



HAL
open science

Candidats (proto-)amas de galaxies à grand redshift vus par le CFHT

Benjamin Clarenc

► **To cite this version:**

Benjamin Clarenc. Candidats (proto-)amas de galaxies à grand redshift vus par le CFHT. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Université Paris Saclay (COMUE), 2018. Français. NNT : 2018SACLS234 . tel-01935501

HAL Id: tel-01935501

<https://theses.hal.science/tel-01935501>

Submitted on 26 Nov 2018

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.

Candidats (proto-)amas de galaxies à grand redshift vus par le CFHT

Thèse de doctorat de l'Université Paris-Saclay
préparée à l'Université Paris-Sud

École doctorale n°127 Astronomie et astrophysique d'Île-de-France (AAIF)
Spécialité de doctorat : Astronomie et astrophysique

Thèse présentée et soutenue à Orsay, le 11 septembre 2018, par

BENJAMIN CLARENC

Composition du Jury :

M. Marian Douspis Astronome, Université Paris-Sud, CNRS (UMR 8617)	Président
Mme Véronique Buat Professeure, Université d'Aix-Marseille, CNRS (UMR 7326)	Rapportrice
M. Jean-Christophe Hamilton Directeur de recherche, Université Paris-Diderot, CEA, CNRS, OBSPM (UMR 7164)	Rapporteur
M. Émeric Le Floc'h Astronome, CEA/Saclay (UMR 7158)	Examineur
M. Rémi Cabanac Astronome adjoint, Université de Toulouse III, CNRS (UMR 5277)	Examineur
M. Hervé Dole Directeur de recherche, Université Paris-Sud, CNRS (UMR 8617)	Directeur de thèse

THÈSE DE DOCTORAT DE
L'UNIVERSITÉ PARIS-SACLAY

effectuée à

l'Université Paris-Sud

au sein de

l'Institut d'Astrophysique Spatiale, Orsay

École doctorale n° 127 : Astronomie et astrophysique d'Île-de-France

présentée par

Benjamin CLARENC

Candidats (proto-)amas de galaxies à grand redshift vus par le CFHT

soutenue publiquement le 11 septembre 2018 devant un jury composé de

M. Marian Douspis,	Astronome, CNAP, IAS, Orsay	Président
Mme Véronique Buat,	Professeure, Univ. d'Aix-Marseille, LAM, Marseille	Rapportrice
M. Jean-Christophe Hamilton,	Directeur de recherche, CNRS, APC, Paris	Rapporteur
M. Émeric Le Floc'h,	Astronome, CEA/Saclay, IRFU, Saclay	Examineur
M. Rémi Cabanac,	Astronome adjoint, CNAP, IRAP, Tarbes	Examineur
M. Hervé Dole,	Professeur, Univ. Paris-Sud, IAS, Orsay	Directeur de thèse

Table des matières

Table des matières	iii
Liste des figures	v
Liste des tableaux	ix
Résumé, abstract	1
Remerciements	3
Introduction	5
0.1 Contexte	6
0.2 Formation des grandes structures	6
0.3 Formation et évolution des galaxies	8
0.4 Amas et proto-amas de galaxies	10
0.5 Détection des (proto-)amas à grand redshift	12
0.6 Problématique et approche	15
1 L'échantillon SPHerIC : <i>Spitzer</i> – <i>Planck</i> – <i>Herschel</i> infrared clusters	17
1.1 PHZ : les apports de <i>Planck</i>	18
1.2 HPASSS : les apports de <i>Herschel</i> /SPIRE	21
1.3 SPHerIC : les apports de <i>Spitzer</i> /IRAC	25
1.4 Conclusion	30
2 Des données CFHT aux catalogues : le pipeline photométrique	31
2.1 Les données reçues	32
2.2 SExtractor	35
2.3 Extraction des sources	38
2.4 Construction des catalogues associés JKs	38
2.5 Magnitudes limites et précisions photométriques	40
2.6 Organigramme du pipeline	47
2.7 Validation du pipeline	48
2.8 Conclusion	56
3 Diagnostic des candidats	57
3.1 Coupures en couleur : les modèles de Berta et al. 2013	58
3.2 Diagrammes couleur – magnitude et séquences rouges	62
3.3 Cartes de densité : méthodes	64
3.4 Les cartes de densité de nos candidats	72
3.5 Conclusion	84
4 Les données CFHT combinées à IRAC et SPIRE	87
4.1 Association des catalogues JKs avec IRAC	88
4.2 Coïncidence spatiale des surdensités : WIRCam vs SPIRE et IRAC	91
4.3 Diagrammes couleur – couleur	107
4.4 Conclusion	109

5 Les autres candidats	111
5.1 Sélection	112
5.2 Diagnostics	112
5.3 Perspectives	118
6 Confirmations spectroscopiques à l'IRAM	119
6.1 L'IRAM, le 30m et EMIR	120
6.2 Des raies de CO à LIR et SFR	120
6.3 Synthèse des confirmations	124
6.4 G131 à $z = 1.32$	125
6.5 G124 à $z = 2.16$	129
6.6 G176 à $z = 2.75$	133
6.7 Synthèse des résultats	137
6.8 Conclusion	138
7 Euclid	139
7.1 La mission	140
7.2 Organisation	141
7.3 Variations de la PSF de VIS	143
7.4 Conclusion et perspectives	151
Conclusion et perspectives	154
A Annexes	I
A.1 Paramètres SExtractor	II
A.2 Diagrammes couleur – magnitude	IV
A.3 Diagrammes couleur – couleur	XVIII
A.4 Cartes de densité par tranche en couleur	XXVI
A.5 Surdensités et significances des candidats principaux	CXXXI
A.6 Kneissl et al. 2018	CXXXV
B Liste des acronymes	CLVII

Liste des figures

1	La toile cosmique simulée par la Millennium simulation	7
2	La toile cosmique observée par VIPERS	8
3	Arbre de fusion de la galaxie centrale d'un halo	8
4	Bimodalité des galaxies	9
5	Relation SFR – M_{\star}	9
6	Évolution temporelle de la SFRD	10
7	Relation densité – morphologie	12
8	Compilation des amas et proto-amas découverts	13
1.1	I_{ν} vs ν pour des SED typiques de galaxies à $z = 1$ à 4	19
1.2	Diagramme couleur – couleur pour les 2151 candidats du catalogue PHZ	20
1.3	Distribution des z_{phot} en fonction de T_d (PHZ)	20
1.4	Cartes SPIRE d'une surdensité HPASSS à 250, 350 et 500 μm	22
1.5	Histogrammes du nombre de sources SPIRE par région IN et des significances des sources SPIRE, SPIRE-rouges et Lockman	23
1.6	Distribution des z_{phot} en fonction de T_d (HPASSS)	23
1.7	Distributions des L_{IR} et SFR vs T_d	24
1.8	Stackings SPIRE à 350 μm	24
1.9	(3.6)–(4.5) vs z (Papovich 2008) et (4.5) vs z (Rettura et al. 2014)	26
1.10	Distribution et profils radiaux différentiels moyens de densité surfacique de sources IRAC-rouges	28
1.11	z_{phot} vs (3.6)–(4.5) dans le champ COSMOS et distribution des z_{phot} SPHerIC	29
1.12	M_{\star} vs (4.5) dans le champ COSMOS et distribution des M_{\star} SPHerIC	29
1.13	Distribution des rapports SFR_IRAC / SFR_SPIRE SPHerIC	29
2.1	Mosaïques, cartes de poids et cartes des mauvais pixels en bandes J et Ks	33
2.2	Les 13 champs de vue sur leur mosaïque Ks	34
2.3	Organigramme SExtractor	37
2.4	Les 4 modes de photométrie de SExtractor	37
2.5	Distribution des FWHM des <i>goodstars</i> de G075	42
2.6	Courbes de complétude pour G006	43
2.7	Précision photométrique pour G091	45
2.8	Distributions des sépar. angul. entre sources injectées et retrouvées dans WIRDS	46
2.9	Organigramme du pipeline	47
2.10	Cartes de poids de WIRDS	48
2.11	Comparaison des magnitudes et couleurs pour les sources les plus brillantes	51
2.12	Distribution des CLASS_STAR vs Ks	52
2.13	Comptages d'objets avec séparation étoiles/galaxies	53
2.14	Comptages d'objets sans séparation étoiles/galaxies	54
2.15	Distribution des Ks pour G124 et des J – Ks pour les 13 champs	55
3.1	Spectre d'une galaxie présentant un saut de Balmer	59
3.2	J – Ks vs z pour plusieurs modèles de galaxies	59
3.3	Définition des couleurs bleue, verte, jaune, orange et rouge	61
3.4	Diagrammes couleur – magnitude pour G101 et G124	63

