c	-6.06 c	1.75	-
17 46 58.9	-27 48 26	1.1195	0.3303	13.22	9.41	7.59	5.02	3.60	-	-	-	-	24.50 c	-6.15 c	2.22	-

## Sources brillantes dans le bulbe interne (suite)

$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$J$ [mag]	$H$ [mag]	$K$ [mag]	[7]	[15]	A [mag]	C [mag]	D [mag]	E [mag]	$A_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]	$(K_s - [15])_0$ [mag]	Simbad	
17 47 12.1	-27 46 43	1.1687	0.3038	12.56	9.16	7.51	5.63	4.34	-	-	-	-	22.76	J	-6.06	c	-
17 47 13.4	-28 59 30	0.1341	-0.3295	12.28	9.02	7.50	5.92	3.77	-	-	-	-	22.94	c	-6.30	c	IR : [NHS93]30
17 47 14.5	-28 25 04	0.6286	-0.0337	13.68	9.82	7.76	5.71	4.98	-	-	-	-	28.33	J	-6.24	c	-
17 47 15.4	-28 38 13	0.4403	-0.1506	10.71	7.46	5.87	4.13	3.04	4.22	3.05	-	-	21.41	J	-7.58	c	-
17 47 18.5	-28 13 02	0.8067	0.0566	-	-	5.61	3.74	2.66	3.71	2.84	2.65	-	19.75	c	-7.69	c	-
17 47 18.5	-27 45 09	1.2037	0.2967	11.45	8.26	6.77	5.04	3.89	-	-	-	-	20.38	J	-6.65	c	-
17 47 23.5	-29 02 28	0.1117	-0.3858	10.45	6.54	5.07	-	-	2.90	2.15	2.10	-	16.35	J	-7.96	c	-
17 47 24.2	-27 43 19	1.2402	0.2945	8.92	6.81	5.83	4.32	4.24	-	-	-	-	10.19	J	-6.62	c	-
17 47 27.1	-27 19 51	1.5817	0.4886	9.61	7.35	5.86	-	-	3.84	2.75	2.70	-	14.00	c	-6.72	c	IRAS17443-2718
17 47 27.1	-28 38 49	0.4544	-0.1926	11.93	8.71	6.97	4.96	-	-	-	-	-	23.25	c	-6.64	c	-
17 47 28.8	-28 04 43	0.9451	0.0960	14.72	9.78	7.82	-	-	4.87	-	-	-	31.75	c	-6.78	c	-
17 47 30.4	-28 12 53	0.8307	0.0201	14.42	10.02	8.20	5.10	4.17	5.57	-	-	-	30.26	J	-6.59	c	-
17 47 30.6	-27 39 52	1.3018	0.3047	9.65	7.33	6.13	4.96	4.18	-	-	-	-	12.95	J	-6.44	c	-
17 47 34.5	-27 39 25	1.3153	0.2956	11.08	-	6.03	4.35	3.29	4.51	-	-	-	19.63	c	-7.24	c	-
17 47 37.6	-29 03 28	0.1240	-0.4384	8.11	-	-	-	-	0.64	-0.88	-1.03	-1.80	24.00	c	-7.84	7	-
17 47 39.1	-27 39 15	1.3265	0.2827	10.85	8.05	6.57	4.93	3.65	-	-	-	-	17.82	J	-6.54	c	-
17 47 40.8	-27 45 37	1.2392	0.2226	13.38	11.01	8.21	2.11	1.42	3.55	2.39	1.79	0.97	24.29	J	-6.88	c	IRAS17445-2744
17 47 41.7	-28 03 10	0.9909	0.0688	14.77	9.89	8.30	4.11	3.17	4.92	-	-	-	31.86	J	-7.13	c	-
17 47 44.9	-28 26 37	0.6644	-0.1418	17.62	14.25	10.86	1.88	0.19	1.67	0.61	0.30	-0.13	22.81	c	-7.01	c	-
17 47 46.2	-28 12 26	0.8668	-0.0254	12.16	8.87	7.39	5.99	5.85	-	-	-	-	20.96	J	-6.01	c	-
17 47 47.0	-28 17 05	0.8026	-0.0685	17.62	12.80	11.34	3.79	3.42	5.32	-	-	-	43.14	J	-6.48	c	-
17 47 49.0	-28 35 12	0.5487	-0.2301	-	-	5.66	-	-	3.45	2.61	2.49	1.10	24.87	c	-8.10	c	-
17 48 12.0	-28 18 17	0.8324	-0.1570	16.03	12.58	9.92	4.02	3.30	-	-	-	-	35.90	J	-6.21	c	[SOD97]SiO17450-2817
17 48 13.1	-28 19 42	0.8146	-0.1727	12.81	8.94	7.11	3.67	2.28	3.81	-0.43	2.55	0.81	26.92	J	-7.13	c	[SOD97]SiO17450-2818
17 48 13.6	-27 25 50	1.5853	0.2897	-	-	5.75	-	-	0.28	-0.69	-0.93	-1.84	17.00	c	-8.80	c	IRAS17450-2724
17 48 17.3	-28 21 23	0.7981	-0.2003	14.27	9.51	7.85	4.81	3.90	5.38	-	-	-	31.54	J	-7.07	c	-
17 48 25.3	-28 40 19	0.5439	-0.3895	10.55	8.05	6.95	5.38	-	5.21	-	-	-	18.00	c	-6.62	c	-
17 48 27.3	-27 57 50	1.1547	-0.0289	6.71	-	-	-	-	-	-	-	-	23.87	c	-6.75	7	OH :SCHB190
17 48 27.5	-28 29 18	0.7049	-0.3012	14.83	11.68	7.99	-	-	1.73	0.70	0.67	-0.12	30.64	J	-6.63	K	IRAS17452-2828
17 48 31.4	-28 21 30	0.8232	-0.2457	-	-	5.95	4.81	4.77	-	-	-	-	23.50	c	-7.62	c	[RH84]10-685
17 48 34.5	-28 09 05	1.0073	-0.1483	-	-	5.85	3.56	2.66	3.53	2.79	2.92	-	21.15	c	-7.64	c	-
17 48 38.8	-28 20 33	0.8513	-0.2607	15.55	11.06	9.66	5.29	4.54	5.85	-	-	-	34.81	J	-6.16	c	-
17 48 40.9	-27 25 59	1.6353	0.2019	12.31	9.12	6.30	-	-	1.13	0.13	-0.33	-1.05	19.42	c	-7.76	c	-
17 49 05.9	-27 41 22	1.4630	-0.0091	11.43	8.76	7.14	-	-	5.43	-	-	-	20.75	c	-6.26	c	-

## Sources brillantes dans le bulbe interne (suite)

$\alpha_{2000}$ h m s	$\delta_{2000}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$J$ [mag]	$H$ [mag]	$K$ [mag]	[7]	[15]	A [mag]	C [mag]	D [mag]	E [mag]	$A_v$ [mag]	$M_{\text{bol}}$ [mag]	$(K_s - [15])_0$ [mag]	Simbad
17 49 09.3	-28 17 59	0.9454	-0.3354	10.56	7.93	6.56	5.26	4.04	-	-	-	-	15.38	-6.25	1.54	-
17 49 10.7	-28 16 54	0.9633	-0.3305	11.44	8.52	7.09	5.16	4.27	5.15	-	-	-	18.27	-6.21	1.58	-
17 49 16.0	-27 30 00	1.6446	0.0564	12.38	8.76	7.05	-	-	3.93	2.90	0.73	-	14.50	-6.01	5.29	-
17 49 20.1	-28 06 58	1.1265	-0.2723	-	-	6.36	4.06	3.21	4.18	2.95	-	-	17.00	-6.82	2.07	-
17 49 23.3	-28 14 17	1.0252	-0.3477	13.95	9.52	8.59	5.36	4.41	6.23	-	-	-	24.74	-6.22	1.75	-
17 49 34.5	-27 35 03	1.6077	-0.0457	9.22	7.83	3.64	-	-	3.85	2.88	2.61	-	15.38	-6.56	2.72	-
17 49 34.7	-28 14 20	1.0459	-0.3842	9.53	7.36	6.28	5.63	5.41	5.68	-	-	-	11.22	-6.14	0.22	-
17 49 34.7	-28 14 20	1.0486	-0.3814	9.53	7.36	6.28	5.42	5.34	5.68	-	-	-	11.22	-6.15	0.29	-
17 49 39.8	-28 00 09	1.2609	-0.2762	10.16	7.65	6.28	4.71	3.52	4.84	-	-	-	15.26	-6.48	1.86	-
17 49 48.0	-28 20 00	0.9897	-0.4742	10.00	7.02	6.46	4.58	3.87	-	-	-	-	13.08	-6.87	1.13	-
17 50 01.4	-28 00 55	1.2904	-0.3514	9.37	7.26	6.33	5.41	5.40	-	-	-	-	9.87	-6.01	0.30	-
17 50 14.6	-27 57 48	1.3601	-0.3661	9.08	6.87	5.94	5.05	4.55	5.26	-	-	-	10.51	-6.43	0.69	-
17 50 29.7	-28 00 08	1.3546	-0.4340	-	-	5.76	4.88	4.73	4.91	-	-	-	16.00	-7.16	0.01	-
17 50 31.2	-27 51 52	1.4745	-0.3690	-	-	3.32	-	-	-0.54	-1.62	-1.65	-2.84	17.63	-10.38	3.84	IRAS17473-2751
17 50 34.8	-27 56 41	1.4141	-0.4205	7.89	5.77	4.64	3.35	2.25	3.47	2.50	2.35	-	11.22	-7.86	1.67	IRAS17474-2755
17 50 45.1	-28 01 05	1.3708	-0.4908	9.02	7.10	6.07	5.55	5.37	5.58	-	-	-	9.29	-6.10	0.21	-

## Annexe I

Article “The search for YSOs from ISO GAL data. Application to the  $l = +45$  field”, M. Felli, G. Comoretto, L. Testi, A. Omont, F. Schuller, 2000, A&A 362, 199

# The search for YSOs from ISOGAL data<sup>\*,\*\*,\*\*\*</sup>

## Application to the $l = +45$ field

M. Felli<sup>1</sup>, G. Comoretto<sup>1</sup>, L. Testi<sup>1</sup>, A. Omont<sup>2</sup>, and F. Schuller<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo E. Fermi 5, 50125 Firenze, Italy

<sup>2</sup> Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS, 98 bis Bd Arago, 75014 Paris, France

Received 29 February 2000 / Accepted 9 May 2000

**Abstract.** The 7 and 15  $\mu\text{m}$  observations of the Galaxy obtained by the ISOGAL program offer an unique possibility to investigate and separate the different populations of stars in the Galactic Plane, in particular to study the population of low flux density YSOs which could not be detected with IRAS.

Considering the results obtained by ISOCAM in nearby star forming regions and in other test fields in the Galactic Plane, as well as theoretical indications, we establish criteria of general validity that can be used to select YSOs from the much larger population of Post Main Sequence (Post-MS) stars present in the ISOGAL fields. The selection is based primarily on the position of the sources in the [15] - [7]-[15] diagram, which involves only ISOGAL data and allows to select objects with IR excess as possible YSOs using the survey data alone.

The criteria are applied to five ISOGAL fields centered at  $l \sim +45^\circ$  and  $b \sim 0^\circ$ , covering a total area of 0.504 deg<sup>2</sup>. The total number of point sources detected in both filters above the confidence limits of  $[7] < 9.5$  and  $[15] < 8$  are 386. The ISOGAL results are compared with radio observations in order to identify high luminosity YSOs out of the larger population of lower luminosity ones. We find 3 high luminosity YSOs plus 3 diffuse sources which are associated with HII regions and 35 lower luminosity YSOs. For low flux densities we find a consistent number of sources (73) detected only at 15  $\mu\text{m}$  which, according to the colour upper limit, are classified as candidate YSOs.

The validity of the adopted criteria for selecting possible YSOs in the ISOGAL fields are also supported by two independent results: 1) the sources classified as YSOs and the candidate YSOs are often associated with diffuse nebulosities visible at 15  $\mu\text{m}$ , landmarks of recent star forming activity, and 2) the

numbers of high luminosity and low luminosity YSOs that we have found compare well with the expectations.

**Key words:** stars: formation – ISM: H II regions – Galaxy: structure – infrared: stars

### 1. Introduction

YSO (the acronym for Young Stellar Object) is a term widely used in the literature to indicate a star in the earliest phases of its evolution, when it is still intimately connected with the material from which it originated. The key characteristic of a YSO of interest for the present work is that the star is still surrounded by a dusty envelope or disk, which absorbs the stellar radiation, obscuring it in the visible range, and re-emits it in the IR, thus strongly modifying the input stellar spectrum and producing an observable IR excess.

YSOs may have masses from a fraction of a solar mass to one hundred solar masses, and consequently the luminosities will vary by more than six orders of magnitude. However, the acronym used remains the same, even though it will refer to entirely different classes of stars according to the stellar mass or luminosity.

For instance, for YSOs associated with luminous early type stars (earlier than B3), the gas-dust envelope surrounding the star will emit both in the radio continuum, due to the free-free emission of the ionized gas (HII region), and in the Middle and Far IR (MIR and FIR, respectively), due to the dust either inside the HII region or in the surrounding molecular cloud. Many detailed multi-frequency studies of very bright HII regions have amply exploited this field of research (for a review paper see e.g. Churchwell 1991) and models have been developed (especially for the earliest spectral types) that can explain the Spectral Energy Distribution (SED) from the radio to the FIR and the observed spatial morphology of the emission at different frequencies (see e.g. Scoville & Kwan 1976, Rowan-Robinson 1980, Churchwell et al. 1990, Ivezić & Elitzur 1997, Faison et al. 1998, Miroshnichenko et al. 1999).

For later spectral types (later than B3) the radio emission (or the stellar supply of Lyman continuum photons) decreases sharply and only the IR and sub-mm emission may be observ-

---

Send offprint requests to: M. Felli (mfelli@arcetri.astro.it)

\* This is paper no. 8 in a refereed journal based on data from the ISOGAL project

\*\* 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

\*\*\* Table 4 is only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/Abstract.html>

**Table 1.** Mean FIR to 5 GHz flux density ratio of HII regions (Felli et al. 2000)

$\lambda/\mu\text{m}$	$\langle \text{Log}F_{\text{FIR}} - \text{Log}S_{5\text{GHz}} \rangle$	$\sigma$
12	1.86	0.52
25	2.62	0.53
60	3.70	0.51
100	4.05	0.57

able. In the range of luminosities between  $\sim 10$  and  $10^3 L_{\odot}$ , the YSOs are better known as Herbig Ae/Be stars and the IR excess will come from a disk, an envelope or a combination of the two (see e.g. Berrilli et al. 1992, Hillenbrand et al. 1992, Pezzuto et al. 1997).

The YSOs of even lower luminosity, of the order of one solar luminosity, are called the T Tauri stars. In the widely adopted classification of YSO spectra the earliest phases are called Class 0 and Class I and have considerable IR emission (André et al. 1993; Lada & Wilking 1984; Lada 1999 and Natta 1999 for recent review papers).

Finally, YSOs of even lower luminosity and with masses in the brown dwarf range have recently been observed in the MIR (Olofsson et al. 1999).

The interesting aspect of YSOs is that, even though the spread of luminosities is very large, the SED of the excess emission in the IR (and the MIR colours) are rather similar. This comes from the fact that the MIR emission is produced by the same mechanism, i.e. re-radiation at lower temperature of the stellar emission absorbed by the dust. Consequently the colour will little depend on the luminosity, but on the overall optical depth in the dust envelope (Ivezić & Elitzur 1997). This common characteristic of YSOs will be the basic tool which we will use to separate YSOs from the much larger population of Post-MS stars in the Galactic Plane, which also have some IR excess due to dust in a circumstellar envelope produced by mass loss, but with slightly different colour.

The main goal of the present work is to establish general criteria that will allow us to identify YSOs in the ISOCAM observations of the Galactic Plane carried out during the ISOGAL program. ISOGAL observed scattered regions in the Galactic Plane at 7 and  $15 \mu\text{m}$  (Péroul et al. 1996, Omont et al. 2000). The criteria are derived from existing ISOCAM observations as well as from theoretical indications and are tested on five Galactic fields at  $l \sim +45^{\circ}$ , observed during the ISOGAL program in the two broad band filters LW2 ( $5.5\text{--}8.5 \mu\text{m}$ ) and LW3 ( $12\text{--}18 \mu\text{m}$ ).

To avoid saturation effects, the ISOGAL fields were designed to exclude strong IRAS sources. As a result of this limitation, usually no IRAS source with  $F_{12 \mu\text{m}} \geq 6 \text{Jy}$  should be present in the ISOGAL fields observed with broad band filters. The net result of this observational constraint is that we are bound to explore sources with relatively low flux densities, not accessible by IRAS, namely from the  $\sim 10 \text{mJy}$  limit of the ISOGAL data at  $15 \mu\text{m}$  to the upper limit quoted above. Because of the unknown distance this limitation does not translate directly

into luminosities, but, on the average, ISOGAL observations should be able to detect either (few) intrinsically luminous but very far YSOs or (many) lower luminosity YSOs close to the Sun. Indeed, ISOGAL observations also avoided nearby low-mass star forming regions. They should thus be able to reveal solar mass YSOs at 1–2 kpc or intermediate mass YSOs up to the Galactic Centre.

## 2. The [15] magnitude versus [7]–[15] colour diagram and the colours of YSOs

We shall now explore the location of different types of objects in the [15] - [7]-[15] diagram to see how YSOs can be separated from other types of stars (cf. Fig. 1).

### 2.1. High luminosity YSOs

Felli et al. (2000) have examined a sample of 263 HII regions from the Galactic Plane survey of Becker et al. (1994) which were detected both in the radio with the VLA and in the FIR with IRAS. The mean ratios of the FIR to the 5 GHz flux density  $\text{Log}(F_{\text{FIR}}/F_{5 \text{GHz}})$ , averaged over the entire sample, are given in Table 1 for the four IRAS bands.

A power law extrapolation of these values at 7 and  $15 \mu\text{m}$  gives the following relations:

$$\text{Log}(F_{7 \mu\text{m}}/F_{5 \text{GHz}}) = 1.35 \pm 0.5 \quad (1)$$

and

$$\text{Log}(F_{15 \mu\text{m}}/F_{5 \text{GHz}}) = 2.0 \pm 0.5 \quad (2)$$

These relations should hold for the stars with the earliest spectral types (earlier than B0) which are the brightest and most easily detectable at 5 GHz with the VLA and with IRAS. For later spectral types we expect the ratios to be greater, since the ionizing flux and consequently the radio emission decreases rapidly with spectral type, while the IR emission should be less affected. We also remark that these relations hold only for the evolutionary phase of a luminous YSO in which a well developed HII region is present. For even earlier phases, if the radio emission is strongly self absorbed and/or the input luminosity comes from accretion, the ratio can change in a way that is difficult to predict.

The conversion from flux densities (in mJy) to magnitudes for the LW2 and LW3 filters (Blommaert 1998) are:

$$F_{7 \mu\text{m}}/\text{mJy} = 9.03 \cdot 10^4 \cdot 10^{-0.4[7]} \quad (3)$$

$$F_{15 \mu\text{m}}/\text{mJy} = 1.98 \cdot 10^4 \cdot 10^{-0.4[15]} \quad (4)$$

where [7] and [15] are the magnitudes at 7 and  $15 \mu\text{m}$  respectively. The [7]-[15] colour is given by:

$$[7] - [15] = 1.65 - (\text{Log}F_7 - \text{Log}F_{15})/0.4 \quad (5)$$

With the use of the two previous relations (Eqs. (1)-(2)) it becomes  $[7]-[15] = 3.3 \pm 1$ .

If we use relation (2) for  $15 \mu\text{m}$  at face value we obtain the correspondence between MIR and radio flux densities for

**Table 2.** 5 GHz and 15  $\mu\text{m}$  flux densities of HII regions derived from Eq. (2)

$F_{15}/\text{mJy}$	[15]	$F_{5\text{GHz}}/\text{mJy}$
12.5	8.00	0.125
100	5.74	1.0
250	4.75	2.5
1000	3.24	10.0

HII regions, shown in Table 2, which clearly illustrates that ISOGAL observations go much deeper than radio observations in detecting YSOs associated with HII regions. In fact, in the survey mode the VLA sensitivity is  $\sim 2.5$  mJy.

That this is the appropriate range of colours for HII regions is also confirmed in the ISOGAL field at (l,b) = (-0.27, -0.03) discussed by Schuller et al. (2000). Out of a much larger population of AGBs, there are 10–20 sources which could correspond to radio HII regions. All are clearly displaced from the rest in the [15] - [7]-[15] diagram, with colours [7]-[15] larger than 2 and with [15]  $\leq 4$ .

## 2.2. Intermediate luminosity YSOs

Hillenbrand et al. (1992) have examined a large sample of Herbig Ae/Be stars and classified them into three groups. For Group I the IR excess is interpreted as coming from a disk and the SED for  $\lambda \geq 2 \mu\text{m}$  is  $\lambda F_\lambda \sim \lambda^{-4/3}$ , which translates into [7]-[15] = 1.37. Group II has a higher IR excess and is best interpreted as young, intermediate-mass stars or star/disk systems surrounded by gas and dust which is not confined to a disk. From the observed SED the [7]-[15] colour is estimated to be  $3 \pm 0.4$ . Finally, Group III stars do not have IR excess and have very low MIR flux densities. They could be young, intermediate-mass stars which lack disks and which may be the higher mass analogues of disk-less T Tauri stars. For these stars [7]-[15] is lower than 0.9. Note that the Hillenbrand et al. (1992) classification is not consistent with the widely adopted classification for low mass YSO SEDs.

## 2.3. Low luminosity YSOs

Selected nearby star forming regions far from the Galactic Plane (in Chamaleon, Ophiucus, Serpens, Corona Australis) have been observed with ISOCAM in the same two filters (LW2 and LW3) by Olofsson et al. (1996), Nordh et al. (1998), Bontemps et al. (1998) and Olofsson et al. (1999). These fields are less crowded by evolved stars, more rich in low luminosity YSOs and field stars suffer lower line-of-sight extinction than typical ISOGAL fields. In all cases they find a clear dichotomy in the [15] - [7]-[15] diagram between sources with and without IR excess. The former (YSOs) have [7]-[15] between 1 and 2, while the latter have [7]-[15] around 0. To discriminate between the two types of sources they use values of [7]-[15] between 0.5 and 0.9, independent of the magnitude. In RCra the derived luminosities imply masses in the range of brown dwarfs.

Similarly, using the SED of the four classes of YSOs we can see that Class 0 objects (the least evolved) have [7]-[15]  $\geq 10$ , Class I [7]-[15]  $\sim 3$ , Class II [7]-[15]  $\sim 2.2$  and Class III [7]-[15]  $\leq 1$  (André et al. 1993; Lada & Wilking 1984; Lada 1999). These are the more evolved, with little IR excess and, consequently, we do not consider them as YSOs.

## 2.4. Models of dusty envelopes around young stars

An alternative and independent way to estimate the expected colour of YSOs is to use the results of SED modelling presented in the literature.

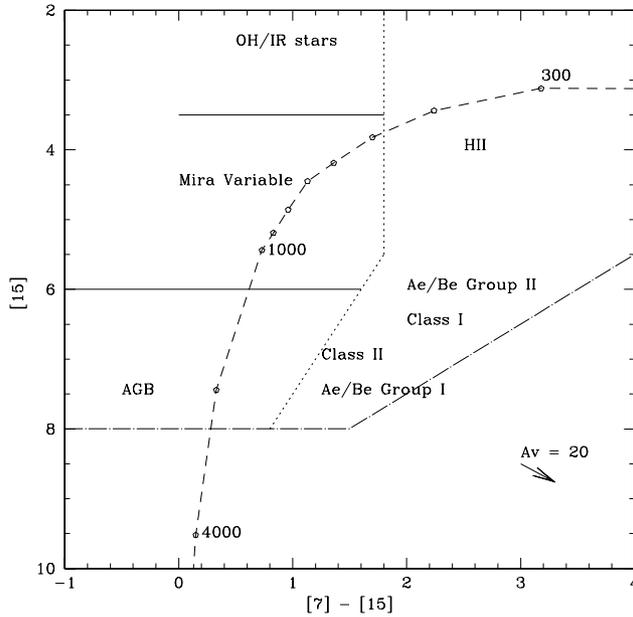
Faison et al. (1998) recently modelled the SED of dusty HII regions. From the published fits to the observations we have derived the flux densities at 7 and 15  $\mu\text{m}$  for the envelopes surrounding two stars of different spectral types: an O5.5 ( $T_{\text{eff}} = 44840$  K) and a B0 ( $T_{\text{eff}} = 33400$  K). In both cases the [7]-[15] colours are similar and  $\sim 1.8$ . Variations around this value are expected depending on the parameters of the dust envelope (temperature at the inner and outer parts of the envelope, density profile, inner and outer radius, etc) and the varying extinction along the line of sight.

In order to construct a consistent set of colours and magnitudes expected for a wide range of YSO luminosities, we used the DUSTY<sup>1</sup> code (Ivezić & Elitzur 1997) to solve for the SED emerging from a spherical dusty envelope around a young stellar source. Faison et al. (1998) and Miroshnichenko, Ivezić & Elitzur (1997) showed that the infrared part of the SED of high and intermediate luminosity YSOs is well represented by a central ZAMS stellar source surrounded by a spherical envelope with a shallow density profile and an overall optical depth in the range  $1 \leq \tau_V \leq 100$ . Using the stellar parameters ( $L_*$ ,  $T_{\text{eff}}$ ) from Schmidt-Kaler (1981), a 1.5 index power law density profile for the dusty envelope and an overall optical depth at V ranging from 1 to 100, we computed the emerging spectra for central stars with spectral type in the range from G0 to O6. The [7] and [15] magnitudes were then obtained convolving the computed spectra with the LW2 and LW3 band profiles, after scaling the computed spectrum to have the correct total luminosity at a fiducial distance. In all cases the colours are in the range  $1.5 \leq [7]-[15] \leq 1.8$ . However, note that adding external extinction from cold (i.e. non emitting in the mid-infrared) dust along the line of sight (either in the YSO's parental cloud or in the plane of the Galaxy) will move the colours to higher values.

## 2.5. Late type Post MS stars

In order to establish the region of the [15] - [7]-[15] diagram populated by late type Post-MS stars with IR excess (AGBs and long period Mira Variables) we refer to ISOGAL fields observed in the Galactic Bulge in two windows of low extinction (the Baade's Windows, Glass et al. 1999) and in the intermediate Galactic Bulge (Omont et al. 1999a). These fields have a low

<sup>1</sup> DUSTY is available on the www at: <http://www.pa.uky.edu/~moshe/dusty>



**Fig. 1.** The  $[15] - [7] - [15]$  diagram. The short-dashed line gives the proposed separation between YSOs (to the right) and evolved stars (to the left). The location of different types of objects is indicated. The long-dashed line gives the position in the diagram of a  $10 L_{\odot}$  black-body placed at the distance of 1 kpc (or  $10^3 L_{\odot}$  at 10 kpc) with temperatures 300, 400, 500, 600, 700, 800, 900, 1000, 2000, 4000 K marked by circles. The arrow in the lower right indicates the displacement for  $A_v = 20$ . The dot-dashed line defines the region of confidence imposed by the conditions  $[7] < 9.5$  and  $[15] < 8$  magnitudes.

amount of galactic interstellar matter along the line of sight ( $A_v \sim 2$  for the Baade's Windows and  $A_v$  up to 7 for the intermediate Galactic Bulge) and hence a low expected presence of YSOs, but, at the same time, are richly populated by Post-MS stars.

The sources observed by ISOCAM in the two filters are all evolved stars and are located in a slightly inclined strip of the  $[15] - [7] - [15]$  diagram which represents a sequence of increasing  $15 \mu\text{m}$  dust emission: the mean  $[7] - [15]$  colour is  $\sim 0.2$  at  $[15] = 9$  and increases to 1.4 at  $[15] = 5$ . The region with higher magnitudes ( $[15] \geq 6$ ) is populated by late type M-stars on the AGB, the region with lower magnitudes ( $[15] \leq 6$ ) by Mira variables. For even lower magnitudes ( $[15] \leq 3.5$ ) association of ISOGAL sources with OH/IR stars has been found (Schuller et al. 2000, Ortiz et al. 2000).

## 2.6. A schematic separation of sources in the $[15] - [7] - [15]$ diagram

From all the indications presented in the previous sections the position of different types of stars in the  $[15] - [7] - [15]$  diagram is summarized in Fig. 1.

For the separation between AGBs and intermediate luminosity YSOs (Class II and Ae/Be of Group I) we have adopted an inclined line, from (mag, col) = (0.4, 9) to (mag, col) = (1.8, 5.5) to take into account the inclined strip of AGBs. For lower

magnitudes ( $[15] \leq 5.5$ ) the separation between Mira Variables and OH/IR stars from HII regions, Ae/Be Group II and Class I YSOs is taken as the vertical line at  $[7] - [15] = 1.8$  (see Schuller et al. 2000).

This dividing line is quite different (and more conservative) than that adopted by Olofsson et al. (1999) for the RCrA field ( $[7] - [15] = 0.5$ ) or Nordh et al. (1998) for nearby star forming regions ( $[7] - [15] = 0.9$ ). Had we used their criteria the number of possible YSOs in our fields would have been almost an order of magnitude greater and comparable to that of evolved stars. Clearly, their criteria are applicable only in fields where the density of evolved stars is much smaller than that of YSOs and the extinction along the line of sight is very low.

The intrinsic colours and  $15 \mu\text{m}$  magnitudes may be altered by interstellar extinction. The arrow in the lower right in Fig. 1 indicates the shift for  $A_v = 20$ , assuming the very uncertain relations  $A_7 = 0.028 A_v$  and  $A_{15} = 0.015 A_v$  found by Jiang et al. (2000) in the ISOGAL field at (l,b) = (-18.63+00.35). The effect of extinction may be important and has then to be taken into account before attempting any separation into different classes of objects as illustrated in the heavily extinguished ISOGAL field at (l,b) = (-0.27, -0.03) (Schuller et al. 2000), where the entire AGB sequence seems shifted to the right.