3.5	Cartes de densité par la méthode des disques sur grille	65
3.6	Cartes de densité par la méthode kNN	67
3.7	Distribution des sources sur la grille et carte de densité d'un champ simulé de 19*33 sources	68
3.8	Cartes de densité du champ simulé précédent par la méthode kNN	69
3.9	Cartes de densité d'un champ simulé de 16*12 sources, alignées sur une grille ou non	70
3.10	Écart-type σ de la densité Σ vs Σ	70
3.11	$\Sigma \pm \sigma$ vs k	71
3.12	Cartes de densité par les méthodes de Delaunay et 6NN	71
3.13	Cartes de densité all de G124 : large et ROI	73
3.14	Cartes de densité rao de G124 : large et ROI	74
3.15	Cartes de densité larges de G124 : vert et bleu	75
3.16	Surdensités et significances rouges, orange, jaunes et bleues pour les 13 champs .	77
3.17	Calcul de significances avec la méthode de Strazzullo et al. pour G073 rouge et G124 orange	78
3.18	Calcul de signficance avec la méthode de Strazzullo et al. pour G091 orange	79
3.19	Comparaison des significances : notre définition vs celle de Strazzullo et al.	81
3.20	Cartes de densité rouges de G056b	82
3.21	Cartes de densité orange de G063	83
4.1	Distribution des séparations angulaires ch2/Ks	89
4.2	Distribution du nombre de source Ks par source ch2	89
4.3	Les 13 champs de vue sur leur mosaïque Ks	90
4.4	Cartes de densité rao de G006 avec et sans prior IRAC-rouge	92
4.5	Cartes de densité rao de G056a avec et sans prior IRAC-rouge	93
4.6	Cartes de densité rao de G056b avec et sans prior IRAC-rouge	94
4.7	Cartes de densité rao de G063 avec et sans prior IRAC-rouge	95
4.8	Cartes de densité rao de G073 avec et sans prior IRAC-rouge	96
4.9	Cartes de densité rao de G075 avec et sans prior IRAC-rouge	97
4.10	Cartes de densité rao de G079 avec et sans prior IRAC-rouge	98
4.11	Cartes de densité rao de G091 avec et sans prior IRAC-rouge	99
4.12	Cartes de densité rao de G101 avec et sans prior IRAC-rouge	100
4.13	Cartes de densité rao de G124 avec et sans prior IRAC-rouge	101
4.14	Cartes de densité rao de G162 avec et sans prior IRAC-rouge	102
4.15	Carte de densité rao de G180 avec prior IRAC-rouge	103
4.16	Cartes de densité rouge et orange de G180 avec prior IRAC-rouge	104
4.17	Cartes de densité rao de G322 avec et sans prior IRAC-rouge	105
4.18	Carte de densité rao de G124 pour JWST	107
4.19	Diagramme couleur – couleur de G124	108
4.20	Nombre de sources rao, rouges et orange dans les 13 candidats, après sélection IRAC	109
5.1	Cartes de densité orange de G063_s1 avec et sans prior IRAC-rouge	114
5.2	Cartes de densité orange de G091_s1 avec et sans prior IRAC-rouge	115
5.3	Diagrammes couleur – magnitude et couleur – couleur de G063_s1	116
5.4	Diagrammes couleur – magnitude et couleur – couleur de G091_s1	117
6.1	Fréquences des transitions CO(J–J–1) vs z	121
6.2	Rapport des luminosités CO(J–J–1) et CO(1–0) vs L_{IR}	124
6.3	Mosaïques IRAC et SPIRE autour de G131	126
6.4	Raies de CO de G131	127
6.5	MBB ajusté sur les flux SPIRE de G131	128
6.6	Mosaïques WIRCam, IRAC et SPIRE autour de G124	130
6.7	Raies de CO de G124_1 et G124_2	131
6.8	MBB ajustés sur les flux SPIRE de G124_1 et G124_2	132
6.9	Mosaïques IRAC et SPIRE autour de G176	133

6.10 Raies de CO de G176_2	135
6.11 MBB ajustés sur les flux SPIRE de G176_1 et G176_2	136
6.12 Significances des raies de CO et distribution des redshifts	137
7.1 Plan focal de VIS et NISP	141
7.2 Organigramme Euclid	141
7.3 Les 10 OU	143
7.4 Tache d’Airy et exemple d’une étoile vue par VIS	144
7.5 Profil d’intensité d’une tache d’Airy	144
7.6 Exemple de PSF monochromatiques et effective	145
7.7 Variations de la FWHM, du R_{83} et de l’ellipticité de la PSF de 131 étoiles en fonction de leur type spectral	147
7.8 Variations de la FWHM, du R_{83} et de l’ellipticité de la PSF de 25 galaxies en fonction de leur type spectral	148
7.9 Spectre de corps noirs de 10000, 5000 et 3000 K	149
7.10 Variations de la FWHM, du R_{83} et de l’ellipticité de la PSF d’un corps noir en fonction de sa position sur le plan focal	150
A.1 Diagrammes couleur – magnitude de G006	V
A.2 Diagrammes couleur – magnitude de G056a	VI
A.3 Diagrammes couleur – magnitude de G056b	VII
A.4 Diagrammes couleur – magnitude de G063	VIII
A.5 Diagrammes couleur – magnitude de G073	IX
A.6 Diagrammes couleur – magnitude de G075	X
A.7 Diagrammes couleur – magnitude de G079	XI
A.8 Diagrammes couleur – magnitude de G091	XII
A.9 Diagrammes couleur – magnitude de G101	XIII
A.10 Diagrammes couleur – magnitude de G124	XIV
A.11 Diagrammes couleur – magnitude de G162	XV
A.12 Diagrammes couleur – magnitude de G180	XVI
A.13 Diagrammes couleur – magnitude de G322	XVII
A.14 Diagrammes couleur – couleur de G006 et G056a	XIX
A.15 Diagrammes couleur – couleur de G056b et G063	XX
A.16 Diagrammes couleur – couleur de G073 et G075	XXI
A.17 Diagrammes couleur – couleur de G079 et G091	XXII
A.18 Diagrammes couleur – couleur de G101 et G124	XXIII
A.19 Diagrammes couleur – couleur de G162 et G180	XXIV
A.20 Diagramme couleur – couleur de G322	XXV
A.21 Cartes de densité larges de G006	XXVII
A.29 Cartes de densité larges de G056a	XXXV
A.37 Cartes de densité larges de G056b	XLIII
A.45 Cartes de densité larges de G063	LI
A.53 Cartes de densité larges de G073	LIX
A.61 Cartes de densité larges de G075	LXVII
A.69 Cartes de densité larges de G079	LXXV
A.77 Cartes de densité larges de G091	LXXXIII
A.85 Cartes de densité larges de G101	XCI
A.93 Cartes de densité larges de G124	XCIX
A.101 Cartes de densité larges de G162	CVII
A.109 Cartes de densité larges de G180	CVX
A.117 Cartes de densité larges de G322	CXXIII
A.125 Surdensités et significances rouges, bleues, vertes des 13 champs	CXXXIV

Liste des tableaux

1.1 Programmes d'observation ayant conduit à l'échantillon HPASSS	21
1.2 Programmes d'observation ayant conduit à l'échantillon SPHerIC	26
2.1 Programmes d'observation des 13 champs CFHT	32
2.2 Les différentes appellations des 13 champs	33
2.3 Flags SExtractor	36
2.4 Paramètres cruciaux pour l'extraction des sources	38
2.5 Nombre d'étoiles et de <i>goodstars</i> par champ	39
2.6 Estimation des PSF dans les 13 champs	41
2.7 Magnitude limite J_{50} vs R_m dans WIRDS	41
2.8 Magnitudes limites à 50% et 90%	44
2.9 Paramètres SExtractor de Bielby et al.	48
2.10 Magnitudes limites à 50% (pipeline vs Bielby et al.)	49
2.11 Comptages de galaxies en bande Ks	50
3.1 Récapitulatif des 8 couleurs définies	60
3.2 Présence d'une séquence rouge ?	64
3.3 Significances dans chaque couleur pour chaque champ	80
4.1 Coïncidence surdensité JKs / source SPIRE	106
4.2 Nombre typique de sources rao, rouges et orange dans les 10 champs surdenses en rao, après sélection IRAC	108
5.1 Nombre de candidats secondaires par champ en fonction de leur type	112
5.2 Coordonnées et couleur de la surdensité des candidats secondaires, et présence ou non d'une source SPIRE / surdensité IRAC	112
5.3 Significances de G063_s0, G063_s1, G091_s0 et G091_s1 dans chaque couleur	113
5.4 Présence d'une séquence rouge ?	113
6.1 Facteurs α et β reliant L_{IR} et L'_{CO}	123
6.2 Récapitulatif des observations IRAM/30m	124
6.3 Flux SPIRE et luminosités CO de G131_1, G124_1, G124_2, G176_1 et G176_2	125
6.4 T_d , L_{IR} et SFR de G131	125
6.5 T_d , L_{IR} et SFR de G124_1 et G124_2	129
6.6 T_d , L_{IR} et SFR de G176_1 et G176_2	134
6.7 Récapitulatif des analyses IRAM/30m	137
A.1 Σ_{field} , Σ_{cand} , δ_{gal} et σ_{gal} pour chaque champ dans chaque couleur	CXXXI

Résumé, abstract

Les galaxies de l'Univers local ont des propriétés très différentes selon l'environnement dans lequel elles se trouvent : couleur, morphologie, fraction de gaz, taux de formation stellaire, etc. La plupart des galaxies au sein d'environnements denses actuels (amas et groupes) sont passives, rouges et elliptiques, alors que les galaxies de champ peuvent être en phase de formation stellaire, bleues et spirales. Cette différenciation s'est opérée durant leur formation, où les processus entrant en jeu étaient eux-mêmes différents selon l'environnement. Les observations indiquent d'une part que ce pic d'activité de formation stellaire a eu lieu vers $z = 2$, d'autre part que les environnements denses étaient à cette époque des lieux de formation stellaire très intense, soit l'inverse d'aujourd'hui. C'est en observant les progéniteurs des amas massifs actuels que l'on pourra comprendre les mécanismes responsables de cette formation apparemment accélérée au sein des environnements denses. Cependant, observer des (proto-)amas à grand z n'est pas chose simple, notamment à cause de leur rareté. De bons candidats sont les galaxies sub-millimétriques, qui tracent directement la formation stellaire. Grâce aux observations du satellite *Planck*, une liste de 2151 candidats amas à grand redshift (le PHZ) a été construite. 228 sources ont été suivies avec *Herschel*/SPIRE (HPASSS), confirmant leur potentiel d'être les structures recherchées. Sur ces 228 sources, 82 ont été observées en proche infrarouge (NIR) avec *Spitzer*/IRAC, constituant l'échantillon appelé SPHerIC (*Spitzer-Planck-Herschel* infrared clusters). L'analyse des résultats confirme là encore des sources compatibles avec les progéniteurs des amas massifs locaux. 13 de ces champs ont été observés dans deux autres bandes NIR avec CFHT/WIRCam (J et Ks), afin de rendre plus robuste l'échantillon SPHerIC. Mon travail de thèse consiste à tirer le maximum d'informations à partir de ces deux nouvelles bandes et ainsi faire de SPHerIC un échantillon plus fiable.