In Fig. 1 the colour and  $[15]$  magnitude of a black-body with luminosity of  $10 L_{\odot}$  at a distance of 1 kpc and with temperatures from 300 K to 4000 K is shown for comparison. MS stars with no IR excess have  $[7] - [15] \sim 0$ .

The dot-dashed line in Fig. 1 limits the region of confidence in the  $[15] - [15] - [7]$  diagram (the upper left) resulting from the limits  $[7] < 9.5$  and  $[15] < 8$  magnitudes, which will be discussed in Appendix A.

It is obvious that the suggested separation between YSOs and late type stars is rather artificial. Contamination of the two areas in which we have divided the  $[15] - [7] - [15]$  diagram from objects of the other type is expected due to several independent causes: 1) errors in the observed magnitudes (which will be discussed in the next section), 2) unknown correction for extinction; this effect will be particularly important since the population of evolved stars in the Galactic Plane is much larger than that of the YSOs, and 3) intrinsic spread of the colours. In fact, the colour is a sensible function of YSO evolutionary status, of the geometry of observations for disks inclined with respect to the line of sight, and of chemical differences. However, the adopted separation should be sufficient, especially on large samples, to provide a first list of possible YSOs, to be further confirmed by additional observations in other bands or spectroscopy.

An estimate of the contamination from evolved stars using the above criteria can be obtained using the ISOGAL results toward the Baade's Windows (Glass et al. 1999). The total number of objects detected at both 7 and  $15 \mu\text{m}$  above our confidence levels in the two Baade's window fields is 224, no extended MIR sources are detected in these fields. Out of the 224 sources 11 would be selected as YSOs using our colour criteria, none of which with  $[15] < 5$ . All the 11 sources but one are very close to the separating line. Under the extreme assumption that

the two Baade's Window fields do not contain *any* YSO, the maximum contamination using our selection criteria is  $\leq 5\%$ . The contamination will be very strong close to the separating line but will be increasingly less important farther to the right of the separating line.

Finally we note that Class 0 YSOs (André et al. 1993) will not be detected in our survey because they are too heavily extinguished to be observed at 7 or 15  $\mu\text{m}$ .

### 3. The ISOGAL observations

The complex data reduction procedure used to produce the ISOGAL images from the ISO observations with ISOCAM are described in Pérault et al. (1996) and Omont et al. (1999a) for the most recent procedures (see also Glass et al. 1999 and Omont et al. 1999b).

Point sources are extracted from the ISOGAL images with a specific program written by C. Alard at IAP. This program first re-samples the image on a finer grid, then determines an analytic expression of the point spread function (PSF) by analyzing the brightest sources in each image. Then it finds sources by maximizing the correlation with the PSF. Once detected, sources are extracted by means of least square PSF fit. The method starts with the brightest sources, removes them, and follows iteratively to the fainter ones. This is a powerful method, even in crowded fields, since it is able to extract overlapping sources correctly. However, at this stage an extended source cannot be extracted.

After the elimination of the false replication sources due to memory effects of the receivers (see e.g. Omont et al. 1999a, appendix B.1), the two lists of point sources (7 and 15  $\mu\text{m}$ ) are then cross-correlated to provide a single list that contains sources detected in the two filters and sources detected only in one filter. This list is saved in the ISOGAL archive. The lists are then edited for non perfectly matching edges of the fields in the two filters, eliminating sources detected only in one filter because they are outside the observed field in the other filter. Sources too close to the border of the fields are also eliminated.

### 4. The ISOGAL fields at $l = +45^\circ$

The choice of the ISOGAL fields at  $l = +45^\circ$  for a first analysis of the YSO content is motivated by the desire to find a region representative of a typical situation in the plane: i.e. not overcrowded by evolved stars, not too strongly extinguished and not centered on a well known star forming region. Moreover, this region had been expressly observed in the radio with the VLA at 3.6 and 6 cm by Testi et al. (1999, hereafter TFT) in order to have comparison radio observations.

A total of 34 discrete radio sources were detected by TFT, 13 of which clustered in five separate extended complexes. The 5 complexes were all multiple or single extended thermal HII regions. For each of these complexes a bright IRAS counterpart could be found and the IRAS colours satisfy the Wood & Churchwell (1989; WC89) criteria for HII regions. No IRAS counterpart could be identified for any of the remaining 21 radio sources. According to the radio spectral index six of these are

**Table 3.** Parameters of ISOGAL fields

Field	Name	Orbit-Frame	dl	db	r.a.	dec	Filter
A-7	+44.99+00.73	48300172	0.10	0.15	19.18	11.05	LW2
A-15	+44.99+00.73	72101803	0.10	0.15	19.18	11.05	LW3
B-7	+44.99+00.35	48300274	0.18	0.17	19.21	10.88	LW2
B-15	+44.99+00.35	13901157	0.18	0.17	19.21	10.88	LW3
C-7	+44.99-00.21	48300173	0.18	0.30	19.24	10.62	LW2
C-15	+44.99-00.21	13900956	0.18	0.30	19.24	10.62	LW3
D-7	+45.23-00.32	48300175	0.14	0.13	19.25	10.78	LW2
D-15	+45.24-00.30	13901159	0.13	0.15	19.25	10.80	LW3
E-7	+44.95-00.75	48300276	0.10	0.15	19.27	10.33	LW2
E-15	+44.95-00.75	72101804	0.10	0.15	19.27	10.33	LW3

candidate UC-HII regions, while the other 15 are most probably background extragalactic non-thermal sources.

Observations at other radio wavelengths and resolutions will also be used when available. In particular, we shall make extensive use of the 1.4 GHz NRAO VLA Sky Survey (NVSS – Condon et al. 1998). The NVSS used the most compact VLA configuration (D array) with a flux density limit of  $\sim 2.5$  mJy/beam ( $\sim 0.5$  mJy/beam rms) and an angular resolution of  $\sim 45''$ .

The flux density limit in NVSS and TFT are both  $\sim 2.5$  mJy and correspond to [15]  $\sim 4.75$  (see Table 2). Consequently, there should be many YSOs in the ISOGAL fields which do not have a radio counterpart and, conversely, any radio-identified HII region should have a bright MIR counterpart.

The basic tools that will be used to identify the YSOs from the much larger population of stellar objects present in the ISOGAL fields will be:

1. For point MIR sources we shall select YSOs on the basis of their position in the [15] - [7]-[15] diagram and, for the brightest ones, on the correspondence with thermal radio sources. In this context it must be noted, as will be made clear in the analysis of individual fields, that only a subset of the ISOGAL sources are detected in both filters. A large number of sources are detected at 7  $\mu\text{m}$  only, with a smaller fraction at 15  $\mu\text{m}$  only. This is an effect due to the intrinsically different SEDs of the sources. The following discussion will concentrate primarily on the sources detected in the two filters. Those detected only at 7  $\mu\text{m}$  will not be considered in our analysis because most probably they are evolved stars. We shall retain in the analysis those detected only at 15  $\mu\text{m}$  when the lower limit to the colour brings them into the region of the YSOs.
2. For the extended sources in the ISOGAL fields we shall rely on a morphological comparison with available radio interferometric observations.

The parameters of each of the five ISOGAL fields are given in Table 3, where a conventional short name (A-7 to E-7 and A-15 to E-15) has been introduced for simplicity. The other columns contain: 2) the galactic coordinates of the centre of each field 3) Orbit-frame: the first three digits are the ISO orbit and

the last five the number of the frame, 4) and 5) the approximate extension (half-length and half-width) of the field in (l,b), 6) and 7) J2000 right ascension (in hours) and declination (in degrees) of the field centre, and 8) the filter used.

A graphical view of the five observed fields in galactic coordinates is given in Fig. 2, where the grey scale images are the  $15\ \mu\text{m}$  ISOGAL observations, the grey contours represent the radio sources from the NVSS and the crosses the positions from TFT. It is clear that several bright and extended radio sources (most of them HII regions) are just outside the edge of the ISOGAL fields (for example between fields B and C). This results from avoiding IRAS sources with  $F_{12\ \mu\text{m}} \geq 6\ \text{Jy}$ .

The full contours are from the CO(1–0) survey of the Galactic Plane (Dame et al. 1987). The CO(1–0) data indicate that our fields are not coincident with a peak in the CO emission and that field A is in a region totally devoid of noticeable CO emission. Consequently, given the small molecular column density, the extinction should be moderate and the expected abundance of YSOs not particularly high.

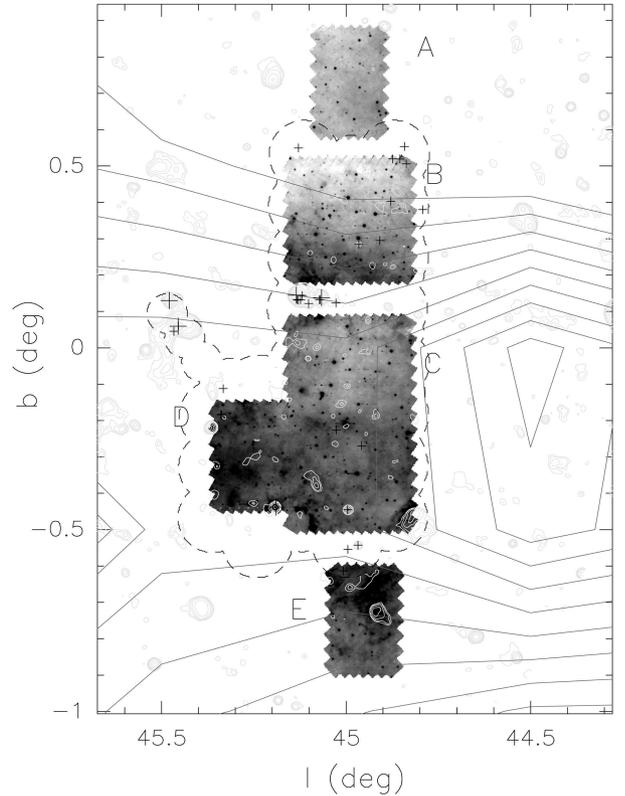
#### 4.1. Evaluation of accuracy of the ISOGAL observations

The general characteristics and quality of the ISOGAL data have been discussed in various fields, especially through repeated independent observations of the same regions (Pérault et al. 1996, Omont et al. 1999a, Glass et al. 1999, Omont et al. 1999b, Ganesh et al. in preparation, Ojha et al. in preparation). Among the observations of the fields at  $l \sim +45^\circ$ , the LW2 and LW3 observations of fields C and D which are partly overlapping also offer this possibility (see Appendix A). However, this overlapping area is relatively small and a large part of it is at the edge of one of the rasters, where the data are of inferior quality because near such edges a sky position is observed only once, instead of twice.

The results of all these discussions are rather consistent. A good degree of completeness and reliability is generally achieved for  $[7] < 9.5$  and for  $[15] < 8$ .

The photometric accuracy is estimated from repeated observations and retrieval of artificially added sources. The typical rms is  $\sim 0.2\text{--}0.3$  mag. This increases for the weakest sources and in edge regions such as a part of the overlapping area of fields C and D. Systematic biases of  $\sim 0.1\text{--}0.2$  mag are still possible because, in particular, of the difficulty of the correction of transient effects. Biases can reach  $0.3\text{--}0.5$  magnitude in particular fields where defects of data processing are not yet corrected (Schuller et al. 2000).

We conclude that the confidence limits are  $[7] = 9.5$  and  $[15] = 8$ . The sensitivity limits of the ISOGAL observations are nearly one magnitude greater, but the confidence at such faint magnitudes is lower. The photometric errors can reach  $0.3\text{--}0.4$  magnitude even for sources one magnitude brighter than the confidence limit. They can be greater close to the edges of the fields and for sources close to the confidence limit or fainter; they can even be of the order of 1 magnitude for faint sources close to the edges (see also Appendix A.).



**Fig. 2.** The five ISOGAL fields at  $15\ \mu\text{m}$  (grey scale). The grey contours represent the radio sources from the NVSS and the crosses the positions of the radio sources from TFT. The full contours are from the CO(1–0) survey of the Galactic Plane (Dame et al. 1987), the dashed contour the area observed by TFT.

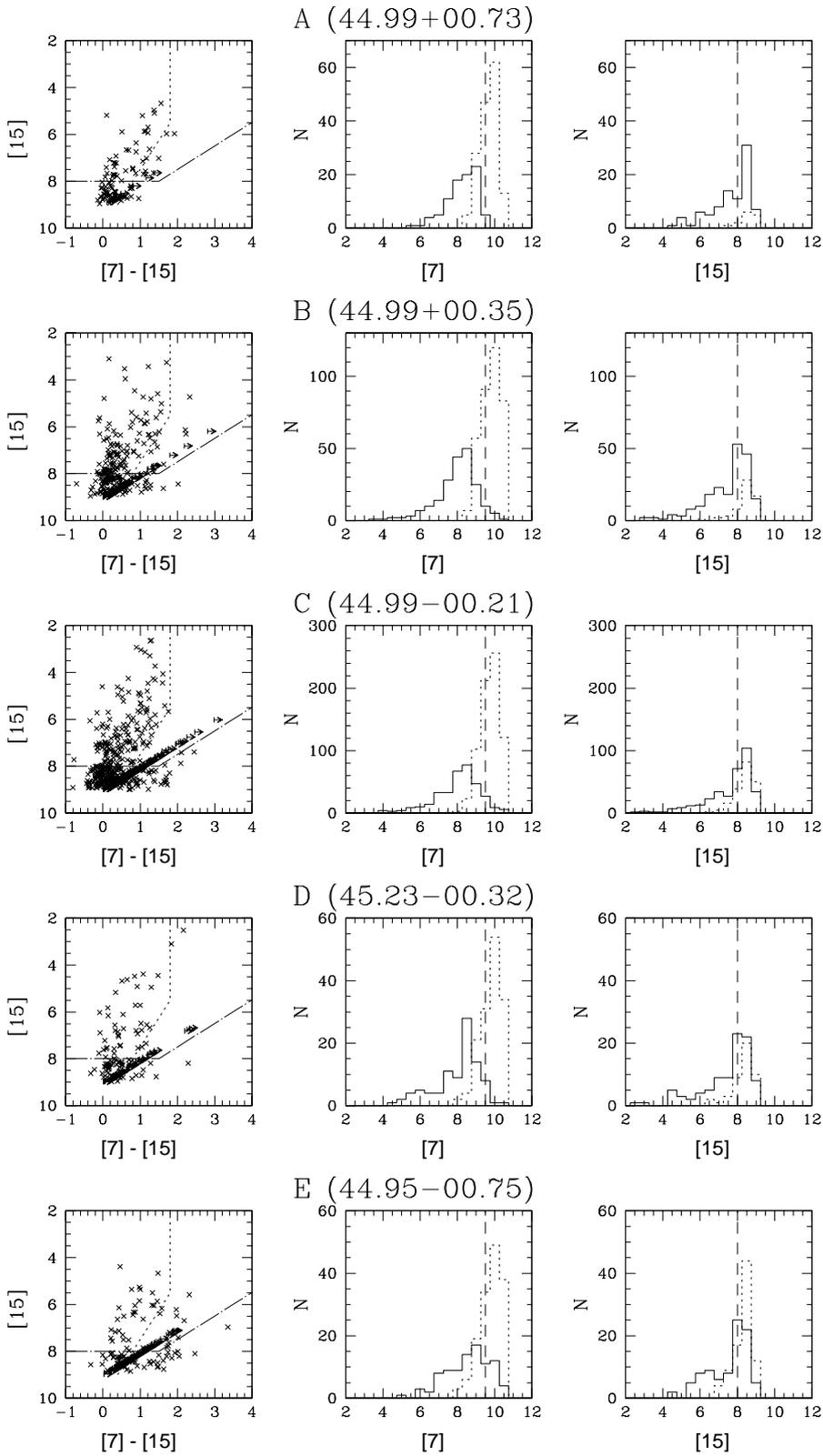
#### 4.2. Description of the individual fields

In Fig. 3 we show the colour-magnitude and magnitude distributions for each of the five fields. In the plots we also include sources with  $[7] > 9.5$  and  $[15] > 8$ , although we will not consider them in the discussion.

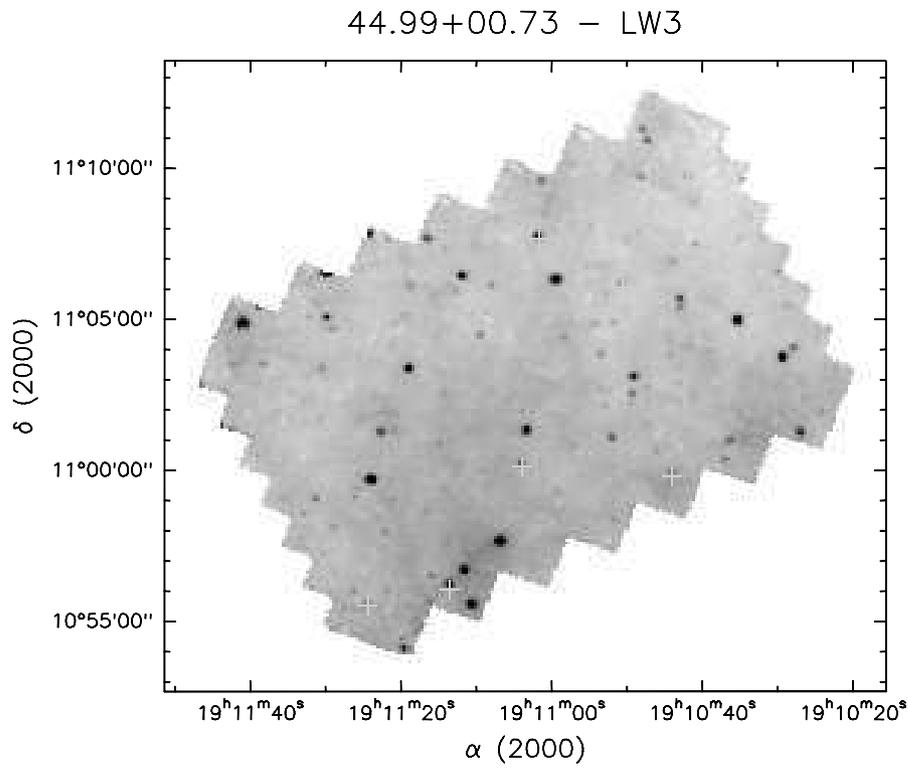
The two right columns give the distribution of sources as a function of the  $[7]$  and  $[15]$  magnitudes. The solid line gives the sources detected at both wavelengths, the short dashed line those detected only at  $7$  or  $15\ \mu\text{m}$ , respectively.

The left column give the  $[15]$  magnitude versus  $[7]\text{--}[15]$  colour. The crosses represent the sources detected at both wavelengths, the right arrows those detected only at  $15\ \mu\text{m}$  and represent lower limits to the true colour (i.e. the point should be moved to the right) assuming  $[7] = 9$  magnitudes. In Table 4 we list for all fields (with no overlap) the sources that satisfy our confidence criteria, i.e.  $[7] \leq 9.5$  and  $[15] \leq 8$ , as well as those detected only at  $15\ \mu\text{m}$  and with lower limit to the colour to the right of the dashed line. Table 4 contains name of the source<sup>2</sup>,

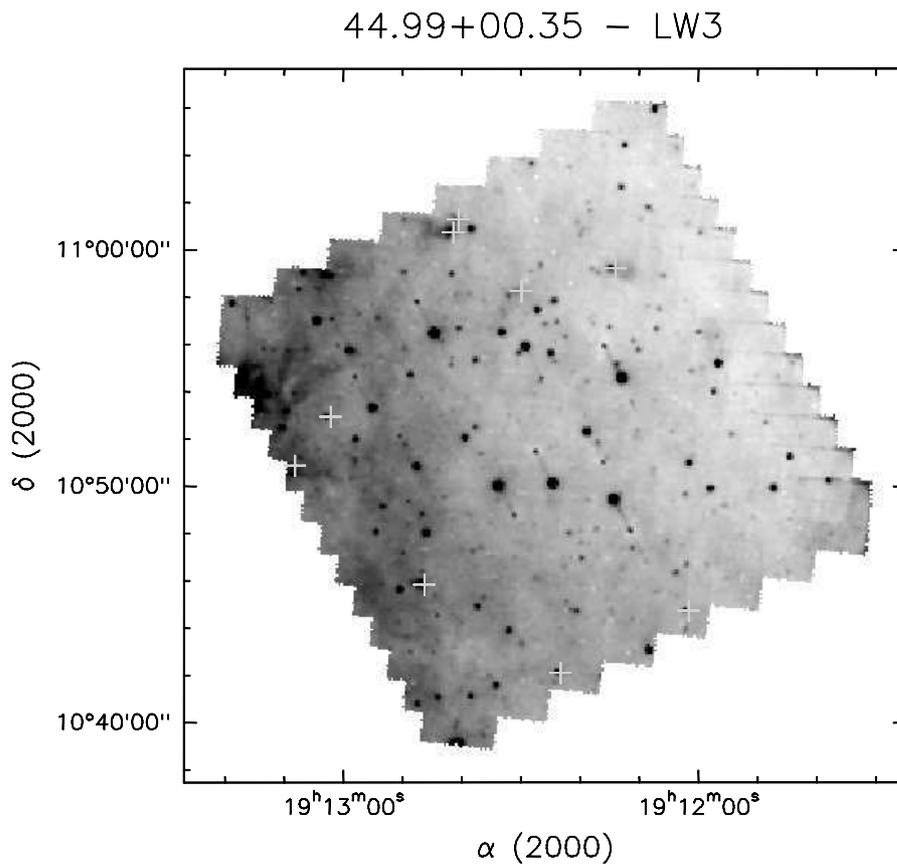
<sup>2</sup> Following the standard format agreed with CDS the name is ISOGAL-PJhhmmss.s+ddmmss, where P stands for Provisory, J for equinox J2000, hhmmss.s hours, minutes and seconds of right ascension, ddmmss degrees, minutes and seconds of declination



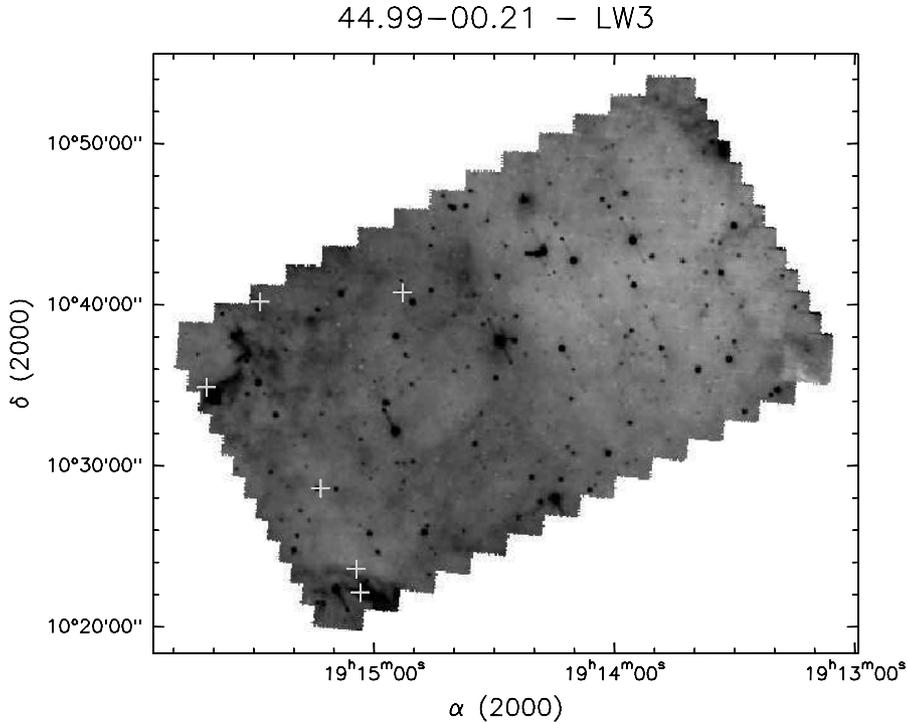
**Fig. 3.** Colour-magnitude diagrams and magnitude distributions for each ISO-GAL field, from top to bottom: field A (44.99+00.73), field B (44.99+00.35), field C (44.99-00.21), field D (45.23-00.32), and field E (44.93-00.75); left column: [15] vs. [7]-[15] colour magnitude diagram, dotted and dot-dashed lines as in Fig. 1; central column: [7] magnitudes distributions; right column: [15] magnitudes distributions, in both diagrams the full line gives the sources detected at 7 and 15  $\mu\text{m}$ , and the dotted line those detected only at 7 or 15  $\mu\text{m}$ , respectively. The vertical dashed lines give the adopted confidence limits [7] = 9.5 and [15] = 8.



**Fig. 4.** Field A (44.99+00.73). The 15  $\mu$ m image with YSOs marked with a cross.



**Fig. 5.** Field B (44.99+00.35). Caption as in Fig. 4.



**Fig. 6.** Field C (44.99-00.21). Caption as in Fig. 4.

7 and 15  $\mu\text{m}$  magnitudes and an identification code: 1) “YSO”, for those detected at 7 and 15  $\mu\text{m}$  and with colour to the right of the dashed line, 2) “cYSO” (candidate YSO) for those detected only at 15  $\mu\text{m}$  and with lower limit to the colour to the right of the dashed line.

#### 4.2.1. Field A (44.99+00.73)

In Fig. 4 we show the 15  $\mu\text{m}$  image with only the YSOs marked with a cross.

Comments:

1. The number of sources detected in both filters above the confidence limits is 44.
2. In this field the percentage of sources detected only at 15  $\mu\text{m}$  is the smallest of the five fields considered.
3. There are 7 YSOs, none of which with  $[15] \leq 5$ .
4. There are 2 cYSOs.
5. There is no TFT radio source (but the overlap with the area covered by TFT is marginal, see Fig. 2) and no NVSS source.
6. There are no extended structures which may mimic diffuse extended HII regions.
7. The YSOs tend to be located in areas with stronger diffuse 15  $\mu\text{m}$  emission.
8. The area covered is 0.058 square degrees.

In summary, all the indications (no radio source, no YSOs with  $[15] \leq 5$ , small percentage of sources detected only at 15  $\mu\text{m}$ , no extended structures) point out that this field is completely devoid of bright YSOs associated with HII regions and is populated by a small number of lower flux density YSOs.

This is consistent with the location of Field A in a direction of very low CO column density, as indicated in Fig. 2.

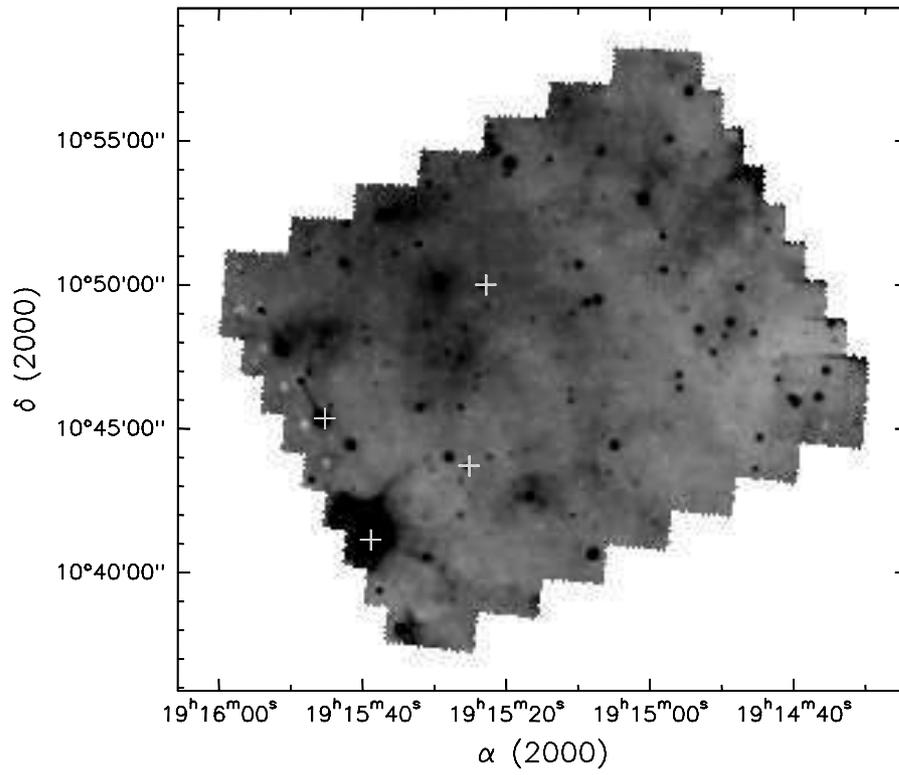
#### 4.2.2. Field B (44.99+00.35)

In Fig. 5 we show the 15  $\mu\text{m}$  image of Field B, with the YSOs overlaid.

Comments:

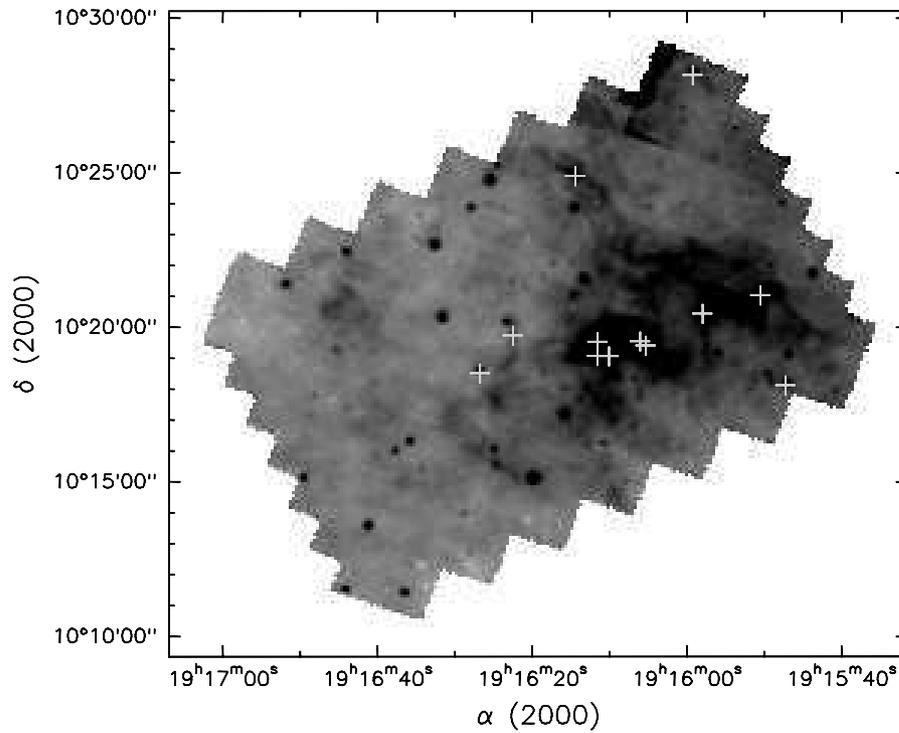
1. The number of sources detected in both filters above the confidence limits is 112.
2. The sources detected only at 15  $\mu\text{m}$  are a considerable fraction of the total detected at 15  $\mu\text{m}$ .
3. There are 9 YSOs. Only the YSO with  $[15] < 5$  (ISOGAL-PJ191246.3+104551) coincides with a NVSS source which has a flux density of 4.3 mJy and is unresolved with a resolution of  $\sim 45''$ . This source also coincides with the H<sub>2</sub>O maser reported by Testi et al. (1997). The coincidence with the NVSS source confirms the correctness of the previous interpretation of the ISOGAL source in terms of a star forming region. However, we do not find any radio counterpart in TFT. One possible explanation for this non detection by TFT is that the source is optically thin and slightly extended, making it too faint for the 3–6'' resolution of TFT. Alternatively, it could be a non-thermal jet of the type found associated with the H<sub>2</sub>O maser in W3(OH) (Reid et al. 1995). More sensitive VLA observations are needed to settle this point.
4. There are 8 cYSOs.
5. There are 4 thermal sources from TFT: 2,3,8 and 9. None of these has an ISOGAL counterpart. This is surprising in

45.23-00.32 - LW3



**Fig. 7.** Field D (45.23-00.32). Caption as in Fig. 4.

44.95-00.75 - LW3



**Fig. 8.** Field E (44.95-00.75). Caption as in Fig. 4.

view of the discussion of Sect. 4. Source 9 has also been detected in the NVSS with a flux density of 3.3 mJy. Source 9 coincides with a weak “hole” in the background surface brightness distribution at 15  $\mu\text{m}$ . The possible speculation is that source 9 is a very young source with extreme visual extinction, similarly to IRAS23385+6053 (Molinari et al. 1998).

6. The YSOs tend to be associated preferentially with diffuse features or small nebulosities in the 15  $\mu\text{m}$  image.
7. The area covered by this field is 0.117 square degrees.

In summary, this field has one high flux density YSO identified from the radio correspondence (1.4 GHz only), its colour and the presence of an H<sub>2</sub>O maser, and 8 YSOs of lower flux density.

#### 4.2.3. Field C (44.99-00.21)

In Fig. 6 we show the 15  $\mu\text{m}$  image of Field C, with the YSOs overlaid.

Comments:

1. The number of sources detected in both filters above the confidence limits is 153.
2. The number of sources detected only at 15  $\mu\text{m}$  is comparable to that of sources detected at the two wavelengths.
3. There are 6 YSOs, none of which with  $[15] \leq 5$ , nor with a radio continuum counterpart in the NVSS or in TFT. One of the YSOs (ISOGAL-PJ191528.4+104012) is in the region of overlap with Field D but it is not classified as a YSO in that field. However, the colour for this source is very uncertain due to its weakness ( $[7] = 8.9$  and  $[15] = 7.9$  magnitude). Two of the YSOs are embedded within a diffuse region at 15  $\mu\text{m}$  partly visible in the lower corner, which is also detected in the radio continuum as an extended source by the NVSS and is mostly outside the area observed with ISO (see Fig. 2).
4. There are 34 cYSOs.
5. In TFT there are 3 sources (20, 21 and 25), all non-thermal. None of these has an ISOGAL counterpart. Source 25 is also present in the NVSS.
6. There are 15 NVSS sources in the field, none of which shows coincidences with ISOGAL sources, except for the extended radio source at the south edge of the image (see also Fig. 2) which is only partly covered in the ISOGAL image.
7. Also in this case the YSOs tend to be associated preferentially with diffuse features or small nebulosities in the 15  $\mu\text{m}$  image.
8. The area covered is 0.203 square degrees.

In summary, even though this field is centered on the Galactic Plane, there is only one extended HII region at the edge of the field, no bright YSO and a large number of low flux density YSOs and cYSOs.

#### 4.2.4. Field D (45.23-00.32)

In Fig. 7 we show the 15  $\mu\text{m}$  image of Field D, with the YSOs overlaid.

Comments:

1. The number of sources detected in both filters above the confidence limits is 37, considering only the region not overlapping with Field C. As in the previous field centered on the Galactic Plane, the number of sources detected only at 7  $\mu\text{m}$  is overwhelming.
2. The number of sources detected only at 15  $\mu\text{m}$  is comparable to that of those detected at both wavelengths.
3. There are 4 YSOs: two are rather weak and two are very bright, with  $[15] = 2.5$  and 3.1. The brightest YSO (ISOGAL-PJ191538.8+104109) is surrounded by extended MIR emission. It coincides with the thermal extended radio source 34 of TFT (see Fig. A6 of TFT) and has a NVSS counterpart. It is the best example of YSO identified with an HII region in our fields. The other bright YSO is point-like and close (though not exactly coincident with) a faint (4.5 mJy) NVSS source; this radio source is not detected by TFT.
4. There are 8 cYSOs plus one in the region overlapping with Field C.
5. The area covered is 0.070 square degrees.

In summary, this field contains a canonical example of an HII region, two high luminosity YSOs, one of which in the HII region, two lower flux density YSOs and 8 cYSOs.

#### 4.2.5. Field E (44.95-00.75)

In Fig. 8 we show the 15  $\mu\text{m}$  image of Field E, with the YSOs overlaid.

Comments:

1. The number of sources detected in both filters above the confidence limits is 40.
2. Even though this field is centered at  $b = -0.75^\circ$ , its distribution of sources as a function of  $[7]$  and  $[15]$  magnitudes is more similar to those in the Galactic Plane than in its counterpart at  $b = +0.73^\circ$ , i.e. a large abundance of sources detected only at 7  $\mu\text{m}$  and similar numbers of sources detected only at 15  $\mu\text{m}$  and at both wavelengths. We note that in this direction the CO emission is stronger than towards Field A (see Fig. 2).
3. The overlap with TFT is very small (see Fig. 2) and there is no thermal source.
4. There are 12 YSOs, none of which with  $[15] \leq 5$ . None of these has a corresponding NVSS source. Almost all are surrounded by a diffuse nebulosity.
5. There are 21 cYSOs.
6. There are 7 NVSS sources in the field. One is located close to the top right corner, where a diffuse nebulosity is partly visible. In the central part of the 15  $\mu\text{m}$  image there is a bright diffuse nebula, which corresponds to an extended source in the NVSS image (see Fig. 2). Five of the YSOs are located in close connection with this extended nebula. The source seems to be an extended HII region around a young stellar cluster.

**Table 5.** YSOs in the  $l = +45^\circ$  fields

	A	B	C	D <sup>a</sup>	E	Total
Extended at $15 \mu\text{m}$ with radio emission	-	-	1	1	1	3
High luminosity YSO	-	1	-	2 <sup>b</sup>	-	3
Low luminosity YSO	7	8	6	2	12	35
Candidate YSO	2	8	34	8	21	73
Total	9	17	41	13	34	114

<sup>a</sup> Only the part of Field D not overlapping with Field C is considered.

<sup>b</sup> One of the high luminosity point sources is within the extended source.

7. The area covered is 0.058 square degrees.

In summary, there is an extended MIR-radio HII region, 12 YSOs and 21 cYSOs.

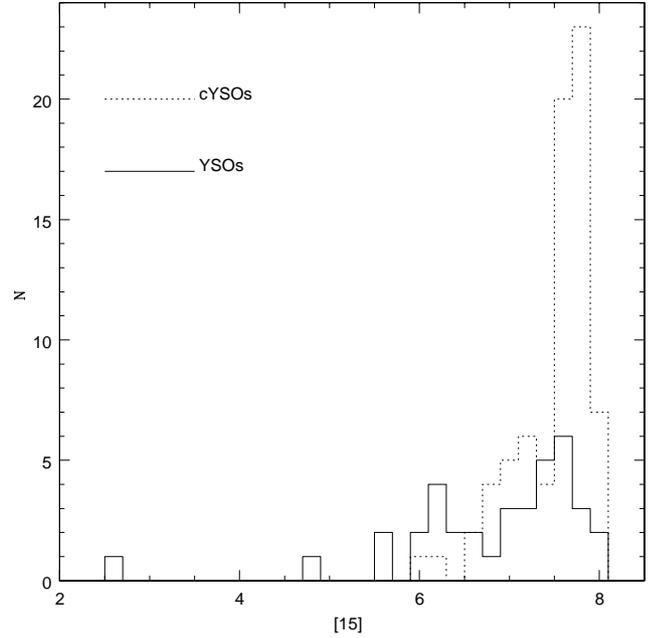
#### 4.3. Identified YSOs

The number of possible identified YSOs are summarized in Table 5.

The most secure identifications are the 3 high luminosity point-like sources associated with radio continuum emission. There are 3 extended sources associated with diffuse radio emission and classified as HII regions. There are 35 possible lower luminosity point-like YSOs (without radio emission). They may suffer some contamination at the higher [15] magnitudes and close to the separating line. Of the 35 only 7 are in this situation, while the rest are sufficiently far from the separating line to make contamination much less probable. The total number of objects detected at both bands above the stated confidence levels in the five ISOGAL fields is 386, thus the maximum contamination from reddened evolved stars is at most 19 objects if we use the 5% contamination derived for the Baade's Window fields. Follow-up near infrared and sub-millimeter observations are required to ascertain the nature of every single object in this sample. There are 73 candidate YSOs (detected only at  $15 \mu\text{m}$ ), by far the larger number. However, the weakest cYSOs need to be validated since residual artefacts, such as false replication sources due to remanence effects (Glass et al. 1999), are possible.

The histogram of YSOs and cYSOs as a function of the [15] magnitude, shown in Fig. 9, indicates that: 1) the number of identified YSOs decreases at brighter magnitudes, as expected, 2) for  $6 < [15] < 7.5$  the two distributions have comparable values, 3) the cYSOs distribution has a large peak for sources close to the limiting magnitude, due to the loss at  $7 \mu\text{m}$  of sources with  $[7]-[15] \geq 1.5$ . It is clear that the classification of these sources is the most uncertain.

The number of HII regions identified by TFT is larger than that found by ISOGAL. This is because the TFT survey covers uniformly the region centered at  $l = +45^\circ$  and many of the radio identified HII regions lie outside the boundary of the ISOGAL fields, which were chosen to avoid bright IRAS sources. In particular, TFT identify five HII complexes (i.e. including extended



**Fig. 9.** Histogram of YSOs and cYSOs as a function of the [15] magnitude.

and small diameter sources in the same area): (11 + 12 + 30), (13 + 15 + 16 + 17 + 31), (34), (18 + 33) and (32), and 6 isolated small diameter thermal sources: 2, 3, 8, 9, 19 and 22. Of the five HII complexes, only (34) is within the area covered by ISOGAL. Of the small diameter ones, 19 and 22 are outside the area covered by ISOGAL. We do not have an explanation for the lack of an ISOGAL counterpart to the thermal radio sources 2, 3, 8 and 9, apart from invoking extremely high visual extinctions of the type discussed by Molinari et al. (1998). In order to confirm this hypothesis submillimeter continuum observations and molecular observations in high density tracers are required.

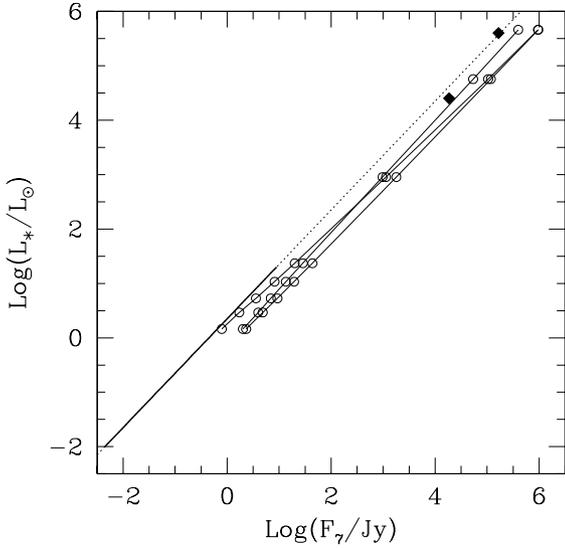
## 5. Discussion

### 5.1. Expected number of YSOs

Given the much greater sensitivity of ISOGAL with respect to IRAS it is interesting to compare the expected number of YSOs in the ISOGAL fields with the observed one in order to have an independent check on the validity of the adopted selection criteria.

Dealing with such a large range of luminosities, the first step is to find out the limiting distance at which a YSO can be detected with the ISOGAL sensitivity, as a function of its luminosity. For this it is important to know if the 7 and  $15 \mu\text{m}$  fluxes scale linearly with the YSO luminosity.

For two close-by star forming regions (RCrA and Chamaeleon scaled to the distance of RCrA, equal to 129 pc) Olofsson et al. (1999) find that the  $7 \mu\text{m}$  flux density of identified YSOs scales linearly with luminosity for the range of luminosities of their samples, i.e. for  $-2 < \text{Log}L/L_\odot < 1.5$ . The relation is:



**Fig. 10.** Luminosity versus  $7\ \mu\text{m}$  flux density (at 129 pc) relation for YSOs. The thick line gives the relation of Olofsson et al. (1999). The dotted line is the extrapolation to higher luminosities. The two filled diamonds correspond to the model calculations by Faison et al. (1998). The open circles connected by solid lines are our calculations using the DUSTY code (see text for details).

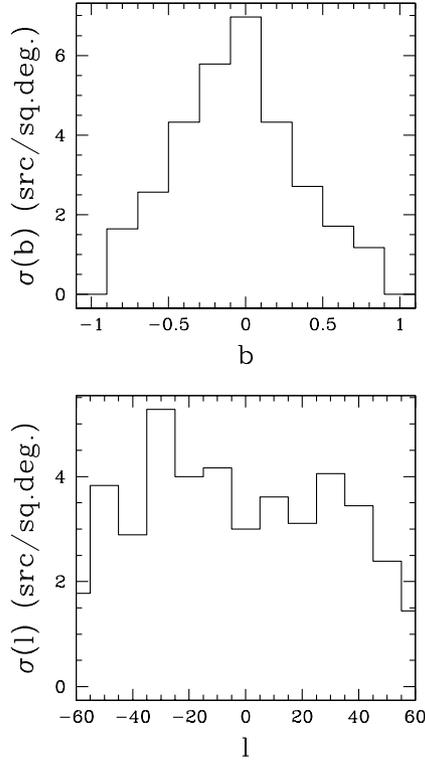
**Table 6.** Lower luminosity versus distance for YSOs detectable by ISOGAL at  $7\ \mu\text{m}$

distance/kpc	0.129	1.0	5.0	10.0	20.0	25.0
$\text{Log}(L/L_\odot)$	-1.49	0.29	1.69	2.29	2.89	3.08

$$\text{Log}L/L_\odot = \text{Log}F_7/Jy + 0.34 \quad (6)$$

In order to extrapolate this relation to higher luminosities, we checked it against the predictions of the models described in Sect. 2.4. In Fig. 10 we reported as a dotted line the extrapolation of relation 6, the thick line corresponds to the range of fluxes and luminosities used by Olofsson et al. (1999). The open circles connected by solid lines are the DUSTY model results (scaled to the appropriate integrated flux at 129 pc) for central stars: G0, F5, F0, A5, A0, B5, B0, and O6. The three lines correspond to three different values of the overall optical depth of the envelope ( $\tau_V=1, 10, \text{ and } 100$ ). The two filled diamonds represent two model results from Faison et al. (1998).

The fact that RCrA and Chamaleon star forming regions suffer little extinction makes the comparison between observed and model flux densities possible. Given our purpose of finding the approximate flux of a YSO for a given distance and luminosity, the agreement within 0.5 dex is adequate. In the following we shall assume that the logarithm of the  $7\ \mu\text{m}$  flux densities scale linearly with the logarithm of the luminosity according to Eq. 6 over the entire range of luminosities. In Table 6 we give the lower luminosity that a YSO must have in order to be detected at  $7\ \mu\text{m}$  as a function of its distance, obviously under the assumption of negligible line-of-sight extinction.



**Fig. 11.** Surface density of IRAS sources on the inner Galactic Plane, defined as  $|l| < 70^\circ$  and  $|b| < 0.9^\circ$ , satisfying the WC89 colour criteria. Upper panel: surface density as a function of galactic latitude; lower panel: surface density as a function of galactic longitude.

From Table 6 we see that YSOs associated with early type stars with luminosities greater than  $10^{2.5} L_\odot$  should be detectable throughout the Galaxy (for  $A_V = 0$ ), while YSOs associated with stars of lower luminosities can be observed only up to increasingly smaller distances.

WC89 find that there are 1708 IRAS sources in the Galactic Plane that satisfy the colours criteria of UC HII regions. They also state that IRAS should detect at  $12\ \mu\text{m}$  all O9.5 ZAMS stars and hotter anywhere in the Galaxy. They estimate that their sample is dominated by the high-luminosity stars, with some nearby lower luminosity ones. To make the statement more quantitative, we shall use as a representative mean luminosity of the stars of the WC89 sample  $\text{Log}(L/L_\odot) = 4.5$ . In Fig. 11 we show the surface density distribution of IRAS sources satisfying the WC89 colour criteria in the inner Galactic Plane, defined as:  $|l| < 70^\circ$  and  $|b| < 0.9^\circ$ . The latitude distribution clearly shows a strong concentration of sources toward the plane (see also WC89), while the longitude distribution is approximately flat for  $l < |45^\circ|$ , then falls in the outer Galaxy. We can see from Fig. 11 that for our fields at  $l=45^\circ$  and  $b < |0.9^\circ|$ , we can assume an average surface density of  $\sim 4$  sources per square degree (see also TFT).

The increased sensitivity of ISOGAL with respect to IRAS will not increase the number of detected high luminosity stars, since both can detect them throughout the Galaxy. Considering

that the area covered by all the 5 ISOGAL fields is 0.504 square degrees (without overlap) and that we detect 3 high luminosity YSOs, the density is  $\sim 6.0$  sources per square degree, slightly higher than what derived from IRAS. Given the small numbers, this difference is probably not significant, nevertheless, we note that the IRAS PSC is highly incomplete on the Galactic plane (see also White et al. 1991), in fact only one of our 3 high luminosity YSOs is classified as an IRAS-WC89 source (the one coincident with TFT source 34).

The comparison between expected and observed densities of sources becomes more difficult for the lower luminosity YSOs. In this case we need to know the luminosity function of YSOs. Comerón & Torra (1996) give the following luminosity function for UCHII regions with luminosities greater than  $10^4 L_{\odot}$ :

$$n(L)dL \propto L^{-1.9}dL \quad (7)$$

The integrated total number of sources will vary as  $L^{-0.9}$ . We do not know if the luminosity function can be extrapolated to lower luminosities. If it remains that steep, for luminosities two order of magnitude smaller than  $10^{4.5} L_{\odot}$ , where ISOGAL is still able to detect a YSO throughout the Galaxy, we should have a surface density of approximately 250 sources per square degree. The total number of low luminosity YSOs and cYSOs is 108, which gives an observed density of  $\sim 200$  per square degree, slightly lower than but well within the expected range. However, the interstellar extinction at large distances may be not negligible and will reduce the number of sources above the detection limit. Moreover, YSOs are well known to be preferentially concentrated within dense molecular clouds, and the ISOGAL field at  $l=45^{\circ}$  is in a region of low CO column density.

## 6. Conclusions

We used the 7 and  $15 \mu\text{m}$  observations of five ISOGAL fields centered at  $l \sim +45^{\circ}$  and  $b \sim 0^{\circ}$ , obtained during the ISOGAL program, to search for low flux density YSOs which could not be detected with IRAS.

In order to separate the small number of YSOs from the much larger population of Post-MS stars we used primarily the position of the sources in the  $[15] - [7] - [15]$  diagram, which involves only ISOGAL data and allows to select objects with MIR excess as possible YSOs using the survey data alone. The criteria adopted are based on the results obtained in nearby star forming regions and galactic fields observed with ISOCAM, as well as theoretical indications.

The ISOGAL results were compared with radio observations in order to identify high luminosity YSOs out of the larger population of lower luminosity YSOs.

There are 386 point-like sources detected in both filters that satisfy the confidence conditions  $[7] < 9.5$  and  $[15] < 8$ .

We found 3 high luminosity YSOs, 3 diffuse HII regions and 35 lower luminosity YSOs. The concentration is higher towards the Galactic Equator and regions of higher CO surface brightness.

We also found 73 sources detected only at  $15 \mu\text{m}$  which, according to the colour upper limit, can be classified as candi-

date YSOs. However, the numerous weakest cYSOs needs to be validated since residual artefacts, such as false replication sources due to remanence effects, are possible.

The validity of the adopted criteria for selecting YSOs out of the ISOGAL observations are confirmed by four independent results: 1) the sources classified as YSOs and candidate YSOs are often associated with diffuse nebulosities visible at  $15 \mu\text{m}$  and/or diffuse radio sources, which indicates abundance of diffuse gas and star forming activity, 2) all the bright YSOs have been found to be closely related to radio continuum emission, as expected, 3) one of the YSOs is associated with a water maser, and 4) the numbers of high luminosity and low luminosity YSOs that we found compare well with the expectations.

However, while the given list is a good starting point to search for low flux density YSOs in the Galactic Plane, it is clear that further broad band and spectroscopic observations are required to confirm present identifications.

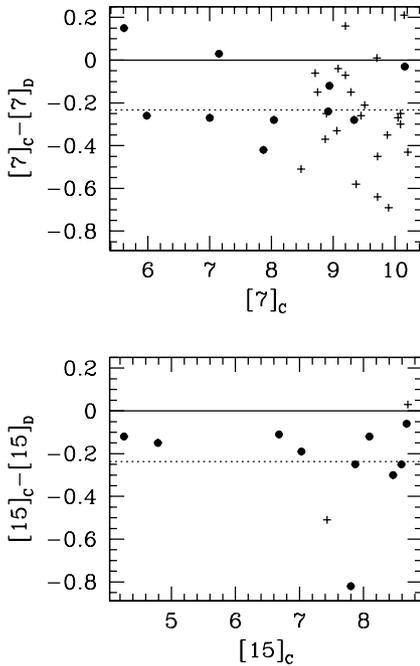
*Acknowledgements.* We thank C. Alard and S. Ganesh for their contribution to data processing, and G. Simon for the preparation of the observations.

## Appendix A: evaluation of errors of the ISOGAL observations in the C-D overlapping region

The LW2 and LW3 observations of fields C and D overlap in a  $\sim 0.01$  sq.deg. area and offer the possibility to compare the results of two independent sets of observations, as well as to evaluate the accuracy of the ISOGAL data. We will limit the discussion to the area common to the four observational datasets (C-7, C-15, D-7 and D-15). It is seen from Table 3 that it is a narrow strip,  $\sim 0.26^{\circ}$  long along the b axis and  $\sim 0.06^{\circ}$  wide along the l axis. Since the raster step along the l axis is  $90''$  ( $\sim$ half-frame), there is a large fraction of this strip which is in the  $90''$  ‘‘edge strip’’ of one of the observations and has thus been observed half as long than regular ISOGAL observations:  $\sim 80\%$  at  $15 \mu\text{m}$  and  $\sim 40\%$  at  $7 \mu\text{m}$ . Most of the ISOGAL data from the inner part of the rasters is expected to have a much higher quality. In the total overlap area there are 72 sources in the C catalog (65 in C-7 and 26 in C-15) and 41 sources in the D catalog (35 in D-7 and 16 in D-15).

There are 36 sources in the overlapping part of C and D fields that can be associated within  $6''$  (corresponding to 1 pixel in the original ISOCAM images). The two datasets show a mean positional offset of  $\leq 0.5''$  and a standard deviation of  $\sim 1.5''$ , which shows that the astrometry is consistent in the two independent datasets.

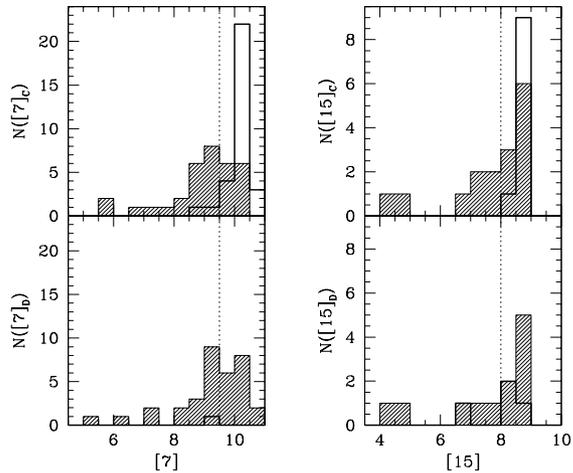
Of the 36 common sources, 33 are common to the C-7 and D-7 datasets, 10 of these are also common to the C-15 and D-15 datasets (i.e. are detected in all four independent observations), 3 of the 33 are detected in the C-15 but not in the D-15 observations, all of these have  $[15]_{\text{C}} \geq 8.2$ . Of the 3 remaining sources 1 is detected at C-15 and D-7 (with  $[7]_{\text{D}}=10.2$  and  $[15]_{\text{C}}=8.7$ ) and two are detected at C-15 and D-15 but not in C-7 or D-7. We can see that the four common sources observed at C-15 but not at D-15 are fainter than 8.2, similarly the only common source detected at D-7 but not at C-7 is very faint.



**Fig. A.1.** Difference between the observed magnitudes in the C-7 and D-7 observations (top panel) and the C-15 and D-15 (bottom panel) as a function of the C-7 and C-15 magnitudes, respectively. Sources detected in all four datasets are shown as filled circles. The dotted lines show the average difference.

In Fig. A.1, for the 33 sources common to the C-7 and D-7 and the 12 sources common to the C-15 and D-15 observations, we show the difference in the magnitudes measured in the C and D datasets as a function of the C magnitude. The 10 sources common to all four datasets are shown as filled circles. The dotted lines show the average magnitude difference, which is  $\sim -0.2$  in both cases (the D magnitudes appear fainter at both  $[7]$  and  $[15]$ ). The cause of this effect is still under investigation, it may be due to differences on the adopted point spread functions for the two fields. As expected the scatter in the magnitude difference gets larger for fainter sources.

In Fig. A.2 we show the magnitude distributions for sources in the common area of datasets C-7, C-15, D-7, and D-15. Shaded histograms correspond to sources common to the C and D datasets. The total numbers are 33 sources for C-7, 16 for C-15, 34 for D-7 and 12 for D-15. Open thick histograms are sources in the C-only or D-only datasets. The number of C-only sources is substantial, 36 in total (35 at C-7 and 10 at C-15), while only 1 out of the 35 D-7 sources and 4 of the 16 D-15 sources are not detected in the C datasets. As expected most of the C-only and D-only sources are at the faint end of the magnitudes distribution. The only exception is the D-15 source with  $[15]_D = 6.75$ . This source is not detected at D-7 either and is most probably a ghost from a bright source not removed by the data reduction process because at the edge of the ISOGAL raster, in a region where there is no overlap between frames. Since we use the “vision” treatment procedure to reject such sources, only



**Fig. A.2.** Magnitude distributions for the four datasets C-7, C-15, D-7 and D-15 in the overlapping region. Top panels: C-7 (left) and C-15 (right); bottom panels: D-7 (left) and D-15 (right). Shaded histograms correspond to common sources in the C and D datasets (36 total), thick open histograms correspond to C-only (36 total) or D-only (5 total) sources. The vertical dotted lines represent the adopted confidence limits in the two bands.

very few remain present in the catalog files, mainly near the edge of the images, where there is no overlap between several individual ISOCAM images. So they should not be statistically significant.

With the exception of this source, we see that most of the sources detected only at C or only at D are fainter than  $[7] = 9.5$  and  $[15] = 8.0$ .

We conclude from this comparison that, as in other fields, the confidence limits are  $[7] = 9.5$  and  $[15] = 8$ . Thus, we only consider sources brighter than these limits in the discussion. We also conclude that the photometric errors, especially in the edge zones, can reach 0.5 magnitude even for sources one magnitude brighter than the confidence limit, and can be up to 0.8 magnitude for faint sources.