Après avoir développé un pipeline photométrique pour créer les catalogues de sources JKs à partir des images pré-traitées et coadditionnées, j'ai généré des cartes de densité surfacique de galaxies par tranches de couleur J – Ks avec l'algorithme k NN. J'ai défini 8 tranches en couleur J – Ks à partir des modèles semi-empiriques de BERTA et al. [2013] en m'inspirant de la définition des *distant red galaxies* de FRANX et al. [2003]. Chaque couleur correspond à un intervalle en redshift, ce qui permet de contraindre celui-ci. En comparant la position des surdensités JKs avec celles des surdensités IRAC-rouges, qui correspondent à des sources à $z > 1.3$ et celles des sources SPIRE-rouges, je montre la coïncidence entre ces trois quantités. Les diagrammes couleur – magnitude (J – Ks) vs Ks couplés aux modèles de KODAMA et al. [1998] semblent indiquer la présence d'une séquence rouge pour 12 des 13 champs, indiquant des structures dont les galaxies sont en coévolution. Si les séquences rouges sont bien réelles, elles indiquent typiquement des candidats à $z \sim 2$. Les diagrammes couleur – couleur ([3.6] – [4.5]) vs (J – Ks) des sources IRAC-rouges sont eux compatibles avec les modèles de galaxies en phase de formation stellaire de BERTA et al. [2013], un résultat compatible avec ceux de *Planck* et *Herschel*. Toutes les analyses des données photométriques en notre possession convergent vers la conclusion que nos candidats sont de réelles structures à grand redshift et à formation stellaire intense.

J'ai également participé aux campagnes d'observations spectroscopiques de plusieurs sources SPHerIC au télescope de 30 m de l'IRAM, et ai confirmé l'existence de 2 structures à $z = 2.16$ et $z = 2.75$ et d'une source à $z = 1.32$. À partir des flux CO, j'ai dérivé la luminosité infrarouge et le SFR avec plusieurs méthodes classiques. Malgré les incertitudes importantes, les valeurs semblent indiquer là encore des structures en phase de formation stellaire intense.

Enfin, j'ai contribué au projet spatial Euclid en étudiant les variations de la PSF de la caméra VIS en fonction du type d'objet observé et de sa position sur le plan focal, et je montre que les variations sont faibles pour les étoiles et les galaxies standards.

The properties of local galaxies (color, morphology, gas fraction, star formation rate, etc.) greatly depend on their environment. Most galaxies in dense environments (groups, clusters) are ellipticals and so-called "red and dead", whereas field galaxies may be still blue star-forming spirals. The split between those two populations occurred during their assembly, at a time when the mechanisms into play were environment-dependent. Current observations indicate that the peak of star formation occurred around $z = 2$, and that dense environments used to be cradles of intense star formation, the very opposite to today. The mechanisms responsible for this accelerated formation and evolution in the densest environments may be explained by observing the high- z progenitors of today's most massive systems. However, the challenge is tricky since such sources are rare. Good candidates are sub-millimeter galaxies, because they directly trace star formation. A list of 2151 high-redshift cluster candidates (PHZ) has been built from *Planck* FIR/mm data. 228 sources have been observed by *Herschel*/SPIRE (HPASSS), confirming that they may be the progenitors we are looking for. Among these 228 sources, 82 have been observed in near infrared by *Spitzer*/IRAC (the *Spitzer-Planck-Herschel* infrared clusters (SPHerIC) sample), once again making them compatible with the parents of local most massive clusters. 13 sources from SPHerIC have also been observed in 2 others NIR bands with CFHT/WIRCam (J and Ks), in order to make SPHerIC more robust. My work consisted in extracting as much information as I could from those new data to increase SPHerIC reliability.

After making JKs source catalogues with a self-made photometric pipeline, from already pre-processed images, I made galaxy surface density maps in J – Ks color slices with the k NN algorithm. I defined 8 color slices using BERTA et al. [2013] galaxy templates and following the definition of distant red galaxies from FRANX et al. [2003]. Each color slice corresponds to a slice in redshift, making possible to constrain the redshift of NIR overdensities. By comparing the positions of JKs and IRAC-red (i.e., $z > 1.3$) overdensities with the positions of SPIRE-red sources, I show that those three quantities coincide well with each other. JKs color – magnitude diagrams (J – Ks vs Ks) along with models from KODAMA et al. [1998] may exhibit a red sequence in 12 out of 13 fields, indicating mature co-evolving galaxies. In the case the red sequences are real, they indicate a typical redshift of $z \sim 2$. NIR color – color diagrams ([3.6] – [4.5] vs J – Ks) of IRAC-red sources are compatible with the star-forming models from BERTA et al. [2013], also compatible with *Planck* and *Herschel* results. The analyses of our photometric data all converge toward the fact that our candidates are genuine high- z star-forming structures.

I also contributed to spectroscopic observations at the IRAM/30m telescope. I confirmed 2 structures at $z = 2.16$ and $z = 2.75$ and a source at $z = 1.32$. Infrared luminosities and star-formation rates derived from CO fluxes are consistent with high-SFR sources.

In parallel, I have been involved in the Euclid Consortium : I studied the PSF variations of the VIS imager w.r.t. the spectral type of observed objects and their position on the focal plane. I show there is a limited impact on the PSF as long as the stars and galaxies are standard.

Remerciements

En premier lieu, je tiens à remercier Hervé Dole pour avoir porté son choix sur ma candidature et pour m'avoir suivi durant ces 3 années. Merci aux membres du jury d'avoir accepté de remplir ce rôle. Un grand merci à Clément Martinache de s'être improvisé mentor lors de ma [sa] première [dernière] année, alors que je me demandais quoi faire de mes données ~~toutes fraîches~~ sorties des profondeurs de /data. Merci à Alexandre Boucaud pour son assistance informatique intégré.

Je garderai un souvenir particulier des Welcome Back, ces discussions hebdomadaires informelles à base de science et de biscuits bizarres¹. Les Welcome, réunions plus classiques où l'on discutait d'articles récents, étaient instructifs mais souvent difficiles à suivre. Cependant, cela contribuait à l'ambiance et à la solidarité du groupe cosmo que j'ai réellement appréciées. Merci à tous les doctorants et les post-docs avec qui j'ai interagi : Raoul Cañameras, Victor Bonjean, Antoine Marchal, Édouard Lecoq, Louis Legrand, Adélie Gorce, Thiébaud Schirmer, Quentin Salomé, Reinier Janssen, Laura Salvati, Giulio Fabbian, Nicola Malavasi, Hideki Tanimura, Stéphane Ilić, Uliana Pyrohova, et en particulier Nadège Lemarchand et Thomas Boutéraon, dont les discussions métaphysiques et civilisationnelles ont nourri mes réflexions et embelli mes journées. Même si je ne participais que rarement aux pauses collectives ou autres activités de groupe, échanger avec vous tous a toujours été enrichissant et bénéfique.

Merci ma chère Sophie pour ta présence indispensable durant toutes ces années. Et merci infiniment mes parents, frère et sœur pour votre indéfectible soutien et votre accompagnement salutaire. Sans vous, ma thèse ne se serait pas terminée ainsi.

1. voire d'insectes grillés

Les grandes structures dans l'Univers

« Tant de mains pour transformer ce monde, et si peu de regards pour le contempler »

Julien Dracq

Sommaire

0.1 Contexte	6
0.2 Formation des grandes structures	6
0.3 Formation et évolution des galaxies	8
0.4 Amas et proto-amas de galaxies	10
0.4.1 Définitions	10
0.4.2 Rôle de l'environnement	11
0.5 Détection des (proto-)amas à grand redshift	12
0.5.1 Optique et NIR	12
0.5.2 X	13
0.5.3 Effet SZ	14
0.5.4 Cibler des traceurs	14
0.5.5 Surdensités de galaxies	14
0.6 Problématique et approche	15

0.1 Contexte

L'astronomie a ceci de particulier que ses objets d'étude ne sont pas appréhensibles. On ne peut pas non plus fixer les conditions initiales d'une expérience. Pour observer l'effet du vent sur une structure, on peut souffler dessus et noter ses observations, puis souffler plus fort, puis souffler de l'autre côté. Mais on ne peut pas aller observer une galaxie "de l'autre côté", ni la rendre moins brillante pour voir l'effet sur notre détecteur. Certes, l'astronomie englobe l'étude du système solaire, des objets desquels on est désormais capable d'aller observer "l'autre côté", mais la performance s'arrête à cette distance, excessivement faible. Dans un avenir assez proche, nous serons en mesure d'envoyer des satellites sonder les abords des étoiles les plus proches de la nôtre, mais on aura alors atteint une limite non pas technique mais physique, celle où le maillon faible sera le temps nécessaire à l'envoi des données sur Terre. Et comparées à l'immensité de l'Univers, ces étoiles sont à notre porte.