## References

- André P., Ward-Thompson D., Barsony M., 1993, *ApJ* 406, 122
- Becker R.H., White R.L., Helfand D. J., Zoonematkermani S., 1994, *ApJS* 91, 347
- Berrilli F., Corciulo G., Ingrassio G., et al., 1992, *ApJ* 398, 254
- Blommaert J.A.D.L., 1998, ISOCAM Photometry Report, [http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl\\_lib/CAM\\_list.html](http://www.iso.vilspa.esa.es/users/expl_lib/CAM_list.html)
- Bontemps S., Nordh L., Olofsson G., et al., 1998, in: Yun J.L., Liseau r., (eds.), *Star Formation with the Infrared Space Observatory*, ASP Conference Series, Vol. 132, 1998, p. 141
- Churchwell E., 1991, in: Lada C.J., Kylafis N.D. (eds.), *The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution*, Kluwer Academic Publishers, p. 221
- Churchwell E., Wolfire M.G., Wood D.O.S., 1990, *ApJ* 354, 247
- Comerón F., Torra J., 1996, *A&A* 314, 776
- Condon J.J., Cotton W.D., Greisen E.W., et al., 1998, *ApJ* 115, 1693
- Dame T.M., Ungerechts H., Cohen R.S., et al., 1987, *ApJ* 322, 706
- Faison M., Churchwell E., Hofner P., et al., 1998, *ApJ*, 500, 280

- Felli M., Cesaroni R., Palla F., Testi L., 2000, in preparation
- Glass I.S., Ganesh S., Alard C., et al., 1999, MNRAS 308, 127
- Hillenbrand L.A., Strom S.E., Vrba F.J., Keene J., 1992, ApJ 397, 613  
1995, A&A 302, 249
- Ivezić Z., Elitzur M., 1997, MNRAS 287, 799
- Jiang B.W., Omont A., Ganesh S., Simon G., 2000, in preparation
- Lada C.J., 1999, The Origin of Stars and Planetary System, C.J. Lada and N.D. Kylafis, eds, Dordrecht: Kluwer Academic Press, in press
- Lada C.J., Wilking B.A., 1984, ApJ 287, 610
- Miroshnichenko A., Ivezić Z., Elitzur M., 1997, ApJ 475, L41
- Miroshnichenko A., Ivezić Z., Vinkovic D., Elitzur M., 1999, ApJ 520, L115
- Molinari S., Testi L., Brand J., Cesaroni R., Palla F., 1998, ApJ 505, L39
- Natta A., 1999, in: Casoli F., David F., Lequeux J. (eds.), Infrared space astronomy, to-day and to-morrow, EDP-Sciences, Springer-Verlag
- Nordh L., Olofsson G., Bontemps S., et al., 1998, in: Yun J.L., Liseau R. (eds.), Star Formation with the Infrared Space Observatory, ASP Conference Series, Vol. 132, 1998, p. 127
- Olofsson G., Abergel A., André Ph., et al., 1996, A&A 315, L185
- Olofsson G., Hultgren M., Kaas A.A., et al., 1999, A&A 350, 883
- Omont A., Ganesh S., Alard C., et al., 1999a, A&A 348, 755
- Omont A., & The ISO GAL Collaboration, 1999b, in: Bica M.C., Beichman C.A., Cutri R.M., Madore B.F. (eds.), Astrophysics with Infrared Surveys: A Prelude to SIRTF, ASP Conference Series Vol. 177.
- Omont A., & The Isogal Collaboration, 2000, Springer Lecture Notes of Physics Series, as part of the proceedings for "ISO Surveys of a Dusty Universe," a workshop held at Ringberg Castle, Germany, November 8–12, 1999
- Ortiz R., Blommaert J.A.D.L., Copet E., et al., 2000, submitted to A&A
- Péroullet M., Omont A., Simon G., et al., 1996, A&A 315, L165
- Pezzuto S., Strafella F., Lorenzetti D., 1997, ApJ 485, 290
- Reid M.J., Argon L., Masson C.R., Menten K.M., Moran J.M., 1995, ApJ 443, 238
- Rowan-Robinson M., 1980, ApJS 44, 403
- Schmidt-Kaler Th., 1981, in Landolt-Börnstein, Gruppe IV, Band 2, 1. Publ. Springer
- Schuller F., et al., 2000, in preparation
- Scoville N.Z., Kwan J., 1976, ApJ 206, 718
- Testi L., Felli M., Péroullet M., et al., 1997, A&A 318, L13.
- Testi L., Felli M., Taylor G.B., 1999, A&AS 138, 71
- White R.L., Becker R.H., Helfand, D.J., 1991, ApJ 371, 148
- Wood D.O.S., Churchwell E., 1989, ApJ 340, 265



## **Annexe J**

**Article “Young massive stars in the ISO GAL survey. II. The catalogue of bright YSO candidates”, M. Felli, L. Testi, F. Schuller, A. Omont, 2002, A&A 392, 971**

# Young massive stars in the ISOGAL survey<sup>★,★★,★★★</sup>

## II. The catalogue of bright YSO candidates

M. Felli<sup>1</sup>, L. Testi<sup>1</sup>, F. Schuller<sup>2</sup>, and A. Omont<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Osservatorio Astrofisico di Arcetri, INAF, Largo E. Fermi, 5, 50125 Firenze, Italy

<sup>2</sup> Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS, 98 bis Bd Arago, 75014 Paris, France

Received 20 December 2001 / Accepted 28 June 2002

**Abstract.** The 7 and 15  $\mu\text{m}$  observations of selected fields in the Galactic Plane obtained with ISOCAM during the ISOGAL program offer a unique possibility to search for previously unknown YSOs, undetected by IRAS because of lower sensitivity or confusion problems. In a previous paper (Felli et al. 2000) we established criteria of general validity to select YSOs from the much larger population of Post Main Sequence (Post-MS) stars present in the ISOGAL fields by comparing radio and IR observations of five fields located at  $l \sim +45^\circ$ . The selection was based primarily on the position of the point sources in the [15]–[7]–[15] diagram, which involves only ISOGAL data and allows to find possible YSOs using the survey data alone. In the present work we revise the adopted criteria by comparing radio-identified UC HII regions and ISOGAL observations over a much larger region. The main indications of the previous analysis are confirmed, but the criteria for selecting YSO candidates had to be revised to select only bright objects, in order to limit the contamination of the sample by Post-MS stars. The revised criteria ( $[15] \leq 4.5$ ,  $[7] - [15] \geq 1.8$ ) are then used to extract YSO candidates from the ISOGAL Point Source Catalogue in preparation. We select a total of 715 YSO candidates, corresponding to  $\sim 2\%$  of the sources with good detections at 7 and 15  $\mu\text{m}$ . The results are presented in a table form that provides an unique input list of small diameter,  $\leq 6''$ , Galactic YSO candidates. The global properties of the sample of YSO candidates are briefly discussed.

**Key words.** stars: formation – ISM: HII regions – Galaxy: structure – infrared: stars

### 1. Introduction

The first steps of star formation are the pre-stellar and proto-stellar phases, corresponding to the fragmentation and the gravitational collapse of a dense core in a molecular cloud, before a formed star appears. The IR spectrum of pre- and proto-stellar cloud cores originates from a very cool dust envelope, and they are observed in absorption against the diffuse background at 7 and 15  $\mu\text{m}$  (Molinari et al. 1998; Bacmann et al. 2000). Some of the infrared dark clouds detected by the ISOGAL and MSX surveys may indeed be the same type of objects (Pérault et al. 1996; Carey et al. 1998).

The next step is commonly referred to as Young Stellar Object (YSO), to indicate the phase when the formed star is

deeply embedded in a thick dusty envelope, or when it is hidden by an optically thick disk, remnants of the molecular cloud from which it was formed. This envelope or disk absorbs all the stellar radiation, making the YSO undetectable in the visible range, and re-emits in the IR, thus making it shine as a bright IR source.

YSOs may have widely different luminosities and masses, ranging from a fraction of a solar mass to 100 solar masses. The YSOs associated with the earliest spectral type stars (earlier than B3) can be searched both in the radio continuum, where the ionised gas of the Ultra Compact HII region (UC HII) produces free-free emission, and in the Middle and Far IR (MIR and FIR, respectively), where the dust emits. Very bright UC HII regions have been extensively studied (see e.g. Churchwell 1991 for a review) and models have been developed to explain the Spectral Energy Distribution (SED) and the spatial morphology of the emission at different wavelengths (Scoville & Kwan 1976; Rowan-Robinson 1980; Churchwell et al. 1990; Ivezić & Elitzur 1997; Faison et al. 1998; Miroshnichenko et al. 1999; Feldt et al. 1999).

YSOs associated with later spectral type stars (later than B3) can only be detected in the FIR (and sub-mm) thanks to dust emission, as the radio emission decreases sharply since the

---

Send offprint requests to: L. Testi, e-mail: lt@arcetri.astro.it

\* This is paper No. 11 in a refereed journal based on data from the ISOGAL project.

\*\* 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 UK) and with the participation of ISAS and NASA.

\*\*\* Table 3 is only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/392/971>.

star doesn't supply enough Lyman continuum photons. When the YSO becomes visible in the optical range, with a luminosity in the range  $\sim 10$  to  $10^3 L_{\odot}$ , it is called Herbig Ae/Be star. The IR excess comes from a disk, an envelope or a combination of the two (see e.g. Berrilli et al. 1992; Hillenbrand et al. 1992; Pezzuto et al. 1997). At lower luminosity (of the order of one  $L_{\odot}$ ) an evolutionary track is now well established, going from Class I objects, with considerable IR emission, to class II, when a T Tauri star becomes visible in the optical range but is still surrounded by a disk, and finally to class III when the stellar photosphere becomes visible (André et al. 1993; Lada & Wilking 1984; Lada 1987; Lada 1999 and Natta 1999 for recent review papers).

Finally, YSOs with masses in the brown dwarf range have now been detected in the MIR (Olofsson et al. 1999; Persi et al. 2000; Comerón et al. 2000). The IR properties of these objects are similar to those of more massive YSOs, suggesting that also in these cases the MIR emission is produced by a circumstellar disk (Natta & Testi 2001; Testi et al. 2002). Indeed, even though the spread of luminosities is very large, all these types of YSOs show rather similar SEDs in the IR range, because both the emission mechanism (re-radiation at lower temperature of the stellar emission absorbed by the dust) and the geometry of the dust components are similar. Thus the colours depend mainly on the overall optical depth in the dust but not on the stellar luminosity (Ivezić & Elitzur 1997). In particular, the systematic study of nearby star forming regions in the frame of the ISOCAM guaranteed time program (Nordh et al. 1996; Bontemps et al. 2001 and references therein) have shown that, especially for low mass YSOs, there is a clear cut between dusty YSOs of class I and II and the young stars without much dust (class III) at  $\text{Log}_{10}[S_{15}/S_7] = -0.2$ , i.e.  $[7]-[15] = 1.1$ .

The ISOCAM observations of the Galactic Plane carried out during the ISOGAL program offer an unique opportunity for an unbiased search of YSOs. However, their identification requires to be able to separate them from the much larger population of Post-MS stars in the Galactic Plane, which also have some IR excess due to dust in a circumstellar envelope produced by mass loss, but are in an entirely different evolutionary stage.

In a previous work (Felli et al. 2000, hereafter Paper II) a comparison between Very Large Array 3.6 and 6 cm radio continuum observations (Testi et al. 1999, hereafter Paper I) and ISOGAL observations of five Galactic fields at  $l \sim +45^{\circ}$ , in the two broad band filters *LW2* ( $5.5\text{--}8.5 \mu\text{m}$ ) and *LW3* ( $12\text{--}18 \mu\text{m}$ ) was used to establish general criteria that allow the identification of YSOs. These criteria were then used to extract the YSOs from the preliminary lists of ISOGAL sources in those fields.

In the present paper we extend the comparison between UC HII regions (or massive YSOs) identified in the radio continuum and ISOGAL observations to a much larger region of the Galactic Plane covered uniformly with the Very Large Array at 6 cm by the BWHZ survey (Becker et al. 1994). The much larger sample of radio-identified YSOs allows a better refinement of the identification criteria. In Sect. 6 the revised criteria are then used to extract the YSOs from the ISOGAL Point Source Catalogue (Omont et al. in preparation;

Schuller et al. in preparation). Finally, the galactic distribution and global properties of this sample are briefly discussed.

## 2. The ISOGAL catalogue

### 2.1. The ISOGAL data

The ISOGAL survey (Omont et al. in preparation) is a large set of Mid-IR images, which have been observed with the ISOCAM camera on board the European satellite ISO, using filters centred at  $7 \mu\text{m}$  (*LW2*, *LW5* and *LW6*) and  $15 \mu\text{m}$  (*LW3* and *LW9*), with a pixel scale of usually  $6''$  and sometimes  $3''$  field of view. The spatial resolution of the ISO satellite was  $\sim 3''$  at  $7 \mu\text{m}$  and  $\sim 6''$  at  $15 \mu\text{m}$ . In total, more than 15 square degrees of sky have been mapped, mostly in the Galactic disk, with galactic latitude in the  $\pm 1^{\circ}$  range. A few fields at high galactic latitude were also included in the survey. Since we don't expect many YSOs in these regions far from the Galactic Plane, they will be used in the present analysis mainly as checks of the results on identification of YSOs in the Galactic Plane.

A point spread function (PSF) fitting algorithm has been used to extract the sources from the images (see the ISOGAL Explanatory Supplement, Schuller et al. in preparation for details on the used procedures and on the quality checks that have been achieved). Crowding and blending effects can become significant and result in misleading photometry for relatively faint sources in fields with high source density, therefore strong photometric cuts have been applied to the initial catalogue of extracted sources, primarily based on the results of artificial stars simulations (see Schuller et al. in preparation). Then, a cross-identification between  $7 \mu\text{m}$  and  $15 \mu\text{m}$  positions has been done using a correlation radius of two pixels, to avoid missing identifications for slightly extended sources, as can be the case for strong YSOs, for which the  $7 \mu\text{m}$  and  $15 \mu\text{m}$  ISOGAL positions may refer to different peaks.

The internal consistency of the photometry is guaranteed by the use of a fixed PSF to extract all the sources with a given observational setup (filter and pixel size), and an absolute flux density calibration has then been performed by comparing the extracted fluxes with the predicted ones (M. Cohen, private communication) for four stars in the Hipparcos catalogue with known spectral types and luminosities, and by comparison between the ISOGAL and MSX (Price et al. 2001) magnitudes for a large number of point sources. As a result, the photometry should not be biased by more than 0.1 mag, except maybe 0.2 magnitude for the faintest sources in the catalogue, with a typical standard deviation of 0.15–0.2 mag, and the completeness level should remain above 50% down to the used limit magnitudes (see Sect. 2.4.3 and Schuller et al. in preparation for details). This limit ranges from magnitude 8.2 near the Galactic Centre to 10.1 in low-density fields at  $7 \mu\text{m}$ , and from 7.0 to 8.8 at  $15 \mu\text{m}$ . The corresponding limit flux densities, using the zero point fluxes as reported in Paper II, range from 6 mJy to 28 mJy at  $15 \mu\text{m}$ , and from 8 mJy to 35 mJy at  $7 \mu\text{m}$ , where the effects of crowding are more severe.

The total area covered by ISOGAL is divided into three types of fields: 1) fields of type A observed only at  $7 \mu\text{m}$ , 2) fields of type B observed only at  $15 \mu\text{m}$ , 3) fields of type C

observed at 7 and 15  $\mu\text{m}$ ; only in this case a non-detection in either band can be used as an upper limit, with the exception of extended sources as explained in Sect. 2.3. The area covered only at 7 (2.1 deg<sup>2</sup>) or only at 15  $\mu\text{m}$  (2.7 deg<sup>2</sup>) is non-negligible with respect to that covered at both wavelengths (10.7 deg<sup>2</sup>). In the A and B fields the [7]–[15] colour criterion cannot be used. Considering that only the reddest sources are good YSO candidates, we will retain only the C fields where the red and bright at 15  $\mu\text{m}$  sources might be YSOs in our analysis. The regions of the Galactic Plane covered by ISOGAL are located in a randomly sampled strip with latitude extension of about  $\pm 1^\circ$  and extending from  $l = -60^\circ$  to  $l = 140^\circ$ . The distribution in galactic coordinates of the observed fields of type C is shown in Fig. 1.

## 2.2. The DENIS data

The sources in the  $\delta \leq +2^\circ$  range have also been associated with the DENIS database (Epchtein et al. 1994) with a search radius roughly equal to one ISOCAM pixel. The DENIS source density has been limited by cuts based on the  $K_s$  magnitudes, in order to limit the fraction of spurious associations to a few percents. Most of the DENIS data come from special dedicated DENIS observations, for which the source extraction has been performed by the ISOGAL team at Observatoire de Paris (G. Simon, private communication), and the astrometry has been matched with the USNO-A2.0 catalogue, which has an accuracy of typically 0.25'' (Stone et al. 1999). As the internal astrometric accuracy of the DENIS catalogue is better than 0.5'' (Epchtein et al. 1999), the resulting uncertainty of the DENIS positions should be at most 0.7''. For the ISOGAL fields within the DENIS coverage, the mid-infrared astrometry has been tied to the more accurate near infrared survey. Nevertheless, the cross-identification between ISOGAL and DENIS sources has shown that the offset between the two databases can reach 10'', mainly due to the uncertainty in the position of the filter wheel in ISOCAM, so that the astrometric uncertainty in fields without DENIS counterpart (in galactic coordinates, this corresponds roughly to  $l \geq +35^\circ$ ) can reach this value. The associations with DENIS data may also be limited for the brightest sources, because of saturation problems, which occurs at  $K \approx 6$ . Such strong sources could not be properly extracted and included in the DENIS catalogue.

## 2.3. Intrinsic limitation of the ISOGAL-PSC

One basic limitation to the list of YSO candidates that we shall present comes from the ISOCAM observations themselves: in order to avoid saturation effects, the ISOGAL fields were designed to exclude strong IRAS sources. No IRAS source with  $F_{12\ \mu\text{m}} \geq 6\ \text{Jy}$  should be present in the ISOGAL fields observed with broad band filters *LW2* and *LW3* (however, such a condition has been relaxed in a few regions of star formation and in the vicinity of the Galactic Centre, observed with the narrower band filters: *LW5*, *LW6* and *LW9*). Consequently, the input lists will contain only sources with relatively low flux densities, not accessible by IRAS, namely from the  $\sim 10\ \text{mJy}$

limit of the ISOGAL data at 15  $\mu\text{m}$  to the upper limit quoted above, and only a few brighter sources (up to 35 Jy at 15  $\mu\text{m}$ ) in the ISOGAL fields which were observed with narrow filters.

Another intrinsic limitation of the PSC is that by definition it contains only point sources and sources with small extension, while YSOs might also be significantly extended, as it will be discussed in Sects. 4.2 and 4.3 from the inspection of ISOGAL images of radio identified YSOs. This may introduce an error on the 7 and 15  $\mu\text{m}$  flux densities of extended YSOs, and aperture photometry on slightly extended sources has shown that the PSF extracted magnitude can be underestimated by about one magnitude. Moreover, sources that cannot be properly modelled with an unresolved component (i.e. extended sources) are rejected by the source extraction algorithm and don't appear in the PSC.

## 2.4. Differences in the ISOGAL data used in Paper II

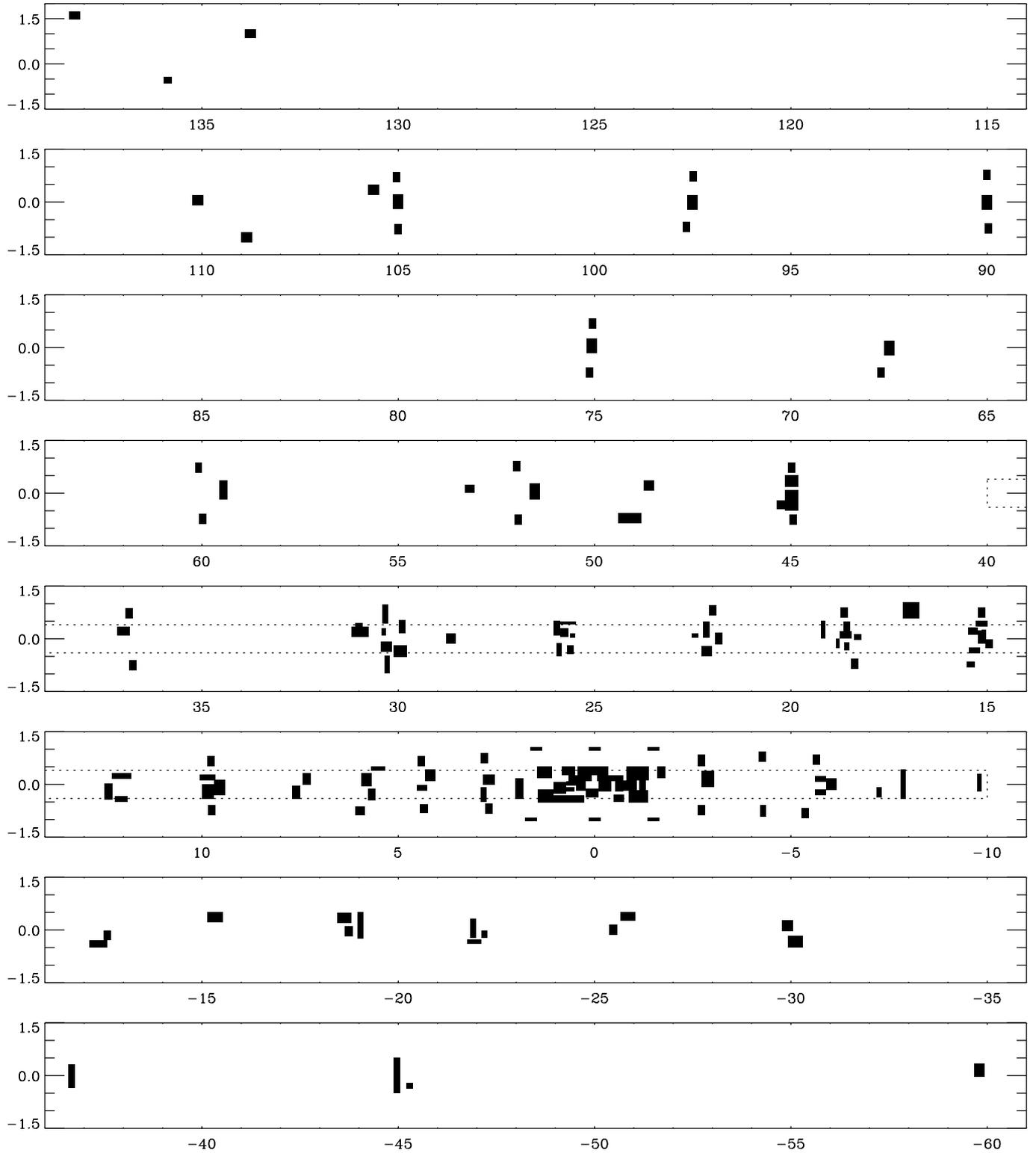
In this section we want to stress the main differences in the ISOGAL PSC with respect to the preliminary version that we used in Paper II. Two main improvements have been achieved, concerning the photometric calibration and the reliability of the sources, which is related to the applied photometric and geometric cuts.

### 2.4.1. Photometric calibration

A careful analysis of the biases in the extracted fluxes, mainly due to a non complete stabilisation of the signal because of short integration times, and to an incomplete recovery of the flux density inherent to PSF fitting procedures, as well as an absolute calibration with standard stars and with other MIR surveys resulted in a correction of all extracted magnitudes by a constant  $-0.45\ \text{mag}$  offset (see Schuller et al. in preparation). This means that the colour criterion that we derived in Paper II is still relevant, but the magnitudes from the present ISOGAL PSC are 0.45 mag brighter than in the preliminary version. As we also decided to limit our analysis to bright YSO candidates, in order to reduce the contamination of our sample by evolved stars, we will derive new criteria based on the [7]–[15] colour and on the 15  $\mu\text{m}$  magnitude, the latter one being not directly comparable with the results of Paper II.

### 2.4.2. Geometric cuts

The ISO observed rasters have saw-tooth shaped edges due to the different orientations of the raster (along the galactic axis) and of the individual ISOCAM images (aligned with the satellite axis, which match the equatorial referential). Additionally, the 7 and 15  $\mu\text{m}$  observations of a given field do not perfectly match. Moreover, the source extraction procedure cannot work properly for a source too close to the edge of the image, because it needs a frame of pixels at least as large as the PSF representation. Therefore, conservative limits have been derived for each field, given the constraints that the retained area must be completely observed and at least at 2 pixels from the edges at both wavelengths, and should be rectangular regions aligned along



**Fig. 1.** Galactic map of the ISOGAL FC fields. The graduations along the axis are galactic coordinates, in degrees. The overlaid dotted line shows the formal limits of the BWHZ survey.

the galactic coordinates. The public version of the ISOGAL PSC contains all the sources inside and outside these limits, but as the colour criterion cannot be trustfully applied in the

outside region, we will limit our analysis to the formal field limits.

### 2.4.3. Photometric cuts

The other drastic difference in the ISOGAL PSC comes from the results of artificial source simulations (details can be read in Schuller et al. in preparation) whose purpose was to limit the published catalogue to reliable sources (this means, to discard spurious sources and sources with too much biased photometry) and to provide a catalogue about 50% complete down to its faint end. The net result is that about 25% of the extracted sources have been discarded from the catalogues before the cross identification between 7 and 15  $\mu\text{m}$  took place, this fraction being highly dependent on the source density in the field and ranging between zero and almost 50%.

## 3. The BWHZ sample and its FIR properties

### 3.1. The 6 cm BWHZ Galactic Plane radio survey

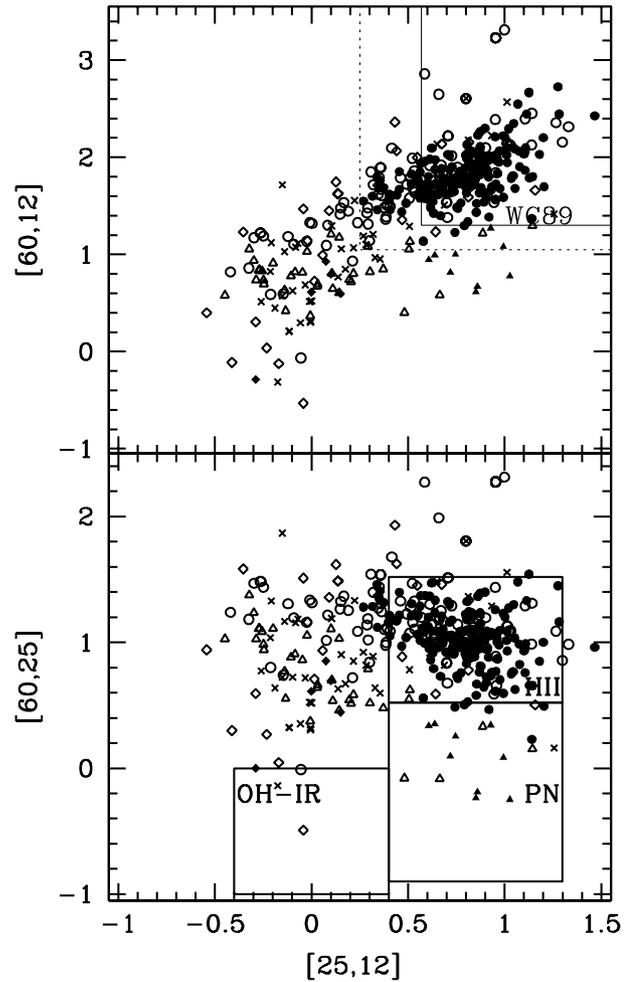
BWHZ observed the inner Galaxy ( $|b| < 0.4^\circ$ ,  $l = 350^\circ\text{--}40^\circ$ ) at 5 GHz with the VLA down to a limiting sensitivity of 2.5 mJy and with an angular resolution of  $\sim 4''$ . Extended structures (greater than  $100''$ ) were filtered out by the instrument and reduction procedure. The same region had also been observed at 1.4 GHz by Zoonematkermani et al. (1990), Becker et al. (1990), White et al. (1991) and Helfand et al. (1992) with a maximum angular resolution of  $5''$ .

The 5 GHz survey resulted in a catalogue of 1272 small diameter discrete sources of which  $\sim 450$  were tentatively classified as UC HII regions using different classification criteria.

The largest and most reliable number of identifications are 291 radio sources matching 246 IRAS sources with UC HII regions colours (Wood & Churchwell 1989, hereafter WC89) plus 17 radio-IR matches with similar colours, slightly outside the formal survey boundaries, for a total of 308 small diameter radio sources (and 263 IRAS sources). The strict WC89 colour-colour criteria were used for “secure” identification ( $\text{Log}_{10}(F_{60\ \mu\text{m}}/F_{12\ \mu\text{m}}) \geq 1.3$  and  $\text{Log}_{10}(F_{25\ \mu\text{m}}/F_{12\ \mu\text{m}}) \geq 0.57$ ) and slightly larger criteria for “candidate” HII regions ( $\text{Log}_{10}(F_{60\ \mu\text{m}}/F_{12\ \mu\text{m}}) \geq 1.05$  and  $\text{Log}_{10}(F_{25\ \mu\text{m}}/F_{12\ \mu\text{m}}) \geq 0.25$ ). Also sources that satisfy the WC89 colour-colour criteria as well as that for planetary nebulae but have  $F_{60\ \mu\text{m}} \geq 60$  Jy (or  $F_{60\ \mu\text{m}} \geq 100$  Jy using the “candidate” criteria) were classified as UC HII regions. The situation is summarised in Fig. 2 where the  $[25\text{--}12]\text{--}[60\text{--}12]$  and  $[25\text{--}12]\text{--}[60\text{--}25]$  colours of the 263 IRAS sources with one or more radio components are reported.

Most of the 263 IRAS sources (74%) are in the WC89 box, a consistent fraction (18%) in the “candidate” region and a minor fraction (8%) outside. In this last case all sources have at least an upper limit in one IRAS band. However, we note that only 159 IRAS sources of the BWHZ sample fully satisfy the WC89 criteria, i.e. no upper limits at 25 and 60  $\mu\text{m}$  and colours within the WC89 box.

The fact that more than one compact radio component is associated with a single IRAS source is not a new finding. HII regions are usually very structured and often have several small diameter components all clustered in an area of few tens of arcsec, i.e. well within the resolution of the IRAS beam. In some cases they are indeed independent HII regions and in



**Fig. 2.**  $[60, 12]$  vs.  $[25, 12]$  (top) and  $[60, 25]$  vs.  $[25, 12]$  (bottom) FIR colour-colour diagrams of all the IRAS sources associated with radio sources in BWHZ. Circles represent sources classified as UC HII or candidate UC HII, triangles PNe or candidate PNe, diamonds are unclassified or ambiguous sources, crosses are low-probability association sources (see BWHZ for association and classification criteria); filled symbols are sources with good fluxes in all three IRAS bands, open symbols have upper limits in at least one band. In both diagrams:  $[\lambda_i, \lambda_j] = \text{Log}_{10}(F_{\lambda_i}/F_{\lambda_j})$ . In the top diagram, the full line box defines the boundaries of UC HII regions proposed by WC89, the dotted box defines the relaxed colour criteria used to classify candidate UC HII (see text). In the bottom diagram the three labelled boxes define the regions of the colour-colour plane occupied by OH-IR stars, Planetary Nebulae and HII regions (Eder et al. 1988; Pottasch et al. 1988).

VLA radio surveys of HII regions (Wood & Churchwell 1989 and Kurtz et al. 1994) the percentage of irregular or multiple-peaked sources is  $\sim 18\%$ , in very good agreement with the present situation:  $(308-263)/263 = 17\%$ .

Two other criteria are used by BWHZ to reach the  $\sim 450$  putable HII regions: the radio spectral index and the galactic latitude distribution. There are 84 sources which were observed both at 5 and 1.4 GHz and which have a thermal spectral index but do not have an IRAS counterpart (out of 220 detected at both wavelengths and with a thermal spectral index). Their galactic latitude distribution peaks toward the Galactic Plane and further supports their Galactic nature.

**Table 1.** Mean FIR to 5 GHz flux ratios.

$\lambda/\mu\text{m}$	$\langle \text{Log} F_{\text{FIR}} - \text{Log} F_{5 \text{ GHz}} \rangle$	$\sigma$
12	1.86	0.52
25	2.62	0.53
60	3.70	0.51
100	4.05	0.57

Finally, the galactic latitude distribution of all the remaining unidentified radio sources (i.e. without an IRAS counterpart or with no spectral index information) still shows a clear excess toward the Galactic Plane and cannot be background extragalactic sources. This leads to an estimated  $\sim 90$  additional thermal Galactic sources, which however cannot be identified individually with only the BWHZ observations.

### 3.2. Relation $F_{\text{radio}}-F_{\text{FIR}}$

In the present section we examine the expected relation between radio and MIR flux densities for UC HII regions, both from observations and theory. This relationship will be needed in the following as an additional tool to discriminate between late type stars and YSO candidates in the ISOGAL PSC. For this purpose we shall use the 263 IRAS sources in the BWHZ list of UC HII regions. When more than one radio component is associated with the same IRAS source, we simply added up the radio flux densities.

Figure 3 shows  $F_{5 \text{ GHz}}$  versus  $F_{\text{FIR}}$  for the 263 IRAS selected UC HII regions of the BWHZ sample. The spread of the points is very large and comes from the fact that we are mixing stars of different spectral types, but a general correlation between the two fluxes can be noted. In two plots, the  $12 \mu\text{m}$  and  $100 \mu\text{m}$ , a clear deviation from a linear correlation can also be noted. In Table 1 we give the mean value at each IRAS band of the FIR over the radio emission (both in Jy), which shows a very rapid increase with wavelength up to a maximum at  $100 \mu\text{m}$  (more than four orders of magnitude). The linear interpolation at  $15 \mu\text{m}$  indicates that  $F_{15 \mu\text{m}}$  is about two orders of magnitude greater than  $F_{5 \text{ GHz}}$ . A similar value was derived by Churchwell et al. 1990 from a model fit of the SED of G5.89-0.39, a dust cocoon surrounding an O6 ZAMS star. While this flux ratio is amply compensated by the lower sensitivity of IRAS with respect to radio surveys, with ISO, which has a sensitivity comparable to that of radio surveys, we should be able to observe many YSOs which are undetected in the radio.

The radio emission from a spherical, homogeneous, optically thin HII region is proportional to the stellar ionising photon flux  $N_L$ . At 5 GHz, assuming an electron temperature of  $10^4 \text{ K}$ , we have:

$$F_{5 \text{ GHz}}/\text{Jy} = 1.1285 \times 10^{-47} N_L \xi [D/\text{kpc}]^{-2}$$

where  $\xi$  is the fraction of  $N_L$  that goes into ionization of the gas (in an ionization bounded dusty HII region  $(1 - \xi)N_L$  photons are absorbed by dust), and  $D$  is the distance. According to WC89,  $\xi$  is, on the average, very small, about 16% for a

**Table 2.** Mean value of  $L/F_{\text{FIR}}D^2$ .

$\lambda/\mu\text{m}$	$\langle L/(F_{\text{FIR}}D^2) \rangle / L_{\odot} \text{ Jy}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$	$\sigma$
12	332.2	444.0
25	32.47	22.86
60	3.339	0.439
100	1.691	0.368

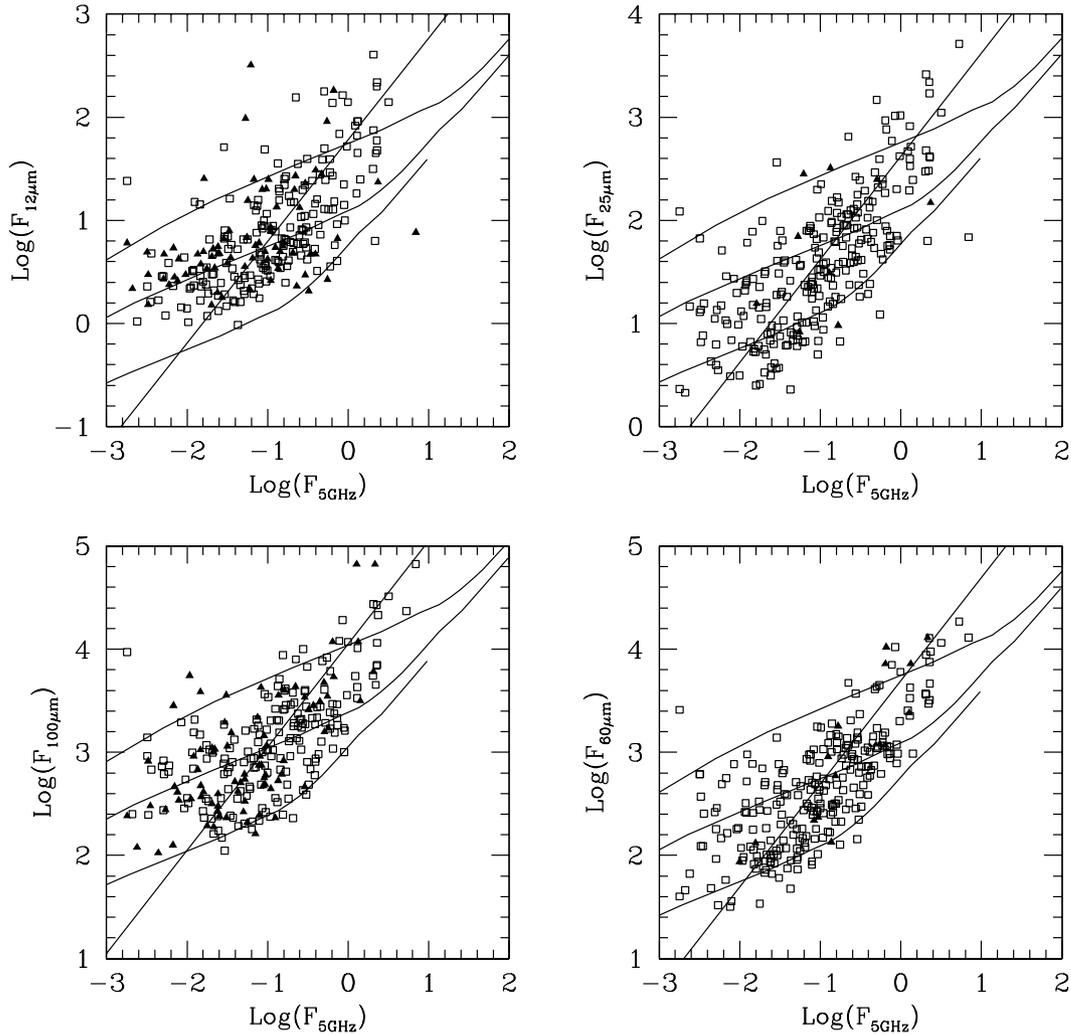
sub-sample of 19 sources for which  $\xi$  was estimated. Such a small value of  $\xi$  is explained by WC89 as an evolutionary effect, i.e. the sample selects preferentially young HII regions ionised by stars with very early spectral type. In fact, dust absorption in the Lyman continuum increases with electron density (hence with youth of the region) and is stronger for earlier spectral type stars (see e.g. Fig. 2 of Felli 1979). However, a more simple alternative solution for such small values of  $\xi$  could be the result of missing radio flux density, i.e. that of extended envelopes surrounding the more compact structures, which are filtered out in the interferometric observations. This is probably the most plausible explanation, as also pointed out by Kim & Koo (2001) from a comparison of radio flux densities of UC HII regions obtained with high and low resolution. For our purposes we shall use  $\xi = 1$ .

The FIR emission is proportional to the total stellar luminosity  $L$ . In order to derive the constant of proportionality between  $F_{\text{FIR}}$  and  $L$  we use the mean value of the ratio  $L/(F_{\text{FIR}}D^2)$  for the sources of the WC89 sample that do not have upper limits in the IRAS bands. The values of  $\langle L/(F_{\text{FIR}}D^2) \rangle$  in the four IRAS bands are given in Table 2. At  $10 \mu\text{m}$  Walsh et al. (2001) from 5 UC HII regions find  $\langle L/(F_{\text{FIR}}D^2) \rangle = 2080 L_{\odot} \text{ Jy}^{-1}$  for  $D = 1 \text{ kpc}$ , with a rather large uncertainty. A linear fit to all these values gives  $\langle L/(F_{\text{FIR}}D^2) \rangle \sim 300 L_{\odot} \text{ Jy}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$  at  $15 \mu\text{m}$ .

The expected values of  $F_{5 \text{ GHz}}$  and  $F_{\text{FIR}}$  for UC HII regions ionised by single stars of different spectral type can be derived from the tabulation of Panagia (1973) which gives  $N_L$  and  $L$  for stars of early spectral type (from O4 to B3); ZAMS values were used. Ionization of the UC HII region by a stellar cluster rather than by a single star have also been considered (Walsh et al. 2001) and the relationships between  $F_{5 \text{ GHz}}$  and  $F_{\text{FIR}}$  are slightly different.

In Fig. 3 we show for the four IRAS bands the expected relation between the 5 GHz flux density and the FIR flux for single stars, overlaid on the observed points for the BWHZ sample. The match with the observations is satisfactory. The three curves are for  $\text{Log}(D^2/\text{kpc}^2) = 0, 1$  and  $2$  from top to bottom. The lower curve ( $10 \text{ kpc}$ ) delimits well the lower distribution of points, an effect due to a combination of the edge of our galaxy and the sensitivity limits of radio observations. In the single-star approximation, points above the upper curve should be closer than  $1 \text{ kpc}$ .

It is clear from this figure that the observed spread of points and the shape of the correlation are due to a combination of different distances, which moves the points along the bottom-left top-right diagonal, and of the presence of stars of different spectral type and luminosity, which moves the points along the drawn lines. These lines become steeper and closer to the



**Fig. 3.**  $F_{5\text{ GHz}}$  versus  $F_{\text{FIR}}$  (both in Jy) for the BWHZ sources associated with an IRAS selected UC HII. The expected relation between  $F_{5\text{ GHz}}$  and  $F_{\text{FIR}}$  for  $\text{Log}(D^2/\text{kpc}^2) = 0$  (upper), 1 (middle) and 2 (lower) are overlaid, the linear relations of Table 1 are also shown. Open squares represent good IRAS detections, filled triangles sources with an upper limit.

diagonal, and hence the two effect are indistinguishable for very early spectral types (earlier than O7).

#### 4. ISOGAL counterparts to BWHZ sources

In this section we will use the comparison of the ISOGAL-PSC data with the radio continuum 5 GHz survey of BWHZ to check the criteria developed in Papers I and II to separate in the ISOGAL-PSC the YSOs from the much larger population of Post-MS stars. The comparison with the radio survey will allow to refine the criteria to select relatively luminous YSOs, those capable to ionise the surrounding material, and to produce a detectable radio continuum flux.

The design of the Galactic Plane coverage in the BWHZ and ISOGAL surveys were bound to very different instrumental and scientific constraints. The radio survey was aimed at the complete, and uniform coverage of a large longitude and narrow latitude range of the portion of the inner Galactic Plane visible from the Very Large Array, with the aim of detecting a complete sample of young massive stars, through the

radio continuum emission of the surrounding ionised gas. As a byproduct, a significant number of planetary nebulae, supernova remnant and a minor fraction of radio stars and background radio sources were detected. The ISOGAL survey was mainly designed to study the galactic distribution and properties of late type, Post-MS stars, exploring a large longitude range, but with non-continuous, non-uniform and uneven sampling of the plane. Additionally, saturation limits of the ISO detectors forced to systematically avoid bright MIR sources (see Sect. 2.3). The different area coverage of the two surveys is exemplified in Fig. 1. A comparison of the two samples should check that no bias is introduced by the different sampling, except for the obvious note that bright sources will be absent from the ISOGAL dataset.

##### 4.1. BWHZ sources within ISOGAL fields

Of the 1272 sources in the BWHZ sample 138 fall within the boundaries of the ISOGAL fields considered in this paper (see Sect. 2). Most of these radio sources are unclassified, except

for 3 supernova remnants (SNR) or candidate SNR, 34 sources with a high probability of being associated with IRAS sources, and 4 additional lower probability IRAS associations (BWHZ). Most (29) of the sources associated with IRAS sources are classified as UC HII or candidates UC HII by BWHZ, one is a planetary nebula (PN) and only 4 could not be classified. Among the radio sources not associated with IRAS counterparts (hence unclassified), the majority is expected to be UC HII without far infrared counterpart due to the incompleteness of the IRAS-PSC in the Galactic Plane (BWHZ). Following the discussion of BWHZ and the survey of Fomalont et al. (1991) at the sensitivity limits of the radio survey we expect a contamination of background extragalactic radio sources of  $\sim 23\%$ , and 1–2% of unclassified non-UC HII Galactic objects (radio stars, pulsars, planetary nebulae, etc.). Thus, among the 138 radio sources within ISOGAL fields,  $\sim 35$  of the 100 that are unclassified are not expected to be YSOs (UC HII regions).

In Fig. 4 we show the IRAS colour-colour plots of the IRAS sources associated to BWHZ sources and within the ISOGAL fields. Here we just point out that it appears an unbiased random subsample of the total shown in Fig. 2. The numbers of sources in the various classes are not significantly different from what expected by scaling the original sample to the area in common between the two surveys.

#### 4.2. Comparison of BWHZ sources with the ISOGAL PSC

In order to identify possible mid-infrared counterparts of the BWHZ sources, we decided to use the criterion of positional coincidence. Given the large number densities of ISOGAL sources, especially in the inner regions of the Galaxy, the result of this correlation and the reliability of the radio-ISOGAL source association, or, alternatively, the number of spurious associations is expected to be a strong function of the tolerance in the positional coincidence. The approach we decided to follow is to define a tolerance, or searching radius, based on the characteristics of the radio sources we are interested in, UC HII and candidates, which also constitute the vast majority of the radio sample. Formal positional uncertainties in the radio and ISOGAL source lists are rather small, generally less than  $2''$ , however, source physical properties, rather than positional uncertainties need to be used to set the association criteria. UC HII regions in the 5 GHz sample are generally extended (see BWHZ), with typical sizes up to  $15''$ . Moreover, the radio continuum and MIR observations of UC HII regions are not expected to trace exactly the same material, the latter being sensitive to the YSOs circumstellar dust as opposed to the ionised gas of the former. The comparison of near infrared and radio continuum studies of compact HII regions has shown that at the resolution of a few arcsec the radio continuum and infrared peaks may be separated by several arcseconds (Testi et al. 1995, 1998; Watson et al. 1997; Feldt et al. 1998; Walsh et al. 1999, 2001). For these reasons we decided to use a rather large association distance ( $15''$ ) and to check the reliability of the associations by comparing the properties

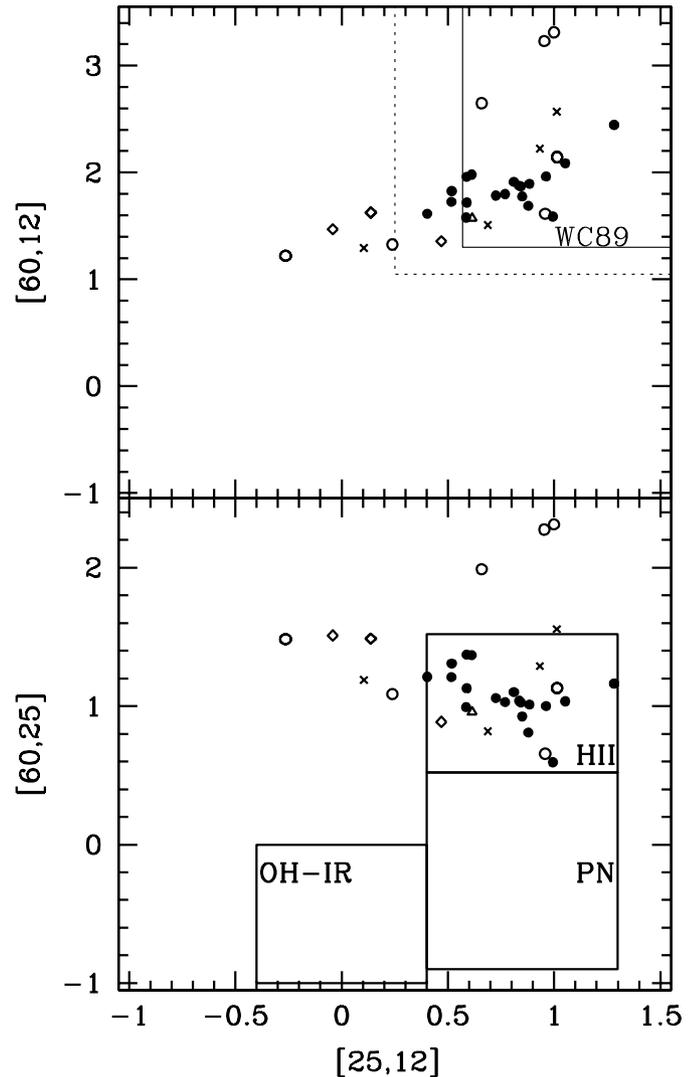
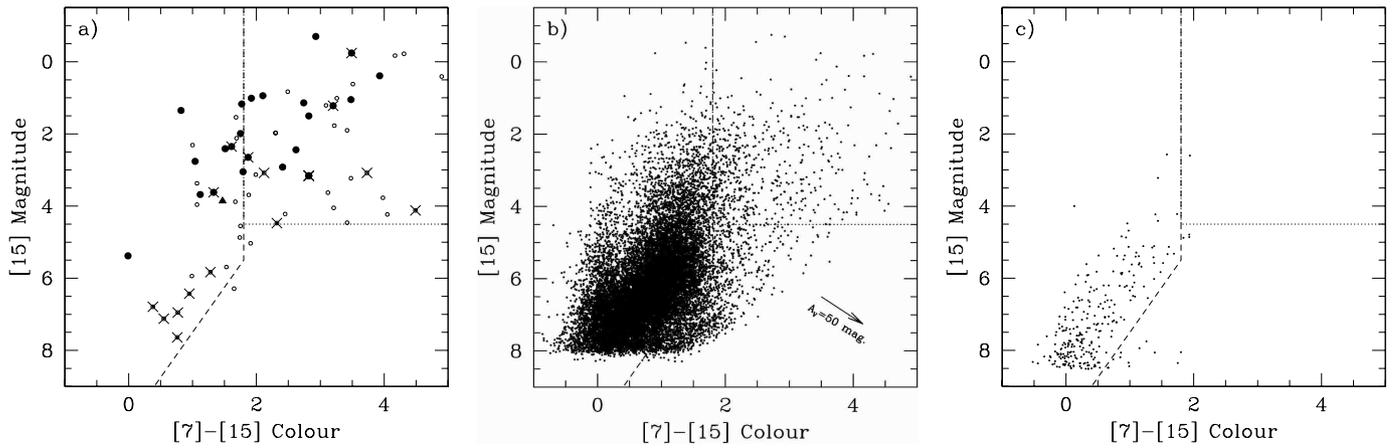


Fig. 4. Same as Fig. 2, but for the sources within the ISOGAL fields.

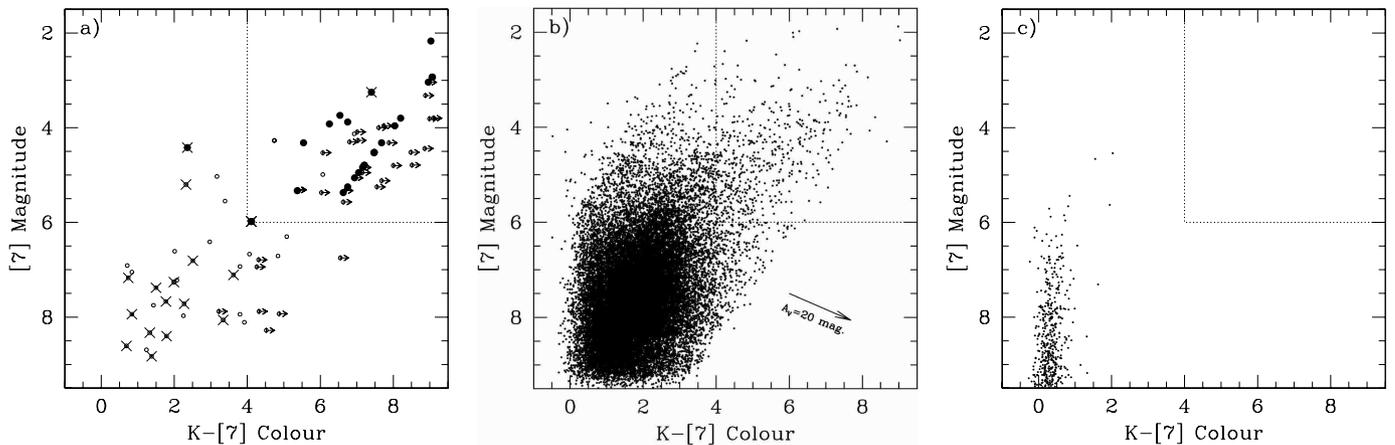
of the real BWHZ/ISOGAL-PSC matches with the results of extensive random simulations.

The details of the random samples realizations and analysis are discussed in Appendix A. The main results of this analysis are that, with the association radius we adopted, we could expect a fraction of false associations that can be up to  $\sim 50\%$ . This probability, however is a strong function of not only the association distance, but also of the mid-infrared brightness and colour of the associated sources. In practice the vast majority of the “real” radio sources are found to be associated with sources that have mid-infrared properties clearly different from those of ISOGAL sources associated to the random samples. More quantitatively, only a relatively small fraction ( $\sim 19\%$ ) of the ISOGAL sources that we have associated with BWHZ sources do not meet at least one of the high reliability criteria discussed in Appendix A.

Of the 138 BWHZ sources within ISOGAL fields 96 can be associated with ISOGAL-PSC sources within the adopted association distance. Of the classified radio sources 26 out of the 29 UC HII regions (or candidate) and the only PN in the sample are associated with an ISOGAL source.



**Fig. 5.** **a)** ISOGAL ( $[7]-[15]$ ,  $[15]$ ) colour-magnitude diagram for the sources associated with BWHZ radio sources and with good detections at both  $7\ \mu\text{m}$  and  $15\ \mu\text{m}$ . Small open circles refer to unclassified radio sources, either non associated with IRAS sources, with low association probability or with ambiguous IRAS colours/fluxes (see BWHZ); filled circles represent UC HII or candidate UC HII; the triangle marks the only PN in the sample. Sources with association distance greater than 8 arcsec are marked with a cross. **b)** ( $[7]-[15]$ ,  $[15]$ ) colour-magnitude diagram for all the ISOGAL sources within the BWHZ survey region. **c)** ( $[7]-[15]$ ,  $[15]$ ) colour-magnitude diagram for a compilation of ISOGAL fields at high galactic latitude: all fields with  $|b| \geq 3^\circ$ , except those in the Magellanic Clouds. In all diagrams the dashed line shows the criteria used to derive YSO candidates in Paper II, the dotted horizontal line shows the more conservative limit on  $[15]$  adopted in this paper (see Sect. 5). The extinction vector for  $A_V = 50\ \text{mag}$  is shown in panel **b)** (assuming the extinction law provided by Jiang et al., private communication).



**Fig. 6.** **a)** DENIS-ISOGAL ( $K-[7]$ ,  $[7]$ ) colour-magnitude diagram for the sources associated with BWHZ radio sources and with good detections at both  $K$ -band and  $7\ \mu\text{m}$ ; sources within fields observed by DENIS with good  $[7]$  detection but no  $K$ -band detection are marked with a right arrow, their position has been computed using the DENIS limiting magnitude for association with ISOGAL (as defined in Omont et al. in preparation and Schuller et al. in preparation). Symbols have the same meaning as in Fig. 5a, the triangle is missing because the radio source classified as PN does not have a DENIS counterpart. **b)** colour-magnitude diagram for all the ISOGAL sources within the BWHZ survey region. **c)** colour-magnitude diagram for a compilation of ISOGAL fields at high galactic latitude: all fields with  $|b| \geq 3^\circ$ , except those on the Magellanic Clouds. The extinction vector for  $A_V = 20\ \text{mag}$  is shown in panel **b)** (assuming extinction laws from Rieke & Lebofski 1985 and Jiang et al., private communication).

None of the radio sources classified as SNR is found to be associated with an ISOGAL point source. In Fig. 5a we show the ISOGAL ( $[7]-[15]$ ,  $[15]$ ) colour magnitude diagram for the ISOGAL sources with good detection in both filters (65 of 96 sources). Filled circles represent UC HII or candidate UC HII; the triangle marks the only PN in the sample; small open circles are unclassified radio sources, either non associated with IRAS sources, low probability associations or with ambiguous FIR fluxes and colours (see BWHZ). Sources with association distance greater than  $8''$  are marked with a cross. We note that the filled source in the lower-left of Fig. 5a has

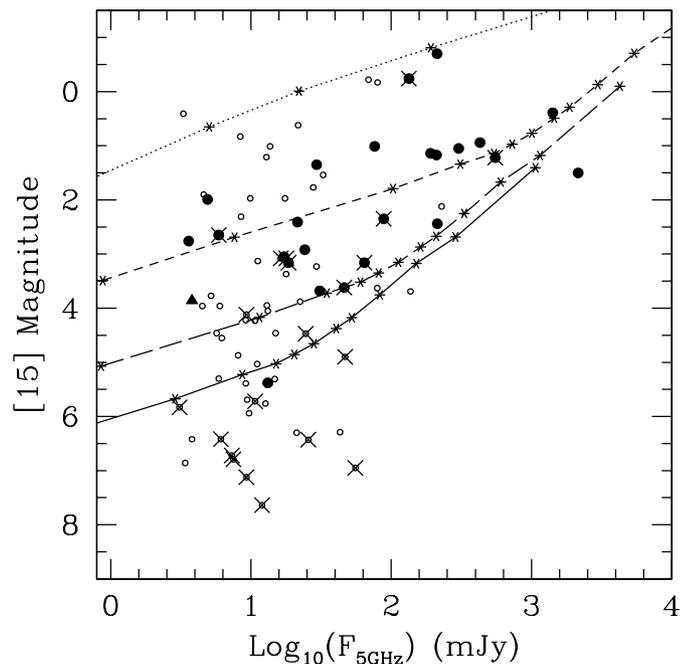
also IRAS colours well outside the WC89 box, its classification as candidate UC HII (BWHZ) is rather dubious.

In Figs. 5b and 5c we also show the colour-magnitude diagram of all the ISOGAL sources within the BWHZ survey region and of all ISOGAL sources with  $|b| \geq 3^\circ$  (excluding those in the Magellanic Cloud). The high latitude fields were chosen because we do not expect that they contain a significant number of young stellar objects (if any at all). In the figure we also show the lines defining the criteria devised in Paper II to select YSO candidates (dashed lines) as well as the revised criteria that we will adopt in this paper (see Sect. 5).

With respect to Paper II, an important additional constraint that is available with the public version of the ISOGAL catalogue is the near infrared photometry from the DENIS survey (Epchtein et al. 1994), for all ISOGAL fields in the southern hemisphere (see Sect. 2.2). In Fig. 6a we show the ( $K$ –[7], [7]) colour-magnitude diagram for all the ISOGAL sources with good detections at  $K$  and [7], and associated with BWHZ sources. The symbols have the same meaning as in Fig. 5a, the PN does not have a DENIS counterpart, even if it is within the fields with DENIS data, so the triangle is missing from the figure. Sources with upper limit at  $K$  (including the PN) are shown with arrows. In Figs. 6b and c we show similar diagrams for all the ISOGAL sources within the BWHZ survey area and all the high latitude ISOGAL fields (excluding the Magellanic Cloud).

As shown by the comparison between Fig. 5a and Figs. 5b, c, the radio selected UC HII fall preferentially in the top-right part of the ([7]–[15], [15]) plane and form a subsample of ISOGAL sources with distinctly different colour-magnitude properties with respect to the much larger population of Post-MS stars, which are overwhelmingly concentrated in the lower-left region of the plane. As a countercheck, in the high latitude fields (Fig. 5c), where no UC HII are expected, almost all ISOGAL sources are located in the lower-left part of the plot. Sources marked with crosses in Fig. 5a, which, as discussed in the Appendix, have a lower probability of being true radio-ISOGAL associations, populate uniformly the colour-magnitude diagram, supporting the hypothesis that a good fraction of these sources are not UC HII. Similar conclusions can be drawn from a comparison between Fig. 6a and Figs. 6b and 6c. Also in the ( $K$ –[7], [7]) colour-magnitude plot, the well identified UC HII populate a distinct part of the plot with respect to most of the ISOGAL sources.