C'est peut-être cet aspect d'inaccessibilité qui fait que les humains se sont toujours intéressés au cosmos et ont érigé ses entités au rang de divinités. Leur caractère éternel apparent a aussi contribué à leur conférer une toute-puissance. Hier le Soleil comme dieu, aujourd'hui l'astrologie comme prédiction du futur, l'humain veut croire, sinon que l'Univers existe pour le servir ou être servi par lui, qu'il s'inquiète pour lui. Peut-être est-il plus sage d'accepter notre ignorance et de tenter de la combler humblement, pas à pas, en laissant de côté les croyances et en se basant sur des faits. La tâche est sans fin puisque chaque réponse soulève au moins une nouvelle question, mais telle est la progression naturelle du savoir.

L'avènement de l'électronique a permis à l'astronomie de passer à son ère moderne. Ses progrès fulgurants sont à l'origine de découvertes cosmologiques majeures comme l'accélération de l'expansion de l'Univers (RIESS et al. [1998], PERLMUTTER et al. [1999]) et l'existence des ondes gravitationnelles (LIGO SCIENTIFIC COLLABORATION et VIRGO COLLABORATION [2016]). Mais au-delà de ces résultats spectaculaires, l'avancée plus régulière des autres sous-domaines a bien lieu. Ainsi en est-il pour l'étude des galaxies et des grandes structures en général. Edwin Hubble (1889-1953) a été le premier à tenter de classer les galaxies², selon un critère morphologique, ce qui a donné le diagramme éponyme. Même si ses interprétations étaient incorrectes, son diagramme est encore utilisé de nos jours, dans une version actualisée (avec e.g. *Spitzer/SINGS*³). La complexification vient du fait que les galaxies ne peuvent pas être triées selon des critères simples, tant leurs caractéristiques sont variées. Les propriétés d'une galaxie lui ont été conférées par son histoire passée et contemporaine. En particulier, son environnement joue un rôle déterminant dans son évolution. Il est désormais admis que les galaxies se situant au sein d'environnements denses ont des propriétés bien différentes des galaxies isolées. Néanmoins, les raisons précises de ces différences ne sont pas connues.

Dans la suite, je fais un tour d'horizon des connaissances actuelles concernant les liens entre les galaxies et leur environnement, ainsi que des techniques de détection des structures à grand redshift.

0.2 Formation des grandes structures

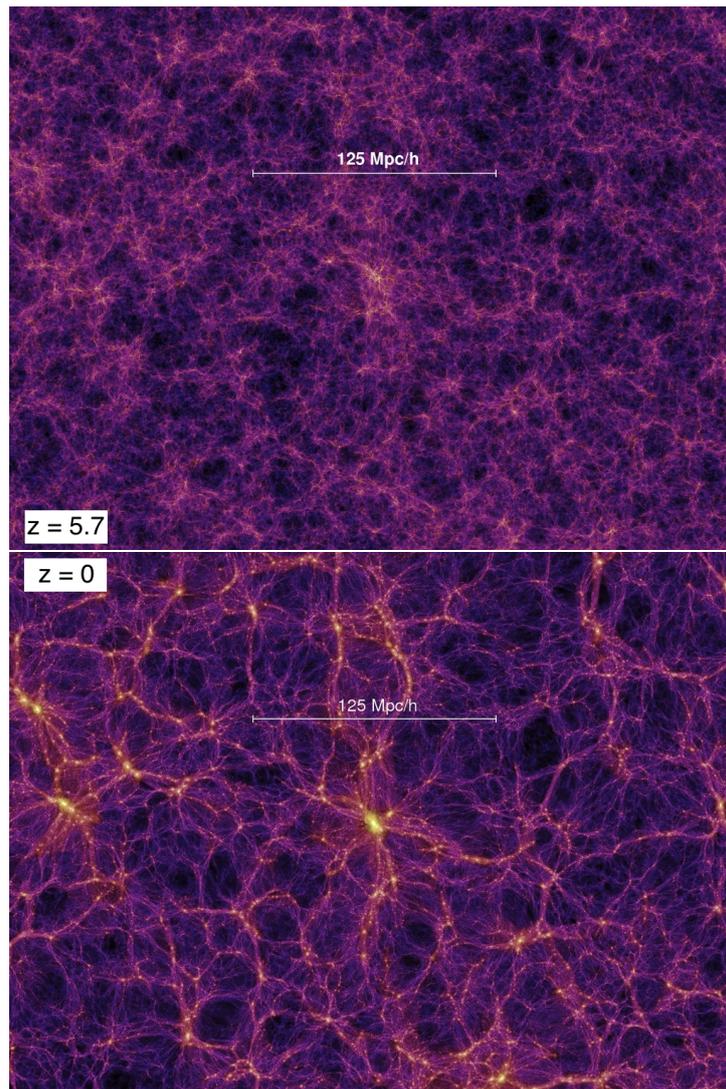
L'Univers est homogène à très grande échelle et pourtant il est très structuré. Les simulations cosmologiques (e.g. Millennium (SPRINGEL et al. [2005]), DEUS (RASERA et al. [2010]), CLUES (GOTTLÖBER et al. [2010]), Bolshoi (KLYPIN et al. [2011]), MultiDark (PRADA et al. [2012]), Illustris (VOGELSBERGER et al. [2014a]), Horizon-AGN (DUBOIS et al. [2014])) et les observations (e.g. le 2-degree field (2dF) (COLLESS et al. [2001]), le Sloan digital sky survey (SDSS) (SKRUTSKIE et al. [2006]), le VIMOS public extragalactic redshift survey (VIPERS) (GARILLI et al. [2014], GUZZO et al. [2014])) s'accordent sur le fait que l'Univers à grande échelle a une forme filamentaire qu'on appelle la toile cosmique. La matière noire est répartie le long de murs dont les croisements sont ces filaments, et dont les nœuds, qui correspondent aux plus grandes surdensités de matière, abritent les amas de galaxies. Hors des filaments se trouvent les vides cosmiques, des sous-densités de matière. Les figures 1 et 2 illustrent

2. après avoir démontré en 1924 que la Voie Lactée n'est pas la seule, HUBBLE [1925]

3. http://www.spitzer.caltech.edu/uploaded_files/other_files/0004/7822/SINGS-Poster.pdf

la toile cosmique, modélisée par Millenium et observée dans VIPERS. L'existence de structures dans l'Univers provient des fluctuations primordiales du champ de densité. Ces fluctuations ont été amplifiées par la gravitation en suivant initialement un régime linéaire puis, dès lors que la surdensité n'était plus négligeable devant la densité environnante, se sont effondrées en ne suivant plus la dynamique globale de l'Univers : c'est l'effondrement primordial (MATSUDA et al. [1969], HUTCHINS [1976], PALLA et al. [1983], OLIVEIRA et al. [1998]). La matière baryonique suit la matière noire dans son effondrement jusqu'au stade d'amas globulaire⁴ ou de petite galaxie, et c'est cette matière baryonique que l'astronomie traditionnelle observe par le biais des photons que les étoiles (principalement) émettent.

FIGURE 1 – La toile cosmique simulée par la Millennium simulation, à $z = 5.7$ (haut) et à $z = 0$ (bas). Tiré du site web de la simulation⁵



Historiquement, le modèle principal de croissance des structures telles que les amas de galaxies était l'effondrement monolithique (EGGEN et al. [1962]) : toutes les galaxies auraient été formées au même moment à partir de l'effondrement de nuages de gaz primordial, très tôt dans l'histoire de l'Univers. Mais les observations ont contredit cette vision : aujourd'hui, il est communément admis que les structures s'assemblent par croissance hiérarchique, c'est-à-dire par fusions successives de systèmes plus petits (PEEBLES [1980], PADMANABHAN [1993], WHITE [1997]). La figure 3, tirée de DE LUCIA et BLAIZOT [2007], illustre cette croissance.