As an additional check on the reliability of the UC HII region nature of the ISOGAL sources associated with BWHZ sources, we can check whether the [15] mag are consistent with those predicted for UC HII of a given radio flux. In Fig. 7 we show the radio flux–[15] relation for the BWHZ sources associated with ISOGAL sources with good  $15\ \mu\text{m}$  detections. In the same figure we also show the expected relation for optically thin, spherical and homogeneous UC HII, derived in Sect. 3.2. The theoretical expectation is shown for several distances ranging from 1 (dotted) to 30 kpc (solid). The vast majority of BWHZ radio sources classified as UC HII or candidate UC HII (black circles in Fig. 7) are in good agreement with model predictions, as opposite to the unclassified radio sources associated with faint ISOGAL sources which fall well below the  $15\ \mu\text{m}$  brightness expected for UC HII. These sources would be consistent with the models assuming large extinction values (exceeding 150 mags in the visual), which are not unreasonable for star forming regions, but would imply [7]–[15] colours much larger than observed (see Fig. 5b). We believe that in most of these cases either the radio source is not an UC HII or the ISOGAL source associated with the radio source is not physically related with it (i.e. is a spurious association). In Sect. 4.1 we estimated that  $\sim 35$  of the BWHZ radio sources are not YSOs, thus it is not surprising that a fraction of ISOGAL sources associated with BWHZ sources show infrared properties inconsistent with those expected for



**Fig. 7.** Radio continuum flux density versus [15] magnitude for the BWHZ sources associated with ISOGAL sources with good  $15\ \mu\text{m}$  detections. The symbols are as in Fig. 5. The stars connected with lines show the predictions for optically thin, spherical, and homogeneous HII regions following the prescriptions of Panagia (1973) and the ratios between  $F_{15\mu\text{m}}$  and  $L$  as derived in Sect. 3.2. The lines correspond to different distances from the Sun: 1 (dotted), 5 (short dashed), 15 (long dashed), and 30 kpc (solid).

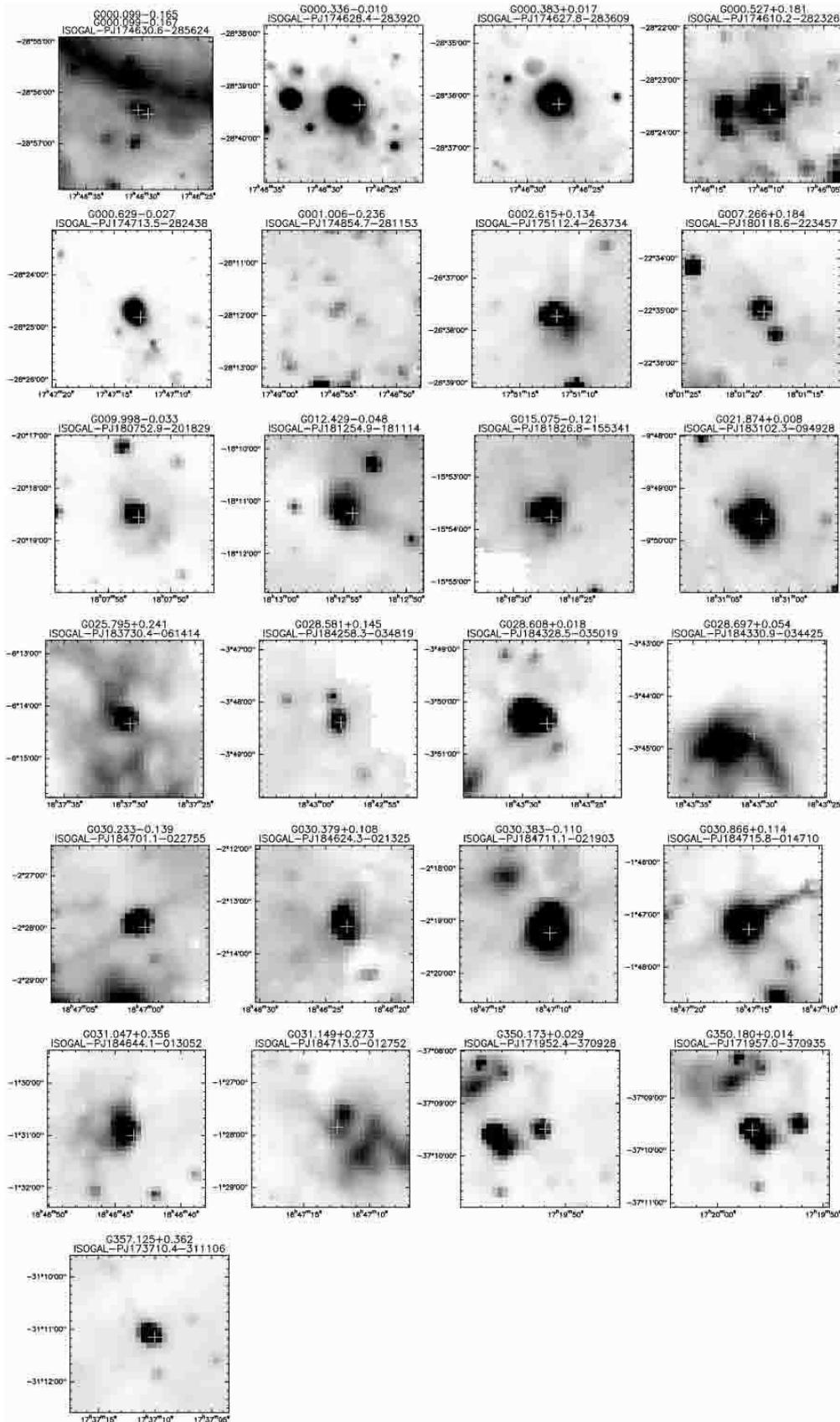
YSOs. These sources should be disregarded when defining the selection criteria to identify YSO candidates in the ISOGAL database.

#### 4.3. MIR morphology of UC HII

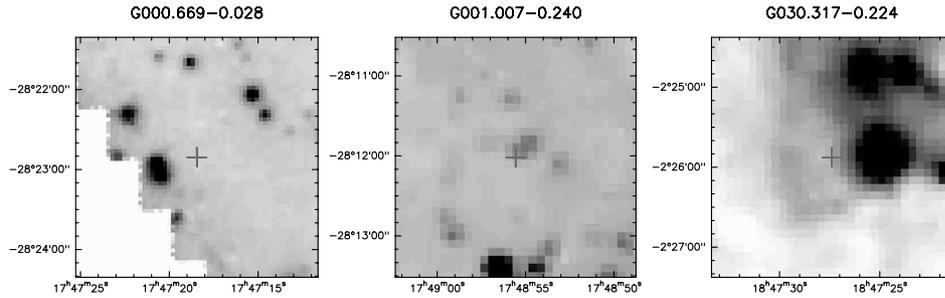
In Figs. 8 and 9 we show the  $15\ \mu\text{m}$  images of the UC HII and candidate UC HII (BWHZ) with (26 sources) and without (3 sources) an associated ISOGAL-PSC source. In each panel the cross marks the position of the radio peak (from BWHZ). Almost always the  $15\ \mu\text{m}$  image reveals a slightly extended nebulosity, in agreement with the resolved radio structure of the UC HII regions.

As discussed earlier, the slightly extended MIR and radio structure of the YSOs amply justifies the choice of a relatively large association distance. In Fig. 10 we show, for the 26 UC HII regions associated with an ISOGAL source, the distance between the radio and MIR positions as a function of the radio size. Radio sources with large diameter all have larger association distances compared with the small diameter sources.

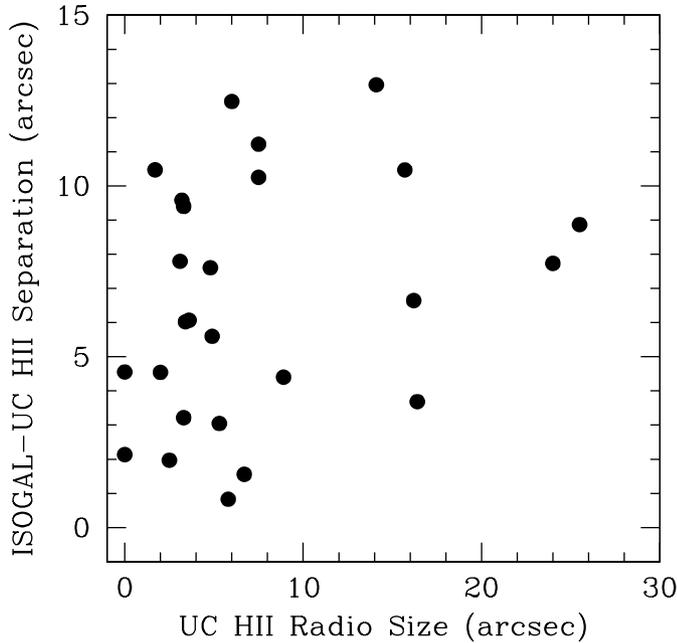
In Fig. 11, the  $15\ \mu\text{m}$  flux density of the 26 UC HII are compared with those at  $12\ \mu\text{m}$  from IRAS. There is a generally good correlation between the two values, but, on the average, the  $15\ \mu\text{m}$  flux densities are smaller than the  $12\ \mu\text{m}$  ones. This effect could be produced by nearby point sources, unresolved in the IRAS beam, and/or by the extended nature of the YSO,



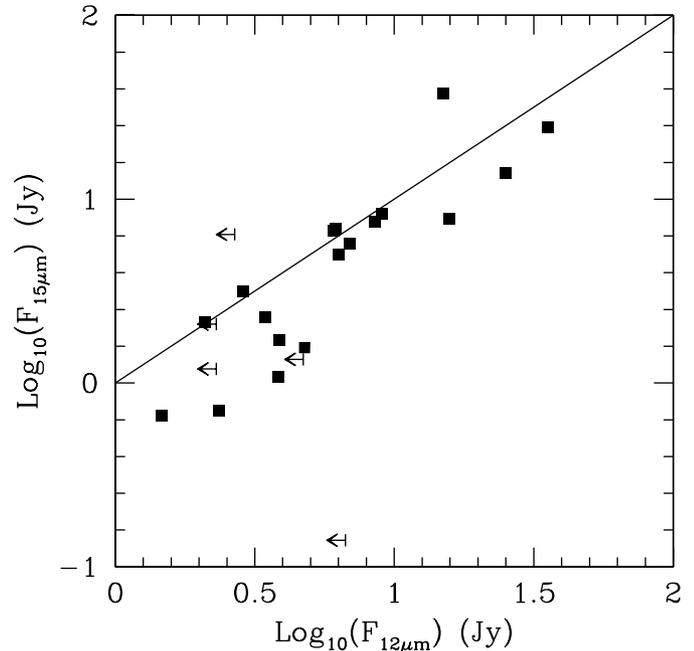
**Fig. 8.** ISOGAL 15  $\mu\text{m}$  maps of the fields surrounding the 26 BWHZ UC HII regions associated with an ISOGAL point source. The top left field contains two radio sources, which are associated to the same ISOGAL source. The crosses mark the positions of the radio peaks. Each chart is 3'  $\times$  3' and it is centred on the ISOGAL source associated with the radio source(s). On top of each panel are reported the names of the radio source(s) and ISOGAL source.



**Fig. 9.** Same as Fig. 8, but for the 3 UC HII regions not detected at either 7 or 15  $\mu\text{m}$ . The charts are centred on the radio peak position.



**Fig. 10.** Distance between the radio and MIR peaks for the 26 UC HII regions associated with an ISOGAL-PSC source.



**Fig. 11.** ISOGAL 15  $\mu\text{m}$  flux density versus IRAS 12  $\mu\text{m}$  flux density for the 26 UC HII associated with an ISOGAL-PSC source.

that could be partly filtered out by the ISOGAL point source reconstruction routines.

## 5. The selection criteria

In Sect. 4 and Appendix A we have shown that radio-IRAS selected UC HII and candidate UC HII regions are reliably associated with a class of ISOGAL sources that occupy a well defined region of the ([7]–[15], [15]) and (K–[7], [7]) colour magnitude diagrams. This in itself does not guarantee that all ISOGAL sources with the same colour-magnitude characteristics are YSOs. In Paper II, also using the results from Paper I and from Testi et al. (1997), we showed that all the three sources with [7]–[15]  $\geq 1.8$  and [15]  $\leq 4.5$  (after correcting for the offset discussed in Sect. 2.4.1) were bright YSOs. In Paper II we also used theoretical and empirical arguments to show that the region of the ([7]–[15], [15]) colour-magnitude plane to the right of the dashed line drawn in Fig. 5 is expected to suffer by a very low contamination from Post-MS stars. Unfortunately, if we wish to extract a list of YSO candidates

from the entire ISOGAL database, the criteria developed in Paper II will have to be revised. Compared to the  $l = +45^\circ$  field discussed in our previous studies, the ISOGAL fields close to the Galactic Centre are affected by a much larger line-of-sight extinction, which has the effect of moving sources toward fainter [15] magnitudes and slightly larger [7]–[15] colours (see the extinction vector shown in Fig. 5b), with the net effect of contaminating the region expected to be occupied by low flux density YSOs with heavily reddened Post-MS stars. For this reason we decided to restrict the search for YSOs only to the high flux density sources, i.e. sources with [15]  $\leq 4.5$  mag ( $S_{15} \geq 330$  mJy) and [7]–[15]  $\geq 1.8$ . Let us stress that such ISOGAL sources are much more luminous than all YSOs studied by the ISOCAM Team group in nearby star forming regions. For instance, a source with  $S_{15} \geq 330$  mJy, even at the moderate distance for ISOGAL of 1.6 kpc, is more luminous than all sources detected with ISOCAM in  $\rho$  Oph ( $d = 160$  pc) by Bontemps et al. (2001).

For the fields with DENIS observations it is possible to use the near infrared magnitudes to add confidence to the

identification of the sources as probable YSOs. As shown in Testi et al. (1997), such YSOs are expected to have  $K-[15] > 9$ , and, consequently,  $K-[7]$  larger than 4–7 (depending on the value of  $[7]-[15]$ , see Fig. 5a). Since most of the  $K$ -band sources associated with radio sources are probably fake associations (see Appendix A), and even for reliable associations the interpretation of the near-infrared data is complicated by the effect of extinction, we will not use the constraint based on DENIS data to select the YSO candidates. In the final YSO candidates table (Table 3) we will report whether the field has been observed at  $K$  and if the source has a  $K-[7]$  colour exceeding 4 and  $[7] < 6$ . The flag  $S_D$  is set equal to “1” for sources satisfying these ISOGAL-DENIS confidence criteria, to “0” for sources not satisfying the criteria, and to “-1” for sources within fields not covered by the DENIS survey. Since bright, saturated stars cannot be extracted from the DENIS survey (see also Sect. 2.2), we have checked the original DENIS images for all the ISOGAL sources with  $[7] < 6$  without a DENIS counterpart in the catalogue. Indeed, for seven sources we either found a very bright, saturated counterpart (in 4 cases) or an extended near infrared source (3 cases). For these peculiar sources, in Table 3 instead of the DENIS magnitudes we report an “S” (for saturated sources) or an “E” (for extended sources).

To check the reliability of the selection criteria and the contamination from non-YSOs, we compare with the colours of sources in the high galactic latitude fields and with the near-infrared spectroscopic survey of Schultheis et al. (2002). In high galactic latitude fields, we only find one object falling in the candidate selection boxes. Since in these fields we do not expect to find a significant number of luminous YSOs, but we still expect late type Post-MS stars, they provide indirect evidence that the number of evolved stars selected by our criteria should be small. This is also confirmed by recent near-infrared spectroscopic observations of ISOGAL YSO candidates toward the inner regions of the Galaxy by Schultheis et al. (2002), who found strong contamination from Post-MS stars at faint  $[15]$  magnitudes and bright  $K$  magnitude, but not within our revised selection boxes shown in Figs. 5 and 6. However, these spectroscopic observations did not address the reddest OH/IR stars which contaminate the YSO box, as discussed in Sect. 6.1.

The selection criteria have been defined to avoid as much as possible the contamination from Post-MS stars. This necessary requirement has important implications on the efficiency of the selection criteria. As shown in Fig. 5 a non-negligible fraction of the ISOGAL sources associated with radio-BWHZ identified YSOs to the left of the  $[7]-[15] = 1.8$  line is rejected from our selection criteria. As discussed in Sect 4.2 a fraction of these are expected to be false associations, especially those with blue colour and high  $[15]$  magnitude. Considering as good only the ISOGAL-BWHZ matches with  $[15] \leq 4.5$  and rejecting only the BWHZ source known to be associated with a PN, our selection criteria reject  $\sim 30\%$  of the bona fide radio selected YSOs.

The region to the right of the dashed line in Fig. 5a and below  $[15] = 4.5$ , which was used in Paper II to select low flux density YSOs in the  $l = +45$  fields, suffers from a contamination of reddened post-MS stars that is too large to allow

a reliable identification of YSOs towards the inner regions of the Galactic Plane. For this reason we will not use it for the purpose of this paper. With this choice we loose the low flux-density non-radio emitting YSOs (corresponding to 90% of the YSOs selected in Paper II).

In Paper II we have also included as possible YSOs those sources without detection at  $7 \mu\text{m}$  for which the lower limit to the  $[7]-[15]$  colour would select them as YSO candidates. The vast majority of these sources (called “candidate YSOs” in Paper II) had  $[15] > 4.5$ . To increase the reliability of the identification only sources with good detections at 7 and  $15 \mu\text{m}$  are considered in the present paper.

## 6. The catalogue of bright YSO candidates

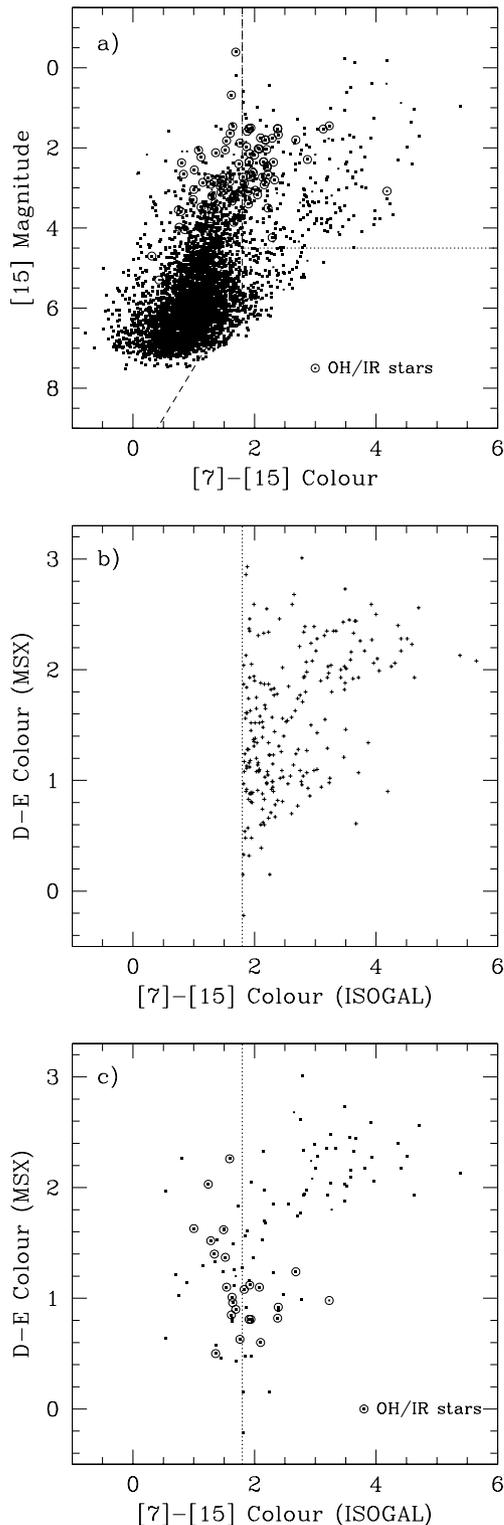
The selection criteria that we derived in the previous section imply that we will restrict to the bright ( $[15] \leq 4.5$ ) YSO candidates. This is necessary to reduce to the minimum the number of spurious Post-MS sources in the catalogue, but implies that we will limit the catalogue to high mass YSO candidates plus a fraction of nearby intermediate mass YSOs.

The catalogue is presented in Table 3 (available only in electronic form at the CDS). All sources are detected at 7 and  $15 \mu\text{m}$  and satisfy the selection criteria based on the  $[15]$  magnitude and  $[7]-[15]$  colour defined in Sect. 5. For each source we also report the DENIS magnitudes and the ISOGAL–DENIS association quality flag ( $a_{\text{ID}}$ ), from the ISOGAL catalogue if the field has been observed by DENIS or “-1” otherwise (see Omont et al. in preparation and Schuller et al. in preparation for details). We also report a flag ( $S_D$ ) that specifies whether the source satisfies the ( $[7]$ ,  $K-[7]$ ) confidence criteria (see Sect. 5), the flag is set to “1” if the source satisfies the criteria, to “0” if it does not satisfy the criteria, or to “-1” if the field is not covered by the DENIS survey.

### 6.1. Contamination from post-MS stars

As noted in Sect. 5 and Appendix A, the colour cutoff  $[7]-[15] \geq 1.8$  has been introduced to avoid the contamination by the overwhelmingly large population of post-MS stars in the YSO candidates catalogue. Clearly, the sharp cutoff used represent a trade-off between low-contamination and high-efficiency in selecting YSO candidates. Following the discussion in Glass et al. (1999) and Alard et al. (2001), all the post-MS stars brighter than our  $[15]$  selection threshold are expected to be high mass-losing AGB stars (with perhaps a few post-AGB stars). The vast majority of AGB stars in our Galaxy are oxygen-rich, and practically all of them are O-rich in the inner Galaxy where are located most of the ISOGAL fields. Most of the reddest and more extincted of these are expected to be OH/IR stars (Pottasch 1993). Thus, to obtain an evaluation of the contamination from post-MS stars in our YSO candidates catalogue, we can compare our selection criteria against OH/IR stars surveys. We can also use the longer wavelengths information provided by the MSX mission (Price et al. 2001) for the brightest ISOGAL sources.

Two catalogues of OH/IR stars in the central degree around the Galactic Centre are given by Lindqvist et al. (1992) and by



**Fig. 12.** Contamination from post-MS stars of the YSO candidates catalogue. **a)** [15] vs. [7]–[15] colour magnitude diagram for ISOGAL identified OH/IR stars (open circles) and for all ISOGAL sources within the limits of the OH/IR surveys (filled squares). The dotted and dashed lines are as in Fig. 5. **b)** ISOGAL-MSX colour-colour diagram for all the ISOGAL selected YSO candidates with MSX D and E counterpart; **c)** ISOGAL-MSX colour-colour diagram for all the ISOGAL sources with MSX D and E counterpart within the limits of the OH/IR surveys (filled squares), the identified OH/IR stars are indicated with open circles.

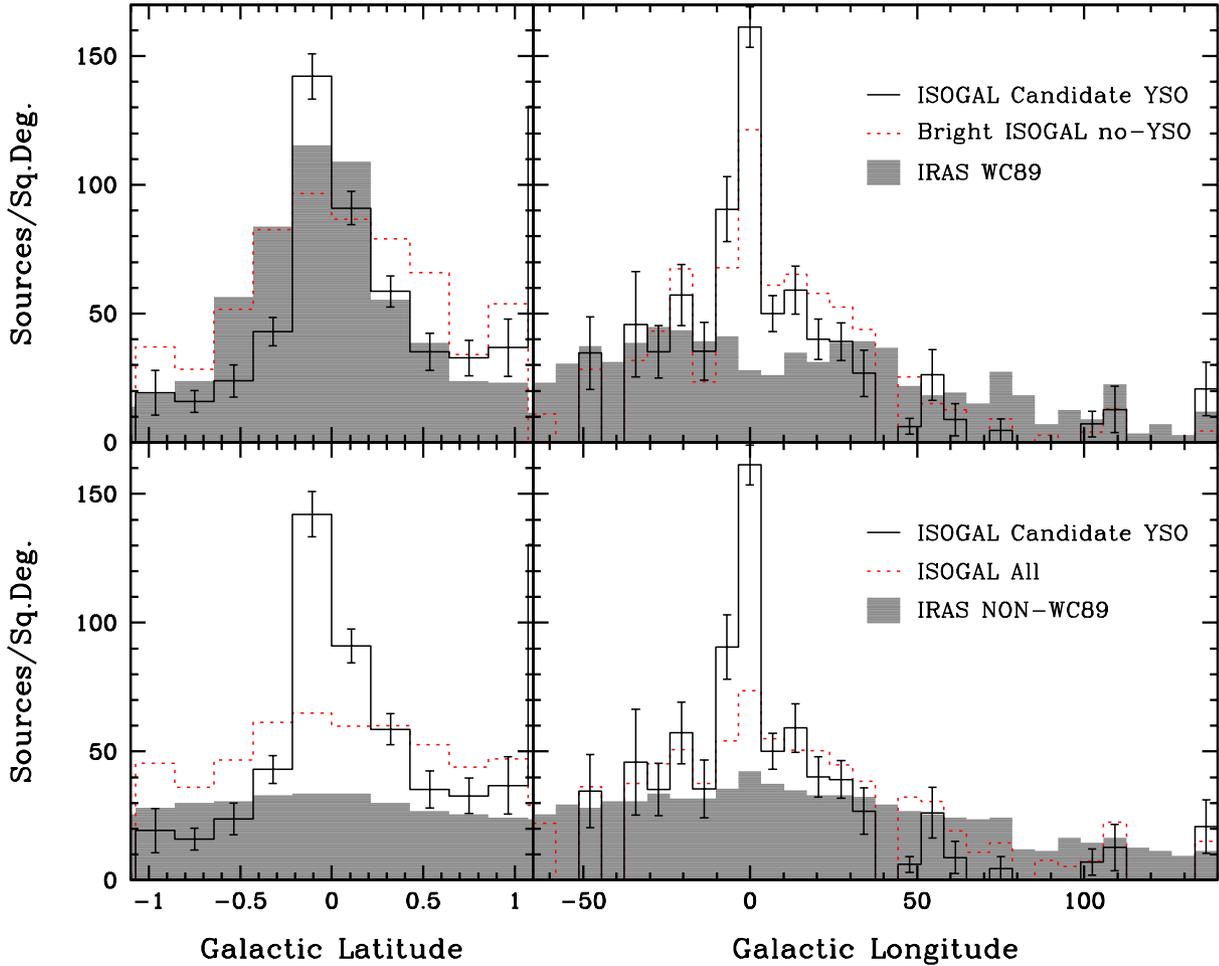
Sjouwerman et al. (1998). In Fig. 12a, we show the positions of the ISOGAL associated (with a  $9''$  search radius; Ortiz et al. 2002) OH/IR stars in the [15] vs. [7]–[15] diagram (open circles) superimposed on the distribution of all ISOGAL sources within the limits of both OH/IR surveys. As can be seen in this figure, nearly one half of the OH/IR stars fall within our YSO candidate selection criteria. Nevertheless, it should be noted that the variability of this kind of stars and the non simultaneity of the  $7\ \mu\text{m}$  and  $15\ \mu\text{m}$  observations can increase or reduce the observed [7]–[15] colour (for instance, the variability can account for one magnitude in [7]–[15] for the reddest OH/IR sources). As opposite, only 17% of the ISOGAL YSO candidates within the OH/IR stars survey area are associated with an identified OH/IR star. Of course, the OH surveys cannot be complete, and it is known that some post-MS sources with infrared colours similar to OH/IR stars do not display OH emission, so that this fraction is probably underestimated, allowing that 20–25% of the selected YSO candidates are probably very red post-MS stars.

Finally, additional information can be provided by the MSX survey (Price et al. 2001), which has a sensitivity about 3 mag less deep than ISOGAL, but goes to longer wavelength, with bands D and E, centred at  $14.65$  and  $21.34\ \mu\text{m}$  respectively. A detailed analysis of the MSX counterparts of ISOGAL sources will be the object of a forthcoming paper, but we can already show in Figs. 12b and c the different locations in the D–E vs. [7]–[15] colour-colour diagram of the ISOGAL selected YSO candidates and the MSX and ISOGAL associated OH/IR stars. Only a small fraction (29%) of the OH/IR stars have a D–E colour greater than 1.3 (4 of these 7 sources have a bad quality detection in one or the other band), and none of these stars has [7]–[15] greater than 1.8. An association with MSX sources with a  $10''$  search radius of the 715 ISOGAL selected YSO candidates results in 433 associations. Then, only 222 MSX sources have been detected in the D and E bands, 129 of which (58%) have a D–E colour greater than 1.3. It seems from Fig. 12c that about 50% of the ISOGAL YSO candidates with D–E lesser than 1.3 are proved post-MS stars; then, we find that about 20%, and maybe 30–35%, of our sample should be contaminated by post-MS stars.

This comparison shows that a lower contamination, in the direction of the Galactic Centre, could be obtained using a more conservative [7]–[15] cutoff, at the price of a reduced efficiency in YSO candidates selection. For example, a cutoff of  $[7] - [15] \geq 2.5$ , would result in a lower efficiency in recovering the bona fide radio selected YSOs (see Sect. 5 and Fig. 5a), but the expected contamination in the Galactic Centre region would drop to  $\leq 10\%$ .

## 6.2. Global properties of the YSOs for the entire ISOGAL survey

Using our selection criteria, we extracted a total of 715 YSO candidates from the ISOGAL-PSC, corresponding to  $\sim 1\%$  of all entries in the PSC or  $\sim 2\%$  of the sources with good detections at  $7$  and  $15\ \mu\text{m}$ . From our sample of 715 YSO candidates, 525 (73%) have a DENIS



**Fig. 13.** Galactic distribution of the bright YSO candidates compared with other ISOGAL sources and IRAS-selected samples. All ISOGAL histograms have been corrected for the uneven sampling of the Plane normalising each bin by the area effectively observed. Bins for which the ISOGAL survey covered less than  $0.02 \text{ deg}^2$  have been set to null values. Top panels: the distribution of YSO candidates is compared with the distribution of bright ( $[15] < 4.5$ ) ISOGAL sources with  $[7]-[15] < 1.8$  (dotted line) and with the distribution of IRAS sources satisfying the WC89 criteria for UC HII regions (grey filled histogram); all distributions are normalised to have the same integral as the YSO candidates distribution. Bottom panels: the distribution of the YSO candidates is compared with the distribution of all ISOGAL sources and of all IRAS sources which do not satisfy the UC HII criteria. In both cases the IRAS sources are extracted only in the region:  $-65^\circ \leq l \leq 140^\circ$ ,  $-3^\circ \leq b \leq 3^\circ$ .