4. un amas d'étoiles

5. <https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/galform/virgo/millennium/>

6. <http://vipers.inaf.it/rel-pdr1.html>

FIGURE 2 – La toile cosmique observée par VIPERS : 55000 galaxies sont identifiées dans l'intervalle de redshift [0.45, 1.10] et forment une structure filamentaire bien visible. Tiré du site web de VIPERS ⁶

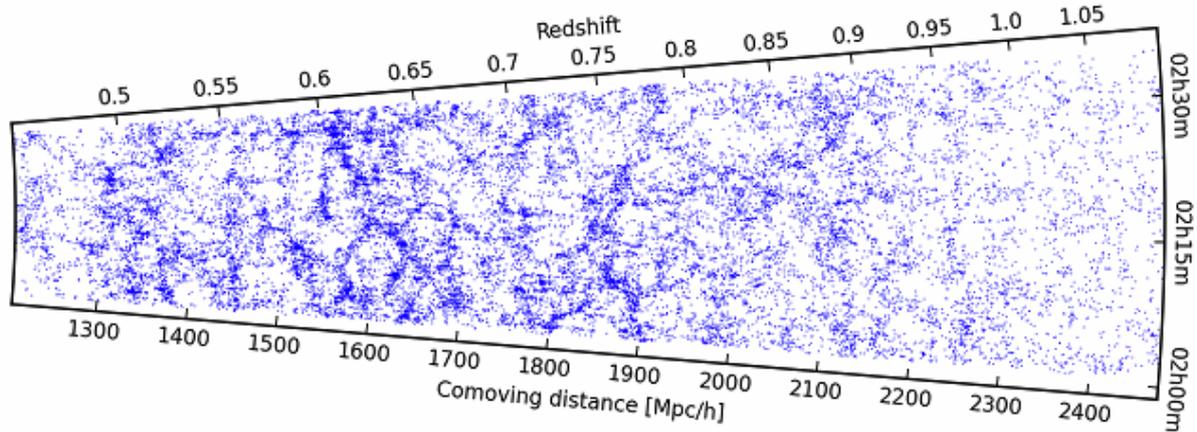
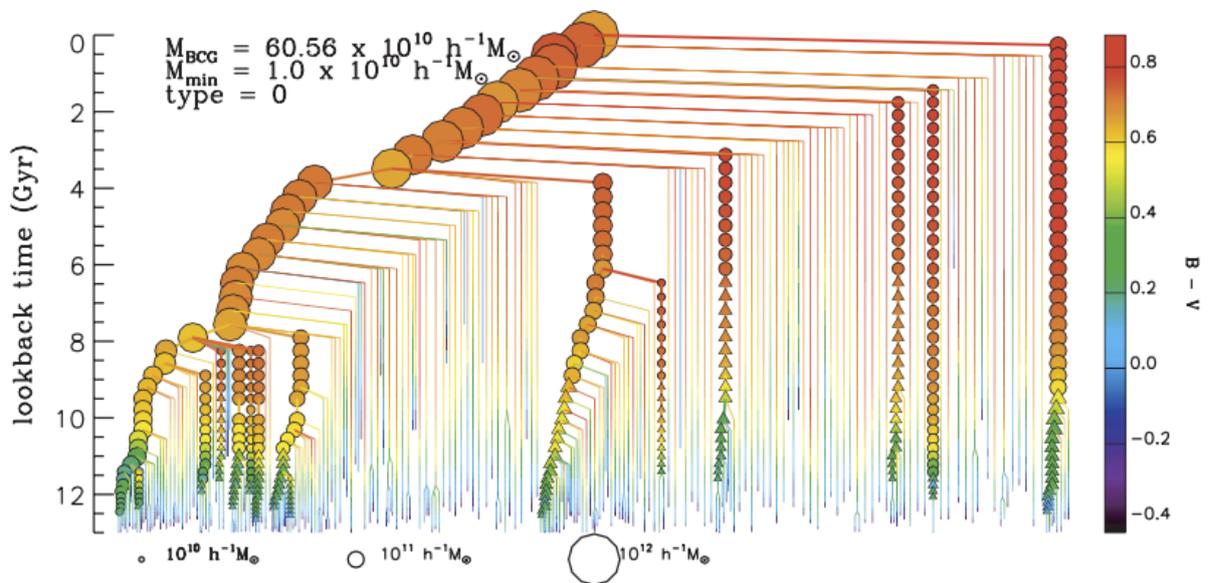


FIGURE 3 – Arbre de fusion de la galaxie centrale d'un halo. Chaque symbole représente une galaxie, de masse codée par sa taille. Le temps s'écoule de bas en haut. La galaxie centrale est issue d'un grand nombre de fusions de systèmes plus petits. Tiré de DE LUCIA et BLAIZOT [2007]



0.3 Formation et évolution des galaxies

On sait depuis longtemps que les propriétés des galaxies (âge, couleur, morphologie, masse, masse stellaire, taux de formation stellaire, fraction de gaz, etc.) sont étroitement liées à leur contenu stellaire (e.g. SANDAGE et VISVANATHAN [1978]) : les galaxies elliptiques sont généralement plus massives et plus rouges que les galaxies spirales, ce qu'on appelle la bimodalité (voir figure 4). La masse stellaire et le taux de formation stellaire sont aussi très corrélés : les galaxies formant des étoiles s'alignent typiquement le long d'une séquence dite principale (voir figure 5 et e.g. DADDI et al. [2007], PENG et al. [2010], KOYAMA et al. [2013]), où les galaxies plus massives forment plus d'étoiles. Cette relation dépend aussi du redshift et apparemment pas de l'environnement lui-même, comme on le verra à la prochaine section. La formation stellaire cosmique (globale) dépend elle aussi fortement du redshift : c'est autour de $z = 2$ ⁷ que le pic de densité de taux de formation stellaire (*star formation rate density* (SFRD)) est atteint (voir figure 6 et e.g. MADAU et DICKINSON [2014], HENRIQUES et al. [2015]), c'est donc à cette période que l'assemblage de la masse stellaire est le plus intense. Aux redshifts plus petits, la SFRD diminue. Cette décroissance est due à la déplétion du gaz froid et au phénomène de

7. L'Univers avait alors environ 3 milliards d'années, 25% de son âge actuel, si on adopte la cosmologie Planck 2013 (PLANCK COLLABORATION et al. [2014]).

quenching dont les processus sont encore mal compris. Les supernovæ semblent jouer un rôle prépondérant dans le quenching des galaxies peu massives, et les noyaux actifs de galaxie (active galactic nuclei (AGN)) dans celui des galaxies massives, en ionisant le gaz et en le maintenant chaud⁸ (voir e.g. VOGELSBERGER et al. [2014b]) et/ou en l'expulsant dans le milieu extra-galactique.

Outre les phénomènes internes, les galaxies sont modélées par leur environnement, comme je le résume à la section suivante.

FIGURE 4 – Bimodalité : couleur, masse et morphologie des galaxies sont corrélées. Tiré de CORREA et al. [2017]

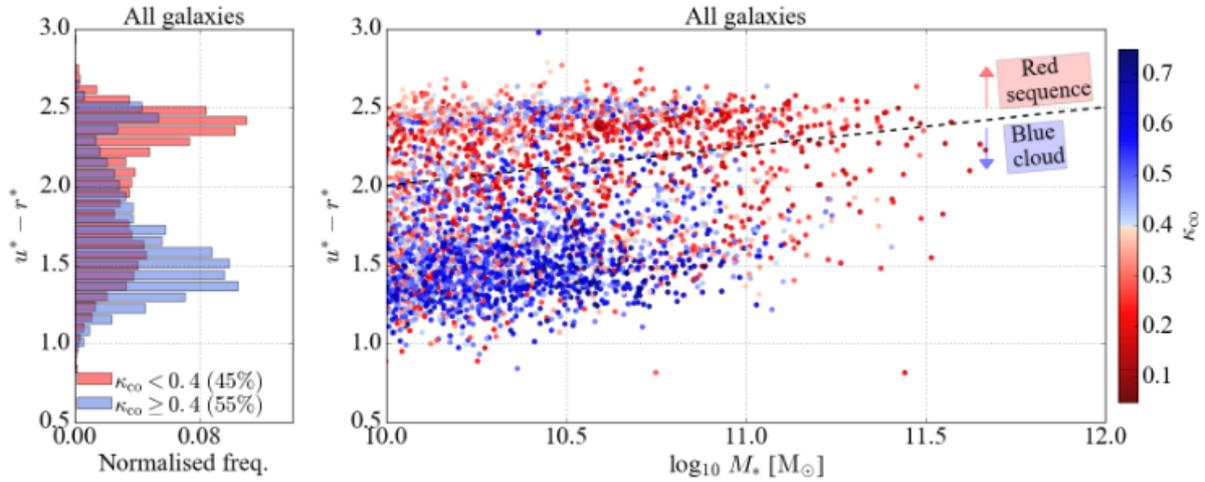
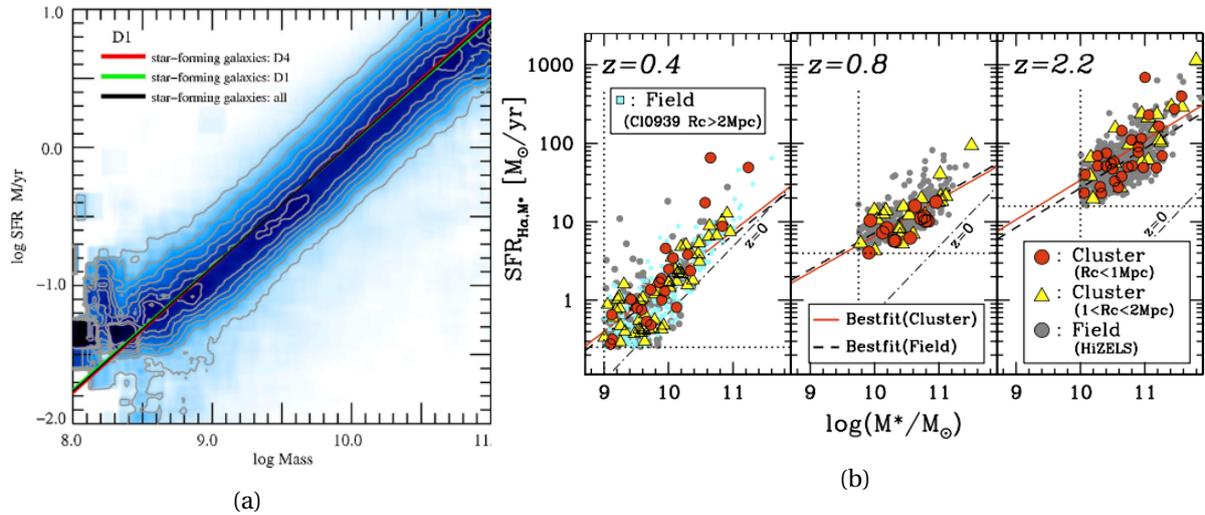
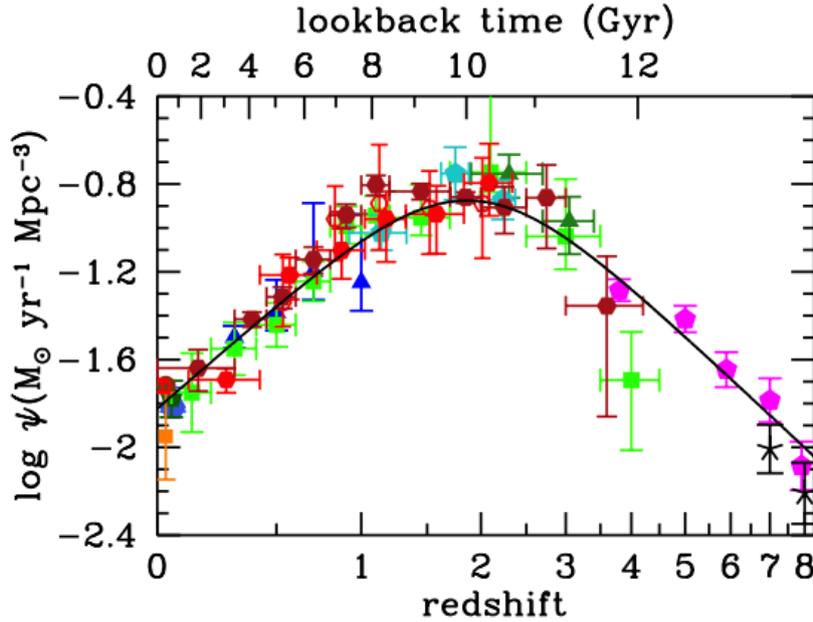


FIGURE 5 – Relation SFR – M_\star : dans les galaxies formant des étoiles, le taux de formation stellaire est une loi de puissance fonction de la masse stellaire, une relation qu'on appelle la séquence principale. (a) Séquence principale pour les galaxies SDSS formant des étoiles. Tiré de PENG et al. [2010]. (b) La séquence principale évolue avec le redshift, mais pas avec l'environnement. Tiré de KOYAMA et al. [2013]



8. Seul le gaz neutre assez froid (quelques dizaines de kelvins) peut se condenser suffisamment pour amorcer les réactions nucléaires menant à la formation des étoiles.

FIGURE 6 – Évolution temporelle de la densité de taux de formation stellaire (SFRD). Le pic vers $z = 2$ est bien visible. Tiré de MADAU et DICKINSON [2014]



0.4 Amas et proto-amas de galaxies

0.4.1 Définitions

Avant de voir l'influence de l'environnement sur ses galaxies hôtes, commençons par les définitions. Un amas de galaxies est une structure de matière gravitationnellement liée de quelques Mpc de diamètre. Sa composition en masse est $\sim 90\%$ de matière noire sous forme d'un halo, $\sim 8\%$ de gaz intra-amas (VIKHLININ et al. [2006]) et $\sim 2\%$ de galaxies (BAHCALL et KULIER [2014]), les pourcentages de masse baryonique variant avec la température (et donc la masse) de l'amas. Dans l'Univers local, les amas contiennent 5–10% de l'ensemble des galaxies (ELBAZ et al. [2007]). L'intracluster medium (ICM) est un gaz d'électrons (principalement) à une température de l'ordre de 10^{7-8} K. Il n'y a pas de frontière nette entre groupes et amas de galaxies, mais une masse minimale de $10^{14} M_{\odot}$ peut être requise pour les amas, soit typiquement quelques dizaines de galaxies. Les plus gros amas ont une masse de quelques $10^{15} M_{\odot}$. De même, un amas étant une surdensité locale dans l'Univers, il n'y a pas de règle unique pour définir son extension spatiale. Il existe 3 grandeurs classiques pour définir la taille d'un amas : R_{200} , R_{500} et R_{vir} . Ces grandeurs représentent son rayon, et supposent donc qu'un amas est sphérique. R_{200} est le rayon de la sphère dont l'intérieur a une densité moyenne 200 fois supérieure à $\rho_c(z)$, la densité critique de l'Univers qui lui est contemporain. R_{500} est défini de façon analogue, on a donc $R_{500} < R_{200}$. Quant à R_{vir} , c'est le rayon de la sphère à l'intérieur de laquelle la matière est à l'équilibre viriel, soit plus ou moins en équilibre hydrostatique. Enfin, le caractère virialisé n'est pas requis par tous les auteurs pour appeler amas une structure assez massive (e.g. MULDREW et al. [2018]).

Si un amas n'a pas une définition stricte, c'est encore plus vrai pour un proto-amas : il y a au moins deux façons de le définir, et elles s'appuient sur la définition variable d'un amas. Précisons d'abord qu'on s'intéresse aux proto-amas à grand redshift, on ne considère pas les proto-amas à bas z . La définition la plus couramment employée est d'appeler proto-amas la région de l'espace qui contient l'ensemble des halos qui finiront par en former un seul à $z = 0$ qui lui mérite l'appellation "amas" (e.g. CHIANG et al. [2013], MULDREW et al. [2015], OVERZIER [2016], MULDREW et al. [2018]). La deuxième définition est d'appeler proto-amas uniquement le halo principal. Si cette seconde définition est bien plus facile à mettre en œuvre, elle a l'inconvénient de faire rater les plus petites structures environnantes dont e.g. MULDREW et al. [2015] prouvent l'importance pour estimer la masse du futur amas. "Observer un proto-amas" devient alors une réalité complètement différente selon la

définition adoptée. Avec la première définition, un proto-amas s'étale typiquement sur des dizaines de cMpc⁹.

Dans mon travail, je n'ai pas eu besoin de définir proprement un amas et un proto-amas car je me suis intéressé à des objets en particulier, qui plus est au stade de candidats, et pas à des échantillons qu'il aura fallu sélectionner avec précaution. J'appellerai donc proto-amas une région surdense en galaxies qui à $z = 0$ se sera effondrée en une structure d'au moins $10^{14} M_{\odot}$. Adopter une autre définition ne changerait rien à mes conclusions. Voyons maintenant en quoi l'environnement d'une galaxie a un impact sur elle.