$K$  counterparts, and 78 (15%) have  $K - 15 > 8$ . Since most  $K$  non-detections should have  $K - 15$  greater than 6–8 (depending on the exact limiting magnitude for DENIS-ISOGAL association), we can estimate that 30–35% of the YSO candidates have  $K - 15 > 8$ .

In Fig. 13 we show the galactic distribution of the sample of YSO candidates (solid histograms with error bars), selected with the criteria discussed above. The histograms have been corrected for the uneven sampling of the ISOGAL survey (see Sect. 2), i.e. the counts in each latitude or longitude bin have been corrected for the area effectively observed in that bin by ISOGAL. The error bars are poissonian errors on the source counts in each bin corrected for the same area factor. The area covered in each bin ranges from  $\sim 2.8$  to  $0.02 \text{ sq deg}$ , bins with smaller coverage are set to null values.

In the top panels of Fig. 13, the histograms for the YSO candidates are compared with the distribution of bright ( $[15] \leq 4.5$ ) ISOGAL sources with  $[7]-[15] < 1.8$  (i.e. rejected

from our selection criteria), corrected for the observed area in the same way as the YSOs, and with the distribution of IRAS sources satisfying the WC89 colour criteria for UC HII. The latitude histogram shows that the selected YSO candidates have a distribution highly peaked on the Galactic Plane (as expected for young sources), and very similar to the distribution of IRAS-selected UC HII regions (grey full histogram). The bright ISOGAL sources rejected by our colour selection criterion (dotted histogram) show a broader latitude distribution, confirming our expectation of a substantial contamination from evolved stars. The longitude distributions show a clear peak of the YSO candidates toward the Galactic Centre, a similar peak is missing in the IRAS-selected UC HII because of confusion problems in the densest regions of the Galaxy. The incompleteness of the IRAS sample of UC HII was also noted by BWHZ.

The bottom panels of Fig. 13 show the comparison between the distribution of ISOGAL YSO candidates and the distributions of all the ISOGAL sources (including sources detected

only at  $7\ \mu\text{m}$ , dotted histogram) and of all IRAS-PSC sources on the Galactic Plane that do not satisfy the WC89 criteria for UC HII regions. The comparison shows that while the YSO candidates are highly concentrated on the Galactic Plane and towards the Galactic Centre, the other two samples show a much broader distribution, as expected for evolved objects.

As a word of caution, we wish to stress that the ISOGAL database suffer of potential biases induced by the observational strategy. As already noted above, the survey deliberately avoids bright IRAS sources, and bright star forming regions, in a non-uniform way: close to the Galactic Centre, narrow band filters were used, and the IRAS flux limit criterion to avoid saturation was relaxed. Moreover, given the patchy coverage of the Plane out of the immediate surroundings of the Galactic Centre, small features in the  $l$  and  $b$  distributions of Fig. 13, such as the slight asymmetry of the  $b$  distribution or the small peaks in the  $l$  distribution, are not reliable. Some of these features may be caused by the sparse sampling of the ISOGAL survey, for instance, the small peak at  $l \sim 15^\circ$  may be related to the M16 star forming region, which was deliberately covered by one of the ISOGAL rasters.

## 7. Conclusions

In this work we have extended and brought to its conclusion the problem, already approached in Paper II, of identifying YSO candidates from the much larger population of MIR sources (predominantly Post-MS stars) found during the ISOGAL mapping at  $7$  and  $15\ \mu\text{m}$  of selected regions of the Galactic Plane with ISOCAM.

The selection criteria proposed in Paper II, and verified there from the coincidence of ISOGAL selected bright YSOs with thermal radio continuum sources, have now been tested against a much larger sample of radio-IRAS identified YSOs in the Galactic Plane, by cross-correlating ISOGAL sources detected at  $7$  and  $15\ \mu\text{m}$  with the list of UC HII regions from the VLA 5 GHz Galactic Plane survey of BWHZ. A statistical simulation has been implemented to establish the reliability of the radio-ISOGAL cross-correlation as a function of various parameters. The results confirm that ISOGAL sources with an associated radio-loud YSO occupy a well defined region of the ( $[7]-[15]$ ,  $[15]$ ) colour-magnitude diagram and that this region is relatively well separated from that occupied by the much larger population of Post-MS stars. A similar segregation of the radio identified YSOs detected also at  $K$ -band occurs in the ( $K-[7]$ ,  $[7]$ ) colour-magnitude diagram. However, the near infrared criteria cannot be used for the entire ISOGAL catalogue since the DENIS observations only cover the fields located at  $\delta \leq 2^\circ$ . Additionally, most of the  $K$ -band sources associated with radio sources are probably fake associations (see Sect. 5 and Appendix A), and even for reliable associations the interpretation of the near-infrared data is complicated by the effect of extinction. Therefore we retained the near infrared information only as “confidence criteria” for the sources for which there are available data.

With the aim of providing a more reliable list of YSO candidates throughout the Galactic Plane observations of ISOGAL, following the indications of the comparison with the large

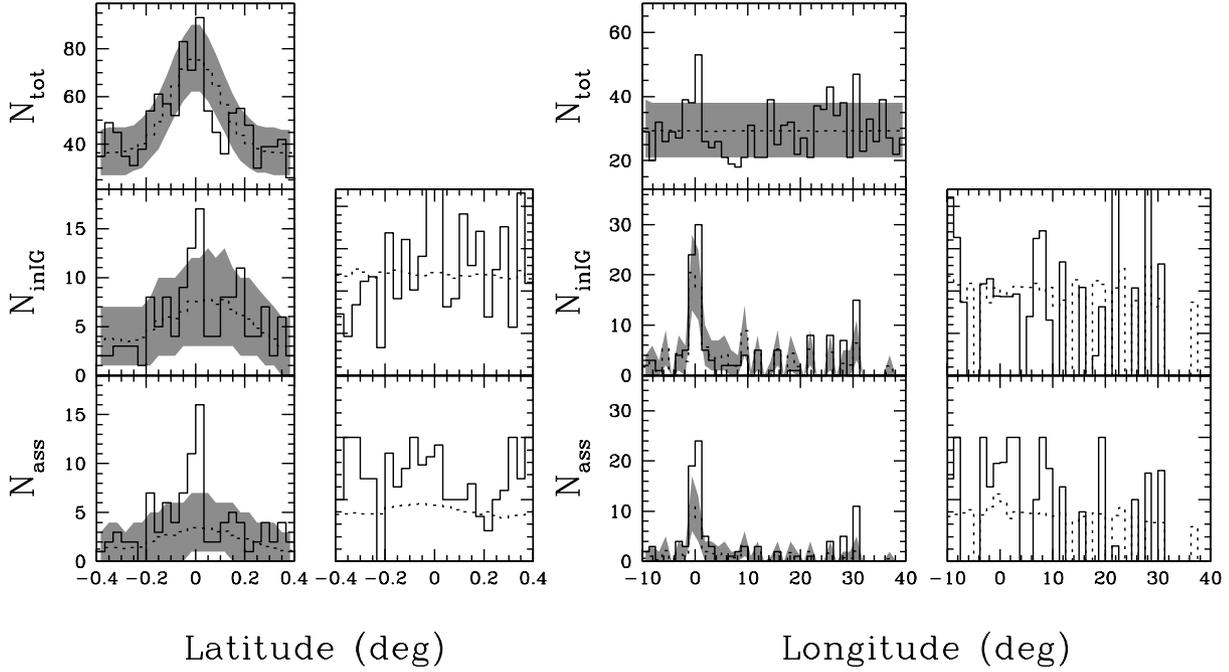
sample of radio identified YSOs, we have revised the selection criteria adopted in Paper II, which have been restricted to  $[15] \leq 4.5$  and  $[7]-[15] \geq 1.8$ , with the additional confidence criteria of  $[7] \leq 6$  and  $K - [7] \geq 4$ . This choice is motivated by the fact that for larger  $[15]$  magnitudes, toward the inner regions of the Galactic Plane, the contamination from reddened Post-MS stars becomes too large to obtain a reasonable list of candidates. The application of those criteria to the entire ISOGAL catalogue (only fields observed both at  $7$  and  $15\ \mu\text{m}$  were considered) has produced a list of 715 YSO candidates, which represent  $\sim 2\%$  of the total number of ISOGAL point sources detected at both wavelengths. All the three bright, point-like YSOs identified in Paper II are reselected using our new criteria (and the revised ISOGAL-PSC). The galactic distribution of the selected sources is strongly peaked on the Galactic Plane, as expected for very young sources, and show a clear peak close to the Galactic Centre. Our results confirm previous suggestions by BWHZ that the IRAS sample of massive YSOs selected using the WC89 criteria is severely limited by confusion in the inner regions of the Galaxy.

Since the separation between YSOs and Post-MS stars in the colour-magnitude plane uses by necessity a sharp function, we expect a contamination of non-YSOs in our list of candidates of at least 20%, as well as we expect that we may have missed some YSOs. Using our selection criteria we recover  $\sim 70\%$  of the radio-identified YSOs. The limitation to bright YSOs ( $[15] \leq 4.5$ ) is particularly needed in the ISOGAL fields close to the Galactic Centre, where large line-of-sight extinction is expected, and the contamination from reddened Post-MS stars at high  $[15]$  magnitudes is particularly high. This restriction could be released in less extincted regions, such as the  $l = +45^\circ$  fields discussed in Paper II. In high-extinction fields, a lower contamination fraction could be obtained by increasing the  $[7]-[15]$  cutoff limit, at the price of a lower YSO selection efficiency.

*Acknowledgements.* We thank the survey preparation, observations planning, data reduction and calibration ISOGAL team for the excellent, dedicated work culminated in the production of the Point Source Catalogue. Support from CNR-ASI grant 1/R/27/00 to the Osservatorio Astrofisico di Arcetri is gratefully acknowledged.

## Appendix A: Reliability of the ISOGAL-BWHZ samples association

In order to quantitatively estimate the reliability of the association between ISOGAL point sources and BWHZ radio continuum sources, we performed a detailed test of ISOGAL sources associated with random samples. The random samples were designed to mimic the galactic distribution of the BWHZ sample. For this purpose we limited the BWHZ sample to the formal survey boundaries ( $-10^\circ \leq l < 40^\circ$  and  $|b| < 0.4^\circ$ ), which implies a reduction of the BWHZ sample to a total of 1171 sources. The galactic distribution has been approximated by a constant function of the longitude and a combination of a constant plus a Gaussian in latitude. The parameters of the Gaussian and constant distribution were chosen to fit the observed sources distribution. Using a long periodicity



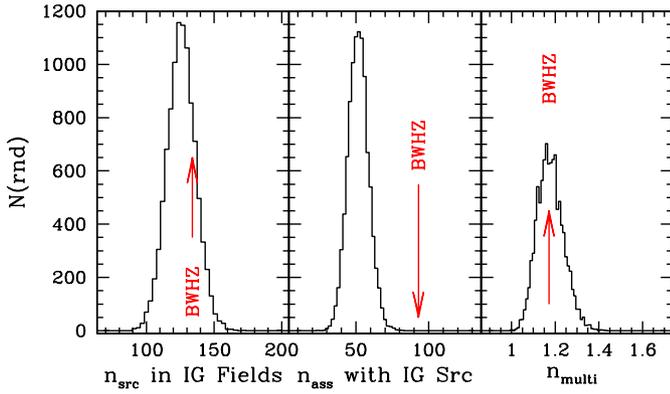
**Fig. A.1.** Galactic latitude and longitude distributions for the BWHZ and the random samples. In all panels, the solid histogram shows the distribution for the BWHZ sample, the dotted histogram is the average of all the random samples, the gray area shows, for each bin, the region containing 90% of the random realizations. The top panels show the distributions for the entire samples, the middle panels those of the sources within the ISOGAL fields, and the bottom panels those of the sources with an associated ISOGAL source. The unlabelled panels to the right of the distributions in the middle and bottom rows show the rates of sources within ISOGAL fields corrected for the area covered by the ISOGAL field in each latitude and longitude bin and the association rates respectively.

pseudo-random number generator (Press et al. 1992) we generated 10000 samples of 1171 sources distributed within the boundaries of the BWHZ formal survey. The random samples were then correlated with the ISOGAL database following the same criteria as for the real BWHZ sample and using an association radius of  $15''$ .

In Fig. A.1 we show the galactic distribution of the BWHZ sample (solid histograms) the average distribution of the random samples (dotted histograms) and, for each bin, the shaded region represent the range covered by 90% of the random realizations. The top panels show the distributions for all sources within the formal survey boundaries, the middle panels for the sources within the ISOGAL fields, and the bottom ones the distributions for the sources associated with ISOGAL sources. The histograms illustrate that the simple functions used to describe the galactic distribution of the BWHZ sample represent a reasonably accurate approximation. Nevertheless, one should note two features in the BWHZ distributions that are not represented in the random samples: a five peaks modulation in the latitude distribution and a small, narrow peak at  $l \sim 0^\circ$  in the longitude distribution. The five peaks in the latitude distributions at  $b = 0.0^\circ, \pm 0.16^\circ, \pm 0.32^\circ$  correspond to the five centre positions of the BWHZ pointing rasters, where the sensitivity of their observations is higher, while the peak at the Galactic Centre is probably a real feature of the radio sources distribution. For the purpose of the random simulations we decided to ignore these two features, as a proper reproduction of the latitude and longitude distributions would require a proper modelling of the BWHZ sensitivity throughout their observed

region (see their Fig. 1), the modelling of the radio sources luminosity function and their longitude distribution. The complexity and uncertainties of such detailed modelling go far beyond what is needed for our purpose. A possible effect of the neglected features combined with the uneven distribution of the ISOGAL fields is a moderately higher number of radio sources within ISOGAL fields in the real BWHZ sample with respect to the random samples, due to the crowding of ISOGAL fields near the Galactic Centre position (see Fig. 1). The histograms of the galactic distribution of sources within ISOGAL fields and of sources associated with ISOGAL sources show a number of features which are probably related to the peculiar distribution of radio (and random) sources and the uneven sampling of the Plane by ISOGAL observations. To check whether the number of sources within ISOGAL fields and the number of sources associated with ISOGAL sources are a function of galactic position one has to properly correct for the number of radio (and random) sources per coordinate bin and for the area covered by the ISOGAL survey in each particular bin. These corrected “rates” of sources within ISOGAL fields and of sources associated with an ISOGAL source are also shown in Fig. A.1 (the histograms have null values in longitude bins not covered by ISOGAL fields). These histograms show that, within the noise and once appropriately corrected, the rates are constant as a function of galactic position. A clear feature is that the rate of BWHZ sources associated with ISOGAL sources is higher than the average rate for the random samples.

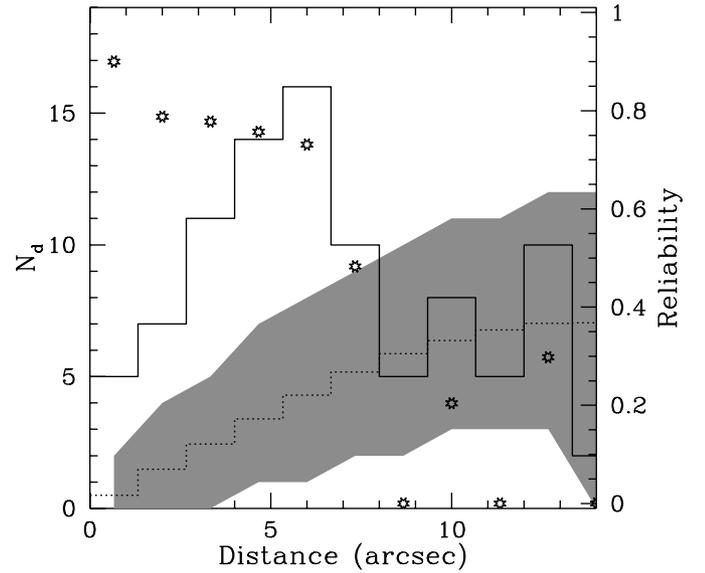
In Fig. A.2 we present, for the 10000 random samples, the distributions of the number of sources within ISOGAL fields



**Fig. A.2.** Distributions of the number of sources within ISOGAL fields (left), number of sources associated with at least one ISOGAL source (middle), and number of ISOGAL sources within  $15''$  per source (right), for each of the 10 000 random realizations. The values for the BWHZ sample are indicated with the arrows.

(left), number of sources associated with at least one ISOGAL source (middle), and number of ISOGAL sources which can be associated with each BWHZ (or random) source using an association radius of  $15''$  (right). The corresponding values for the BWHZ sample are also shown. As expected, due to the effect of the uneven ISOGAL sampling and the small peak at  $l \sim 0^\circ$  in the BWHZ sample, the number of BWHZ sources within ISOGAL fields is marginally higher than for the random samples. Quantitatively, the number of BWHZ sources within ISOGAL fields is 134, 7% more than the median and barely within the third quartile of the random realizations. The higher rate of ISOGAL sources associated with BWHZ with respect to the random sources shown in Fig. A.1 and noted above is also clearly visible in the second panel of Fig. A.2, the association rate with the real sources is almost double than with the random sources. Finally, the third panel of Fig. A.2 shows that, within the selected association radius ( $15''$ ), as much as 15% of the radio sources can be associated with more than one ISOGAL source. The fraction of multiple associations in the BWHZ sample is consistent with the random simulations suggesting that multiple associations are not real ones, or that there is no crowding of ISOGAL sources close to the radio positions on the association radius scale.

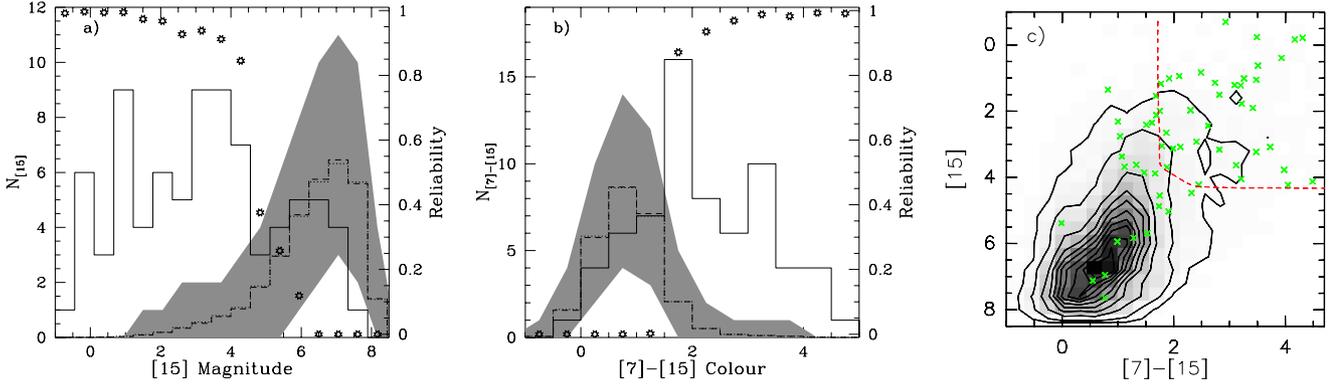
The distribution of the distances between the radio source and associated ISOGAL source is reported in Fig. A.3. The BWHZ sample is shown as a solid histogram, the average of the random samples as a dotted histogram and, for each bin, the grey region shows the location of 90% of the random realizations. The figure shows, as expected, that the number of random associations increases steadily with the association distance. The BWHZ sample has most of the associations for distances less than 7 arcsec, where, in each bin, it clearly displays an excess of associations with respect to the random samples. For larger distances the association rate of the BWHZ sample is essentially indistinguishable with the expectations from the random samples. To quantify the excess of associations in the BWHZ sample with respect to the random expectations, for each distance bin we defined a reliability figure as the difference between the number of BWHZ sources and the average



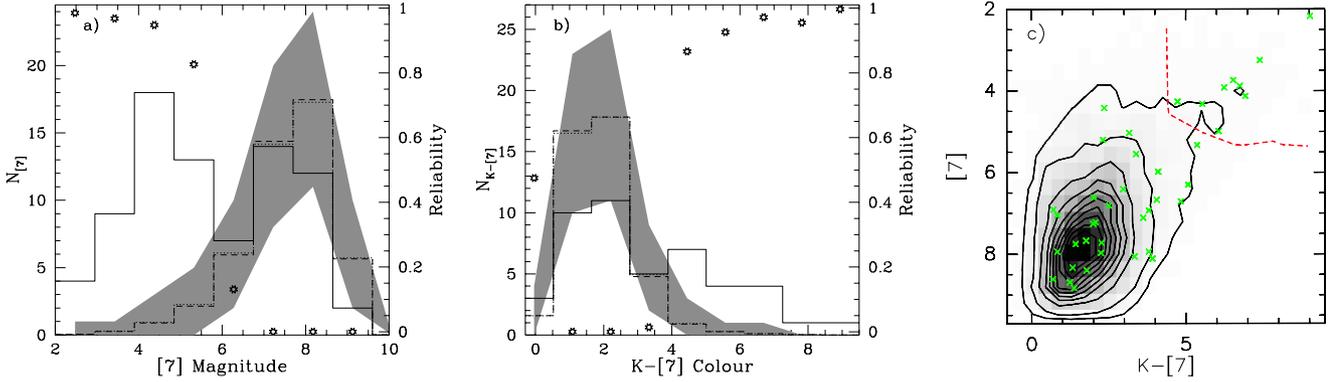
**Fig. A.3.** Distribution of the distances between radio source and associated ISOGAL source, solid histogram for the BWHZ sample, dotted histogram for the average of the random samples, the shaded area shows, for each bin, the range covered by 90% of the random realizations (ordinate axis on the left). The stars show the reliability figure for each bin, computed as described in the main text (ordinate axis on the right).

of the random realizations normalised to the number of BWHZ sources in that bin (the figure is set to zero if the random associations are more than the BWHZ ones). With this definition, for each bin the reliability figure gives the expected fraction of “real” (i.e. non-random) associations in the BWHZ sample. The reliability is plotted in Fig. A.3 as open stars, and shows that for distances less than approximately  $7''$  the contamination from random associations is always expected to be less than 25%, above  $8''$  the number of associations in the BWHZ sample is indistinguishable from those of the random realizations. These results are consistent with simple association probability calculations based on the average densities of ISOGAL sources reported in the ancillary tables of the ISOGAL public catalogue (Omont et al. in preparation, Schuller et al. in preparation).

As discussed in Sect. 4.2, the above conclusions consider only one aspect and may be misleading if taken alone: the chosen association distance should also take into account the physics of the sources. A better test can be performed on the brightnesses and colours of the ISOGAL sources associated with the BWHZ and the random samples. In Figs. A.4a and A.4b we show the distributions of the ISOGAL  $15 \mu\text{m}$  magnitudes and  $[7]-[15]$  colours. The definition of the symbols is the same as for Fig. A.3. In this figures we also show, as a dashed line, the histogram of the magnitudes and colours of all the ISOGAL sources within the formal BWHZ survey region, normalised to the total number of sources in the average of the random samples. As expected, the dotted and dashed histograms are nearly identical. In summary, the BWHZ sources are mostly associated with bright and red sources, which are a minority of the ISOGAL sources, while the random samples



**Fig. A.4.** **a)** Distribution of the  $15\ \mu\text{m}$  magnitudes for the associated ISOGAL sources, solid histogram for the BWHZ sample, dotted histogram for the average of the random samples, the shaded area shows, for each bin, the range covered by 90% of the random realizations (ordinate axis on the left). The dashed histogram shows the distribution of the  $15\ \mu\text{m}$  magnitudes of all the ISOGAL sources within the formal BWHZ area, normalised to the same total number of sources as the average distribution of the random samples. The stars show the reliability figure for each bin, computed as described in the main text (ordinate axis on the right). **b)** Same plot but for the  $[7]-[15]$  colour index. **c)** Average colour-magnitude diagram for the sources associated with the random samples (grey scale and contour plots); the sources associated with the BWHZ sample are shown as crosses. Contour levels are 1%, 5% to 95% every 10% of the peak value. The dashed line indicates the box where the product of the reliability figures derived from the magnitudes and colours histograms exceeds 80%.



**Fig. A.5.** As Fig. A.4 but for the  $[7]$  mag,  $K-[7]$  colour, and  $(K-[7], [7])$  colour-magnitude diagram.

are mostly associated with the much larger population of faint bluer sources. As a consequence, the reliability figures show a sharp transition in both plots, suggesting a very high probability of non-random associations for sources brighter than  $[15] \sim 5$  and redder than  $[7]-[15] \sim 1.5$  and a comparably low probability for fainter and bluer sources. The same result is shown in a different graphical form in Fig. A.4c, where the average colour-magnitude diagram produced from the sources associated with the random simulations is compared with the position of the sources associated with the BWHZ sample. Most of the ISOGAL sources associated with the BWHZ sample fall in a region of the diagram where one would expect very few random associations, confirming that most of the associations between ISOGAL sources and BWHZ radio sources are not chance coincidences.

In Fig. A.5 we show similar figures for the  $[7]$  mag,  $K-[7]$  colour, and  $(K-[7], [7])$  colour magnitude diagram. While the  $[7]$  mag shows a similar trend as the  $[15]$  or  $[7]-[15]$  colour, with most of the ISOGAL sources associated with the BWHZ sources populating the low-probability region of the plot, the situation is less clear for the  $K-[7]$  colour. Most of the sources with a good  $K$  magnitude in the catalogue populate the region

expected for random associations, and a few sources populate the region of the plot with high reliability of being non-random associations. As discussed in Sect. 4.2, we believe that this is a consequence of the nature of the infrared sources reliably associated with BWHZ sources: these are characterised by very red colours, and in many case are not detectable at  $K$  by the DENIS survey. Consequently, most of the ISOGAL sources with a good  $K$  magnitude plotted in Fig. A.5 are probably fake ISOGAL-BWHZ associations, as confirmed by the high value of the  $[7]$  mag and the large association distance (see Sect. 4.2).

Combining all the results of our simulations, we conclude that the ISOGAL sources with the highest probability of being reliably associated with a radio source are those with bright  $[15]$  mag and large  $[7]-[15]$  colours. The  $(K-[7], [7])$  colour-magnitude diagram can be used as an additional indication of a good association if the particular ISOGAL field has been observed by DENIS and if the source is not detected or is very faint at  $K$ . To offer a more quantitative estimate for these reliability criteria, in Figs. A.4c and A.5c we mark with a dashed line the region of the colour-magnitude diagrams where the product of the reliability figures for both magnitude and colour exceeds 80%. ISOGAL sources associated with BWHZ

sources above and to the right of the lines have the highest reliability of being true associations, and should be used to derive the infrared properties of radio sources.