0.4.2 Rôle de l'environnement

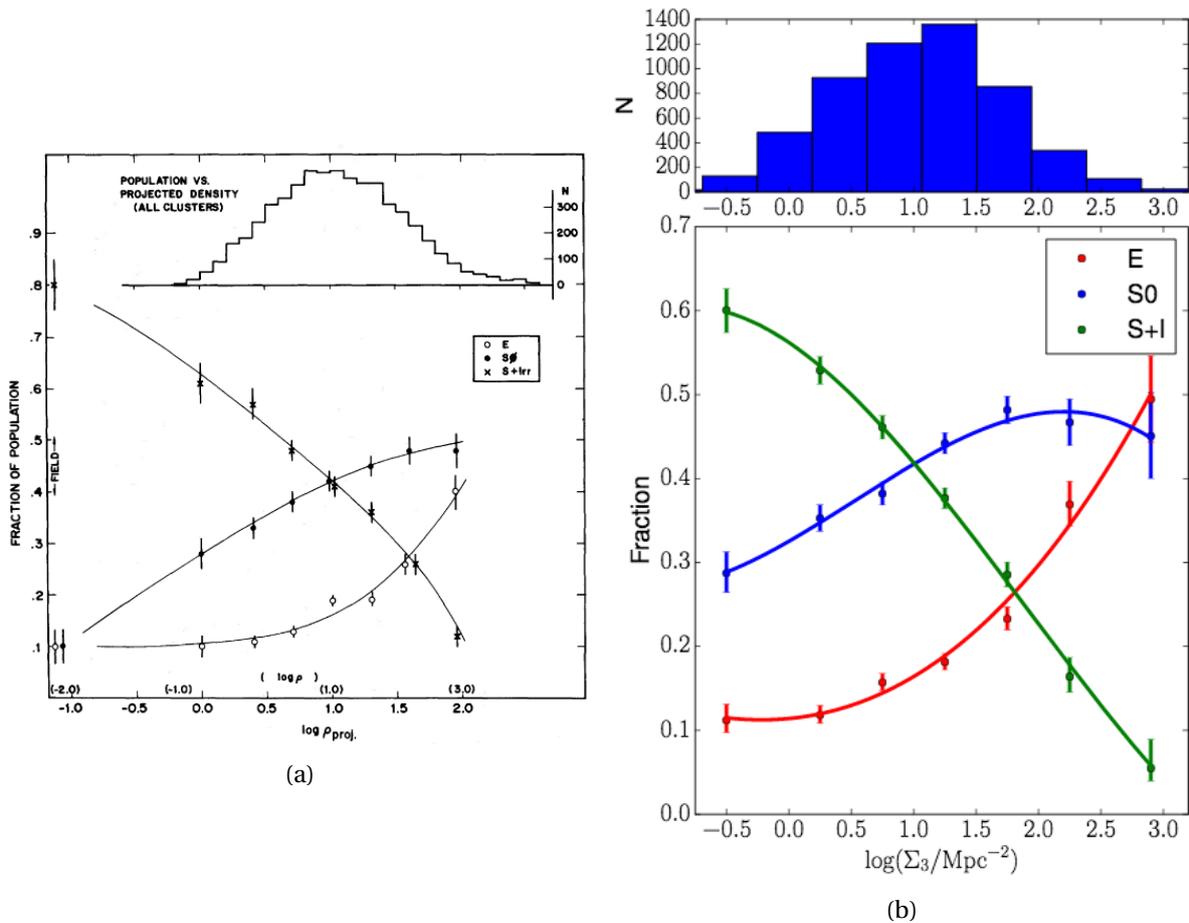
Comme annoncé, les propriétés des galaxies sont aussi étroitement liées à leur environnement. Les galaxies elliptiques résident préférentiellement dans les environnements denses, ce qu'on appelle la relation densité – morphologie (voir figure 7 et e.g. DRESSLER [1980], WHITMORE et al. [1993], DRESSLER et al. [1997], CAPPELLARI et al. [2011], HOUGHTON [2015]). CHIANG et al. [2017] et MULDREW et al. [2018] montrent que le pic de formation stellaire au sein des proto-amas a lieu un peu plus tôt que la moyenne (vers $z = 2.5$), et plus tôt encore en leur cœur (à presque $z = 3$). Les galaxies ont donc une évolution précoce au sein des environnements denses. On arrive au même résultat en observant la présence d'une séquence rouge dans les diagrammes couleur – magnitude de certains (proto-)amas à grand redshift, comme RX J0848+4453 à $z = 1.27$ (MEI et al. [2009]), ISCS J1438.1+3414 à $z = 1.41$ (SNYDER et al. [2012]), SpARCS J022427–032354 à $z = 1.63$ (MUZZIN et al. [2013]), IDCS J1426.5+3508 à $z = 1.75$ (STANFORD et al. [2012]), CARLA J2039–2514 à $z = 2.00$ (NOIROT et al. [2016]) ou JKCS 041 à $z = 2.20$ (ANDREON et HUERTAS-COMPANY [2011]). Cette séquence indique que les galaxies sont en coévolution et que leurs populations stellaires sont vieilles.

En plus d'être précoce, l'évolution des galaxies semble accélérée : ELBAZ et al. [2007] rapportent l'observation d'une inversion de la relation SFR – densité à $z \sim 1$. Cela signifie que dans l'Univers local les environnements peu denses sont plus efficaces à former des étoiles, alors que par le passé ($z > 1$) la formation stellaire était d'autant plus intense que l'environnement était dense. Elbaz et al. attribuent cette inversion aux *luminous infrared galaxies* (LIRG) et à l'épuisement rapide du réservoir de gaz des galaxies dans les environnements denses, mais n'apportent pas de réponse définitive à sa cause. Ce pourrait être dû à la fusion de galaxies de tailles comparables (*major mergers*) ou très différentes (*minor mergers*), à des instabilités dynamiques entre galaxies voisines, etc. L'existence de cette inversion est toutefois encore controversée (voir KOYAMA et al. [2013]), même si McDONALD et al. [2016] rapportent une statistique édifiante : sur 90 *brightest centre galaxies* (BCG) d'amas massifs à $0.25 < z < 1.25$, 34% ont un SFR $> 10 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, contre $\sim 3\%$ à $z = 0$. De plus, cette évolution accélérée s'observe également dans les simulations : MULDREW et al. [2018] indiquent qu'à $z = 1.4$, les galaxies des proto-amas ont déjà formé 80% de leur masse stellaire contre seulement 45% pour les galaxies de champ.

À la précocité et à la rapidité de la formation stellaire dans les environnements denses s'ajoute une troisième différence : le quenching a lieu plus rapidement que pour les galaxies de champ. De nombreuses hypothèses existent. Des simulations numériques (e.g. MIHOS [2004]) indiquent que la fusion de galaxies satellites tombant vers le centre de l'amas comprime leur gaz et est propice à générer un sursaut de formation d'étoiles et d'activité des AGN, en consommant plus rapidement ce gaz (suivant la vitesse de collision). Durant cette chute, qu'elle subisse une fusion ou pas, une galaxie satellite ressent le "vent apparent" de l'ICM et le gaz intra-galactique est susceptible d'être éjecté hors du disque, ce qu'on appelle le *gas stripping*, par choc frontal (*ram-pressure stripping*) ou effet de marée (*viscous* ou *tidal stripping*). On observe alors une galaxie "déjà" dépourvue de gaz. Un autre effet de l'ICM est celui dit de strangulation : une galaxie transforme son gaz froid en étoiles ; une galaxie de champ qui accrete la matière environnante récolte du gaz froid via des *cold flows* en provenance de son environnement immédiat. Mais pour une galaxie dans l'ICM, l'environnement est un gaz d'électrons à 10^7 K,

9. mégaparsecs comobiles : à z , $1 \text{ cMpc} = \frac{a(z)}{a_0} \text{ Mpc}$, où a est le facteur d'échelle, soit une unité de distance qui vaudra 1 Mpc à $z = 0$

FIGURE 7 – Relation densité – morphologie des galaxies : les *late-type galaxies* (LTG) (spirales et irrégulières), sont préférentiellement dans des environnements peu denses. À l'inverse, les *early-type galaxies* (ETG) (elliptiques et lenticulaires) sont plus souvent dans les environnements denses. Tiré de (a) DRESSLER [1980] et (b) HOUGHTON [2015]



les *cold flows* n'existent pas et le gaz froid vient rapidement à manquer. La strangulation semble être l'une des raisons principales du quenching environnemental. Pour d'autres effets mineurs ou plus incertains, voir la revue de DE LUCIA [2007].

Malgré tout, les raisons sous-jacentes à ces trois propriétés des environnements denses (évolution précoce, évolution accélérée, déclin rapide) sont largement incomprises et sont un domaine actif de l'astrophysique moderne.

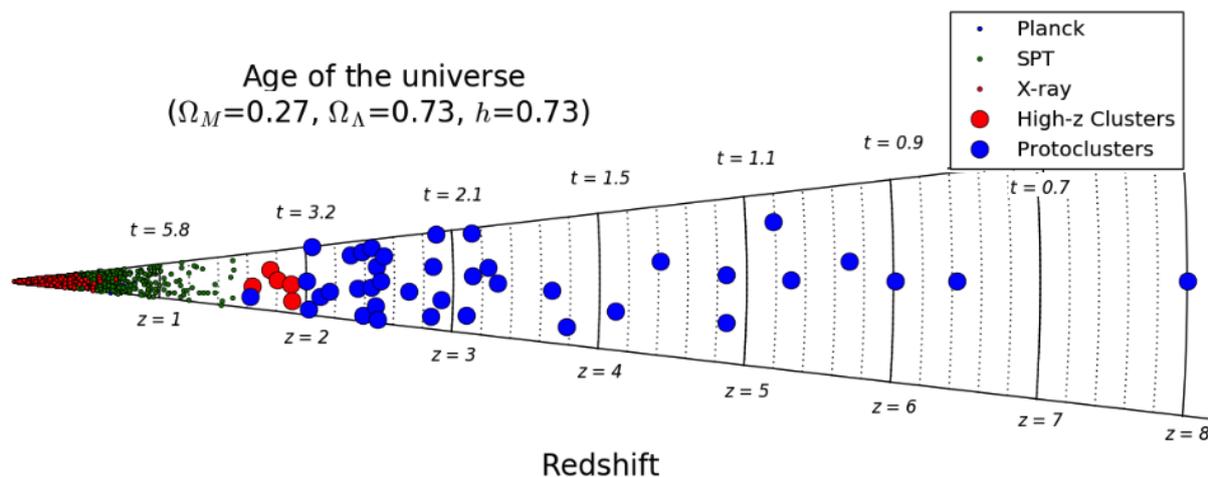
0.5 Détection des (proto-)amas à grand redshift

Dans cette section, j'expose les moyens de détection classiques des (proto-)amas à grand redshift et je mentionne quelques-unes des structures les plus notoires. La figure 8 donne l'état de l'art de la détection des amas et proto-amas courant 2016.