## References

- Alard, C., Blommaert, J. A. D. L., Cesarsky, C., et al. 2001, *ApJ*, 552, 289
- André, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 1993, *ApJ*, 406, 122
- André, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 1999, in *Protostars and Planets IV*, ed. S. Mannings, A. Boss, & S. Russell (Tucson: Univ. Arizona Press), 59
- Bacmann, A., André, P., Puget, J.-L., et al. 2000, *A&A*, 361, 555
- Becker, R. H., White, R. L., Helfand, D. J., & Zoonematkermani, S. 1994, *ApJS*, 91, 347
- Becker, R. H., White, R. L., McLean, B. J., Helfand, D. J., & Zoonematkermani, S. 1990, *ApJ*, 358, 485
- Berrilli, F., Corciulo, G., Ingrassio, G., et al. 1992, *ApJ*, 398, 254
- Bontemps, S., André, P., Kaas, A. A., et al. 2001, *A&A*, 372, 173
- Carey, S. J., Clark, F. O., Egan, M. P., et al. 1998, *ApJ*, 508, 721
- Churchwell, E. 1991, in *The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution*, ed. C. J. Lada, & N. D. Kylafis (Kluwer Academic Publishers), 221
- Churchwell, E., Wolfire, M. G., & Wood, D. O. S. 1990, *ApJ*, 354, 247
- Comerón, F., Neuhäuser, R., & Kaas, A. A. 2000, *A&A*, 359, 269
- Eder, J., Lewis, B. M., & Terzian, Y. 1988, *ApJS*, 66, 183
- Epchtein, N., de Batz, B., Copet, E., et al. 1994, *Ap&SS*, 217, 3
- Epchtein, N., Deul, E., Derriere, S., et al. 1999, *A&A*, 349, 236
- Faison, M., Churchwell, E., Hofner, P., et al. 1998, *ApJ*, 500, 280
- Feldt, M., Stecklum, B., Henning, Th., et al. 1998, *A&A*, 339, 759
- Feldt, M., Stecklum, B., Henning, Th., Launhardt, R., & Hayward, T. L. 1999, *A&A*, 346, 243
- Felli, M. 1979, in *Stars and Stellar Systems*, ed. B. E. Westerlund
- Felli, M., Comoretto, G., Testi, L., Omont, A., & Schuller, F. 2000, *A&A*, 362, 199 (Paper II)
- Fomalont, E. B., Windhorst, R. A., Kristian, J. A., & Kellerman, K. I. 1991, *AJ*, 102, 1258
- Glass, I. S., Ganesh, S., Alard, C., et al. 1999, *MNRAS*, 308, 127
- Helfand, D. J., Zoonematkermani, S., Becker, R. H., & White, R. L. 1992, *ApJS*, 80, 211
- Hillenbrand, L. A., Strom, S. E., Vrba, F. J., & Keene, J. 1992, *ApJ*, 397, 613
- Ivezic, Z., & Elitzur, M. 1997, *MNRAS*, 287, 799
- Kim, K. T., & Koo, B. C. 2001, *ApJ*, 549, 979
- Kurtz, S., Churchwell, E., & Wood, D. O. S. 1994, *ApJS*, 91, 659
- Lada, C. J. 1987, in *Star Forming Regions*, IAU, 115, 1
- Lada, C. J. 1999, *The Origin of Stars and Planetary System*, ed. C. J. Lada, & N. D. Kylafis, NATO Sci. Ser. vol. C-540 (Dordrecht: Kluwer), 143
- Lada, C. J., & Wilking, B. A. 1984, *ApJ*, 287, 610
- Lindqvist, M., Winnberg, A., Habing, H. J., & Matthews, H. E. 1992, *A&ASS*, 92, 43
- Miroshnichenko, A., Ivezić, Z., Vinkovic, D., & Elitzur, M. 1999, *ApJ*, 520, L115
- Molinari, S., Testi, L., Brand, J., Cesaroni, R., & Palla, F. 1998, *ApJ*, 505, L39
- Natta, A. 1999, *Infrared space astronomy, to-day and to-morrow*, ed. F. Casoli, F. David, & J. Lequeux (EDP-Sciences, Springer-Verlag)
- Natta, A., & Testi, L. 2001, *A&A*, 376, L22
- Nordh, L., Olofsson, G., Abergel, A., et al. 1996, *A&A*, 315, L185
- Olofsson, G., Hultgren, M., Kaas, A. A., et al. 1999, *A&A*, 350, 883
- Ortiz, R., Blommaert, J. A. D. L., Copet, E., et al. 2002, *A&A*, 388, 279
- Persi, P., Marenzi, A. R., Olofsson, G., et al. 2000, *A&A*, 357, 219
- Panagia, N. 1973, *AJ*, 78, 929
- Pérou, M., Omont, A., Simon, G., et al. 1996, *A&A*, 315, L165
- Pezzuto, S., Strafella, F., & Lorenzetti, D. 1997, *ApJ*, 485, 290
- Pottasch, S. R. 1993, in *Infrared Astronomy*, ed. A. Manpasso, M. Prieto, & F. Sánchez (Cambridge University Press: Cambridge, UK), 63
- Pottasch, S. R., Bignell, C., Olling, R., & Zijlstra, A. A. 1988, *A&A*, 205, 248
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, *Numerical Recipes in C*, 2nd edition (Cambridge University Press)
- Price, S. D., Egan, M. P., Carey, S. J., Mizuno, D. R., & Kuchar, T. A. 2001, *AJ*, 121, 2819
- Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rowan-Robinson, M. 1980, *ApJS*, 44, 403
- Schultheis, M., Parthasarathy, M., Omont, A., et al. 2002, *A&A*, 386, 899
- Scoville, N. Z., & Kwan, J. 1976, *ApJ*, 206, 718
- Sjouwerman, L. O., van Langevelde, H. J., Winnberg, A., & Habing, H. J. 1998, *A&ASS*, 128, 35
- Stone, R. C., Pier, J. R., & Monet, D. G. 1999, *AJ*, 118, 2488
- Testi, L., Felli, M., Persi, P., & Roth, M. 1998, *A&A*, 329, 233
- Testi, L., Felli, M., Pérou, M., et al. 1997, *A&A*, 318, L13
- Testi, L., Felli, M., & Taylor, G. 1999, *A&AS*, 138, 71 (Paper I)
- Testi, L., Natta, A., Oliva, E., et al. 2002, *ApJ*, 571, L155
- Testi, L., Olmi, L., Hunt, L., et al. 1995, *A&A*, 302, 249
- Watson, A. M., Coil, A. L., Shepherd, D. S., Hofner, P., & Churchwell, E. 1997, *ApJ*, 487, 818
- Walsh, A. J., Burton, M. G., Hyland, A. R., & Robinson, G. 1999, *MNRAS*, 309, 905
- Walsh, A. J., Bertoldi, F., Burton, M. G., & Nikola, T. 2001, *MNRAS*, 326, 36
- White, R. L., Becker, R. H., & Helfand, D. J. 1991, *ApJ*, 371, 148
- Wood, D. O. S., & Churchwell, E. 1989, *ApJ*, 340, 265 (WC89)
- Wood, D. O. S., & Churchwell, E. 1989, *ApJS*, 69, 831
- Zoonematkermani, S., Helfand, D. J., Becker, R. H., White, R. L., & Perley, R. A. 1990, *ApJS*, 74, 181



# Annexe K

## Images multi-longueurs d'onde du Bulbe Galactique interne

La Figure K.1 présente une mosaïque d'images obtenues avec l'instrument ACIS-I du satellite Chandra. Les couleurs correspondent aux différentes bandes d'énergie entre 1 et 8 keV, du rouge (moins énergétique) au bleu (plus énergétique).

La Figure K.2 combine des observations à 7 et 15  $\mu m$  des champs ISOGAL du bulbe interne, ainsi que les images dans les bandes A et D du relevé MSX dans les régions non observées par ISOGAL. La croix noire au centre marque la position de Sgr A\*. Les images obtenues à 7  $\mu m$  sont codées en bleu, et celles à 15  $\mu m$  en rouge.

La Figure K.3 est construite à partir des images IRAS à 60  $\mu m$  (bleu) et 100  $\mu m$  (rouge), retraitées par l'IPAC à l'aide de la procédure HIRES pour augmenter la résolutions spatiale.

La Figure K.4 montre les cartes obtenues dans le submillimétrique avec l'instrument SCUBA au James Clerk Maxwell Telescope, à 450 et 850  $\mu m$ . Elles sont tirées de Pierce-Price et al. (2000).

La Figure K.5 est une image radio, qui intègre 25 MHz autour de  $\nu = 1,465$  GHz ( $\lambda = 20,5$  cm). Elle a été obtenue avec le VLA, et nous a été aimablement fournie par H. S. Liszt. La Figure K.6 donne une image de la même région à  $\lambda = 90$  cm, et provient de LaRosa et al. (2000).

Enfin, la Figure K.7 est obtenue à partir des cartes de  $^{12}\text{CO}$  publiées par Bally et al. (1987), intégrées sur des vitesses  $V_{\text{LSR}}$  comprises entre -250 km/s et +250 km/s. Elles ont été obtenues avec le radiotélescope de 7 m des laboratoires Bell.

FIG. 10.1: Image CHANDRA (1.0 keV) autour du Centre Galactique

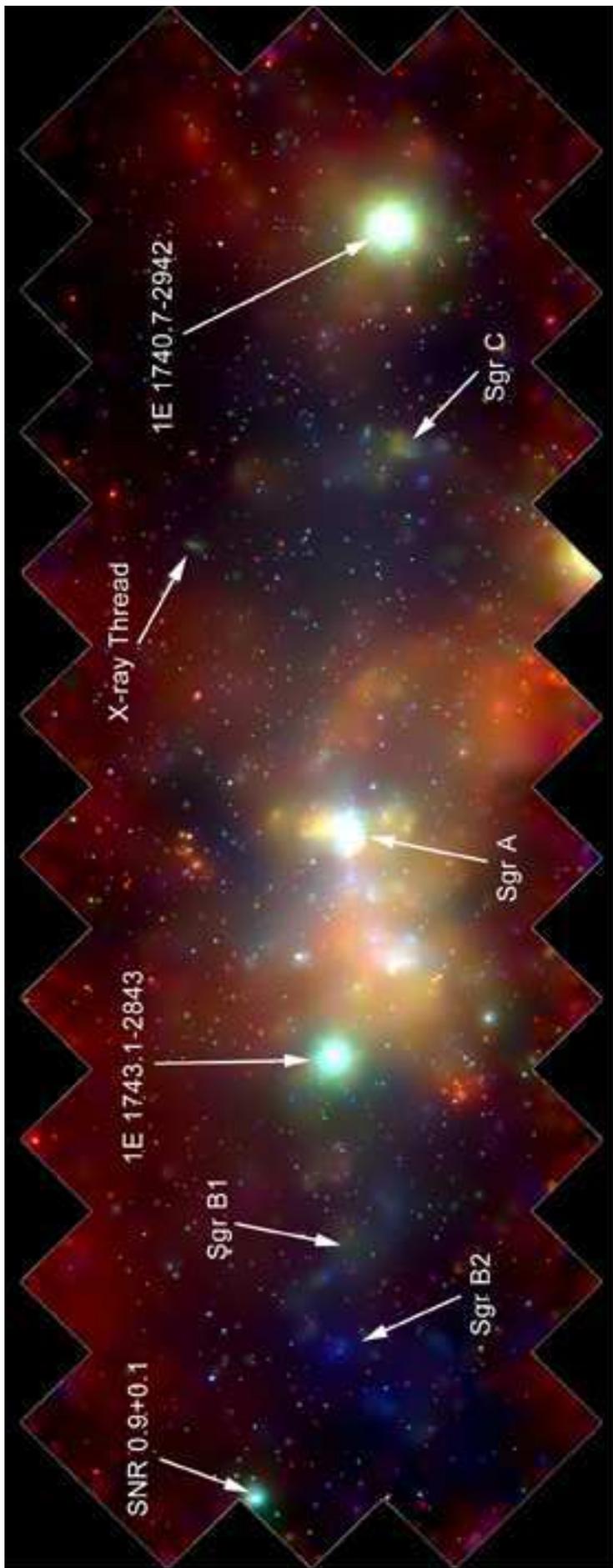
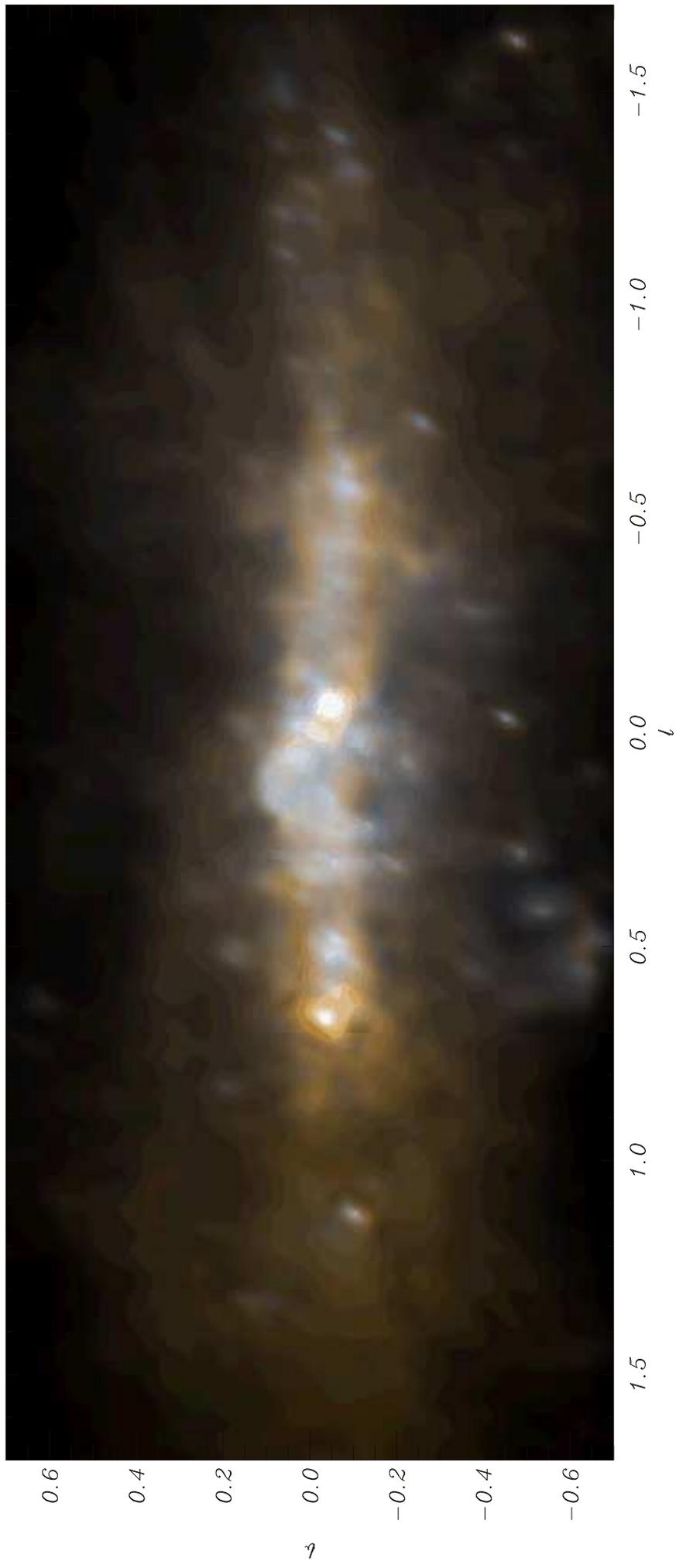


FIG. 112. Image composite ISO-CM1, IAS14 autour du Centre Galactique



Fig. 116: Image HAIS 66 + 160  $\mu\text{m}$  du Brasé Galactique interne



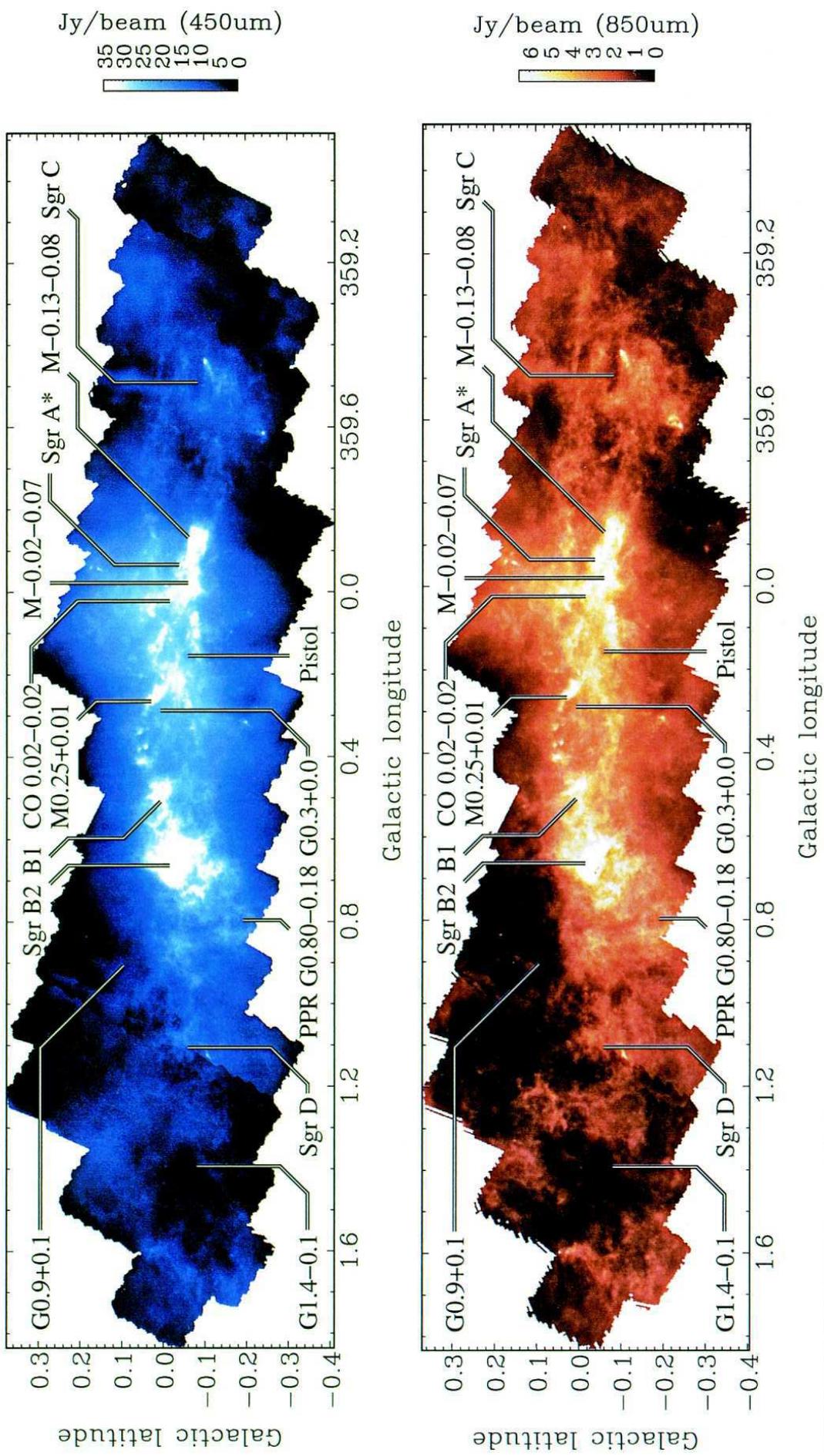
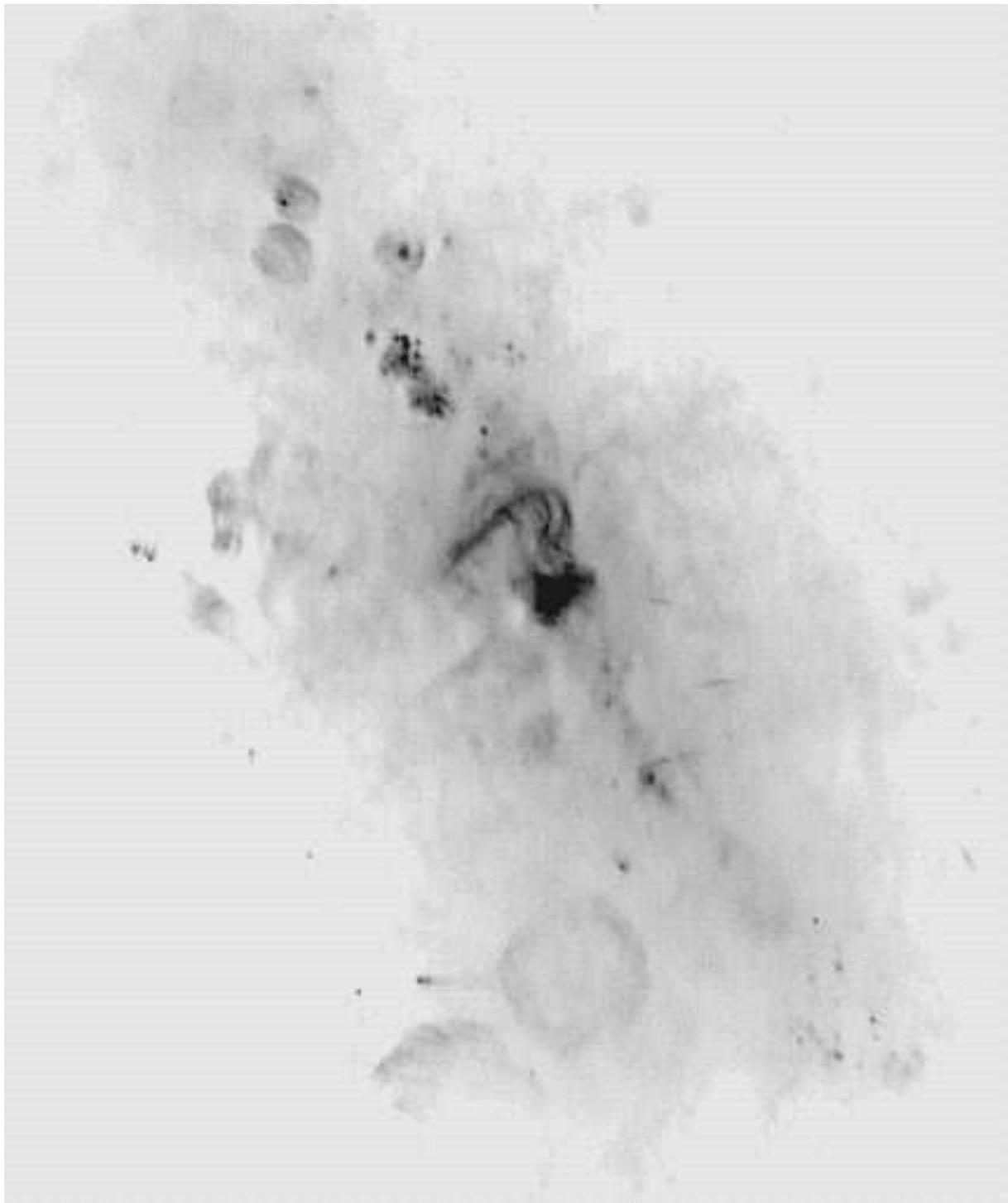


FIG. 110. Image radar à  $\lambda = 21,0$  cm autour du Centre Galactique



# Wide-Field Radio Image of the Galactic Center

$\lambda = 90 \text{ cm}$

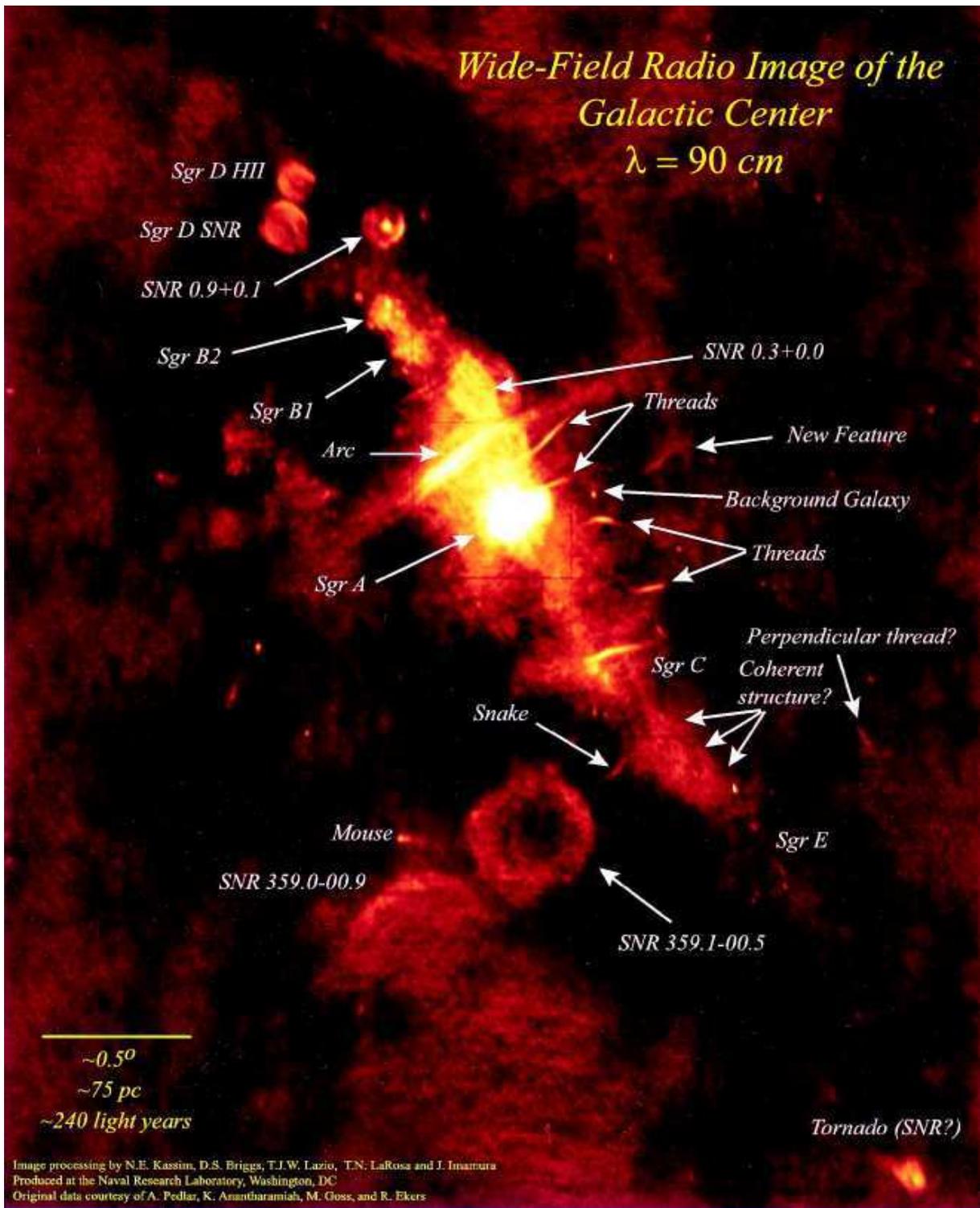
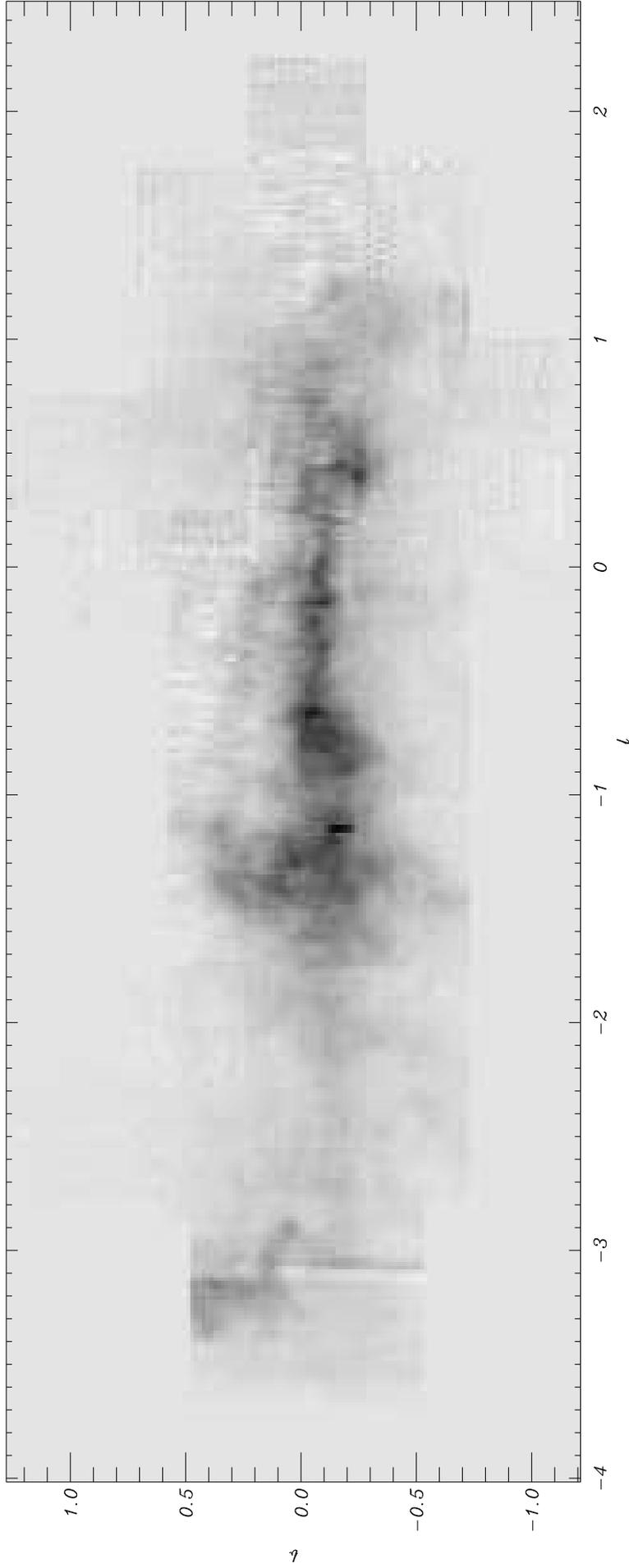


FIG. K.7. Carte de  $^{12}\text{CO}$  intégrée sur  $v_{\text{LSR}} = \pm 250$  km/s autour du Centre Galactique



# Résumé

Cette thèse porte sur l'étude de la formation stellaire récente dans la Galaxie à l'aide du relevé d'imagerie infrarouge ISOGAL, constitué de  $\sim 400$  observations ISOCAM à 7 ou 15  $\mu m$  réparties dans le Bulbe et le Disque Galactiques. La réduction critique de ces données et l'extraction des sources ponctuelles par une procédure d'ajustement de PSF a permis la publication d'un catalogue d'environ 100 000 sources.

On interprète la plupart de ces sources comme des étoiles en fin d'évolution, dans le stade RGB ou AGB, mais quelques milliers d'entre elles correspondent probablement à des objets stellaires jeunes enfouis dans des enveloppes de poussière. Dans le Bulbe Galactique interne, 300 sources ISOGAL sont considérées comme des étoiles en formation, et plus de 200 sources brillantes détectées par ISO ou par MSX sont interprétées comme des supergéantes M ou des AGB massives. Un taux moyen approximatif de formation stellaire au cours du dernier million d'années dans cette région est déduit de cet échantillon de sources jeunes. Son estimation approchée au cours des  $\sim 50$  derniers millions d'années est également déduit de l'inventaire des sources considérées comme supergéantes M.

La sélection des objets jeunes dans l'ensemble du relevé ISOGAL conduit actuellement à une liste de  $\sim 700$  candidats, dont une centaine - en dehors du bulbe interne - montrent toutes les caractéristiques des objets jeunes enfouis. La nature des autres est plus incertaine, et ne pourra être déterminée que par des observations complémentaires. La détermination de la nature d'un grand nombre d'autres sources, en particulier faibles et détectées seulement à 15  $\mu m$ , reste également incertaine.

# Abstract

This thesis deals with the study of recent star formation in the Galaxy and is based on the ISOGAL infrared imaging survey, which contains about 400 observations of the Galactic Bulge and Disk at 7 or 15  $\mu m$ . The critical data reduction and the use of a PSF fitting procedure to extract the point sources enabled the publication of a catalogue containing 100 000 sources.

The bulk of these sources are interpreted as evolved stars in the RGB or AGB stage, but a few thousand of them are likely to be young stellar objects enshrouded in dust envelopes. In the inner Galactic Bulge, 300 ISOGAL sources are considered as forming stars, and more than 200 ISO or MSX bright sources are interpreted as M supergiant or massive AGB stars. A rough average star formation rate over the last million years in this central area of the Galaxy is derived from this sample of young stars. An approximate estimate for the past  $\sim 50$  Myr is also inferred from the inventory of sources interpreted as M supergiants.

Currently, about 700 YSO candidates are extracted from the complete ISOGAL catalogue. Outside the inner bulge,  $\sim 100$  of them show all the features of enshrouded young stellar objects. The nature of the others is still uncertain and would be clarified by complementary observations. The nature of a large number of other sources, including faint ones that were only detected at 15  $\mu m$ , is also uncertain.