0.5.1 Optique et NIR

Les populations stellaires âgées présentent un saut de Balmer et un saut à 4000 \AA (voir section 3.1.1), redshiftés dans les bandes optiques ou en proche infrarouge pour $z \gtrsim 0.2$. Observer ces sauts est un indicateur de redshift photométrique. Ces bandes permettant aussi de repérer la séquence rouge, c'est une technique de détection d'amas qui a fait ses preuves. Les pionniers en la matière sont GLADDERS et YEE [2000] avec le *red-sequence cluster survey* (RCS), qui a été utilisé dans un grand nombre de relevés (le *Subaru/XMM-Newton deep survey* (SXDS) (KODAMA et al. [2004]), le *UKIRT infrared deep sky survey* (UKIDSS) (LAWRENCE et al. [2007]), le *CFHTLS-archive-research survey* (CARS)

FIGURE 8 – Compilation des amas et proto-amas découverts. À jour de 2016. Tiré de OVERZIER [2016]



(ERBEN et al. [2009]), clusters around radio-loud AGNs (CARLA) (WYLEZALEK et al. [2013]), le hectospec cluster survey (HeCS) (RINES et al. [2013]), etc.) ou adapté (l'algorithme maxBCG (KOESTER et al. [2007]), RCS-2 (GILBANK et al. [2011]), *Spitzer* adaptation of RCS (SpARCS) (WILSON et al. [2008])). À titre d'exemple, SpARCS a identifié plus d'une centaine de candidats amas à un redshift $1 < z < 2$. ZEIMANN et al. [2012] ont eux confirmés spectroscopiquement un amas à $z = 1.89$ grâce au saut à 4000 \AA .

Plutôt que ces sauts dans le spectre des galaxies, on peut utiliser une propriété commune à la plupart d'entre elles : le *stellar bump* à $1.6 \mu\text{m}$, un maximum local dans leur spectre dû à un minimum d'opacité des ions H^- (JOHN [1988]). PAPOVICH [2008] exploite cette propriété pour définir un critère à deux bandes *Spitzer* ($3.6 \mu\text{m}$ et $4.5 \mu\text{m}$) qui se révélera être redoutable pour identifier des candidats (proto-)amas (e.g. PAPOVICH et al. [2010] à $z = 1.62$). MUZZIN et al. [2013] ont raffiné cette technique et défini l'algorithme de *stellar bump sequence* et ont prouvé son efficacité en détectant un amas à $z = 1.62$ (*ibid.*). Avec cet algorithme, RETTURA et al. [2014] ont trouvé 279 candidats amas à $z > 1.3$ dans les 94 deg^2 du *Spitzer* SPT deep field (SSDF).

0.5.2 X

L'ICM des amas virialisés est un gaz d'électrons chauds qui rayonnent en X. Cette émission X étendue¹⁰ peut être détectée avec des télescopes grand champ comme XMM-Newton, Chandra ou ROSAT¹¹. Lorsque l'amas n'est pas virialisé, le gaz n'est pas à l'équilibre et le rayonnement X n'est pas intense, c'est pourquoi les détections d'amas X sont actuellement limitées à $z \sim 1.5$ (e.g. STANFORD et al. [2006] à $z = 1.45$). Les amas plus lointains sont rares, le plus distant ayant été à un moment XLSSU J021744.1-034536, observé à $z = 1.91$ dans le relevé XMM large-scale structure (XMM-LSS) (PIERRE et al. [2004]), avant d'être détrôné par l'amas exceptionnel de WANG et al. [2016], CL J1001+0220, à $z = 2.51$.

Des instruments de nouvelle génération sont en préparation. L'*extended Roentgen survey with an imaging telescope array* (eROSITA), le successeur de ROSITA, a pour objectif (entre autres) d'observer l'ICM de dizaines de milliers d'amas et groupes de galaxies. Il sera lancé dans les mois à venir. L'*advanced telescope for high-energy astrophysics* (Athena) a aussi parmi ses objectifs d'observer les processus d'assemblage des baryons en groupes et amas. Elle sera lancée vers 2030. Outre leur meilleure résolution, c'est surtout grâce à leur plus grande sensibilité que des amas toujours plus lointains pourront être observés en X.

10. par opposition à une émission X directionnelle due par exemple à un AGN

11. nécessairement des satellites car l'atmosphère terrestre bloque les rayons X

0.5.3 Effet SZ

L'ICM est aussi observable par effet [Sunyaev – Zeldovich \(SZ\)](#) ([SUNYAEV et ZELDOVICH \[1972\]](#)) : c'est un processus par lequel les photons du fond diffus cosmologique ([cosmic microwave background \(CMB\)](#)) interagissent avec les électrons de l'ICM différemment selon leur fréquence, ce qui se traduit par une déformation très caractéristique du spectre de corps noir du CMB autour du millimètre en longueur d'onde. Observer cette déformation implique l'observation d'une concentration d'électrons très énergétiques, donc du gaz intra-amas. À cet effet thermique (tSZ) s'ajoute un effet cinématique (kSZ) dû au mouvement propre de l'amas par rapport au CMB, mais l'effet kSZ est environ un ordre de grandeur plus faible que l'effet tSZ. Bien que l'effet SZ soit indépendant du redshift, rares sont les amas SZ à $z > 1.5$, car l'amplitude de l'effet dépend de la masse de l'amas.

Le plus grand catalogue d'amas SZ à ce jour est celui issu de *Planck*, le [2nd Planck catalogue of SZ sources \(PSZ2\)](#) ([PLANCK COLLABORATION et al. \[2016h\]](#)), qui contient 1653 sources sur tout le ciel dont plus de 1200 sont des amas confirmés. Un autre relevé très prolifique est le relevé SPT-SZ, qui a couvert 2500 deg² (6% du ciel). [BLEEM et al. \[2015\]](#) y ont identifié 677 candidats amas, dont les confirmations sont en cours (e.g. [KHULLAR et al. \[2018\]](#)). Le [south pole telescope \(SPT\)](#) ([CARLSTROM et al. \[2011\]](#)) est à l'origine de nombreuses découvertes remarquables. La première est l'amas SZ le plus massif à ce jour, SPT-CL J2106-5844 ([FOLEY et al. \[2011\]](#)), à $z = 1.13$ et d'une masse $M_{200} \approx 1.3 \times 10^{15} M_{\odot}$. La deuxième est l'amas SZ le plus lointain, SPT-CL J2040-4451 ([BAYLISS et al. \[2014\]](#)), à $z = 1.48$. La troisième est un proto-amas exceptionnel à $z = 4.30$, SPT2349-56 ([MILLER et al. \[2018\]](#)) en phase de formation stellaire extrême, de peut-être $16500 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. La quatrième est une galaxie, SPT-S J034640-5204.9 ([VIEIRA et al. \[2010\]](#), [MA et al. \[2016\]](#)), elle aussi exceptionnelle à la fois par sa distance ($z = 5.66$) et son SFR ($\sim 4500 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$).

0.5.4 Cibler des traceurs

Les proto-amas qu'on découvre aujourd'hui seront les amas massifs du futur, avec une galaxie massive et brillante en leur centre (la [BCG](#)). Étudier l'environnement immédiat de ces progéniteurs potentiels est un moyen efficace de localiser des proto-amas. Il existe de nombreux types de traceurs. Les premiers sont les radio-galaxies (e.g. [MILEY et DE BREUCK \[2008\]](#), [HATCH et al. \[2014\]](#)), et le sondage de leurs environs a été très fructueux depuis au moins deux décennies (e.g. [PASCARELLE et al. \[1996\]](#)), notamment avec le relevé CARLA en cours ([WYLEZALEK et al. \[2013\]](#)). Les quasars sont eux aussi des traceurs des environnements denses et des galaxies massives ([SPRINGEL et al. \[2005\]](#)). Par exemple, [UTSUMI et al. \[2010\]](#) ont peut-être découvert un proto-amas autour d'un quasar à $z = 6.4$. Les [Lyman \$\alpha\$ blobs \(LAB\)](#) ou [Lyman \$\alpha\$ emitters \(LAE\)](#) correspondent eux apparemment à des poches de gaz froid ionisé par un AGN. C'est en observant plusieurs centaines de LAE dans une volume restreint que [OUCHI et al. \[2005\]](#) ont découvert deux proto-amas à un redshift de 5.7. D'autres traceurs existent, voir e.g. [OVERZIER \[2016\]](#) pour une revue complète.

0.5.5 Surdensités de galaxies

Une recherche plus systématique peut être menée à partir de grands relevés photométriques. Les régions les plus denses seront alors plus soigneusement étudiées. Le suivi spectroscopique de telles régions prometteuses a par exemple permis la détection d'un proto-amas à $z = 6.01$ ([TOSHIKAWA et al. \[2012\]](#)). Le candidat proto-amas le plus lointain connu à ce jour, une surdensité de 8 galaxies gravitationnellement amplifiées autour de $z = 8$, a été repéré dans les images des Hubble Frontier Fields ([ISHIGAKI et al. \[2016\]](#)).

La plupart des techniques évoquées ici nécessitent tout de même des confirmations spectroscopiques, en particulier pour les systèmes extrêmes donnés en exemple. Si dans notre cas on cherche des (proto-)amas au redshift plus raisonnable de 2, c'est dans le but de contraindre statistiquement ces objets à l'époque typique de leur naissance, plutôt que de chercher des objets singuliers. Pour appréhender la formation des amas et de leurs galaxies, les deux approches sont nécessaires.

0.6 Problématique et approche

Mon travail de thèse s'intègre dans la problématique mentionnée plus haut, en particulier : comment les amas actuels se sont-ils formés ? Pourquoi les galaxies de ces environnements denses ont-elles évolué plus vite que leurs cousines isolées ? Pourquoi leur formation stellaire a-t-elle démarré plus tôt dans l'histoire de l'Univers ? Son arrêt est-il réellement brutal, comme le laissent penser les observations ? Si oui, quels mécanismes en sont à l'origine ? À quel moment et à quelle rythme se forme la séquence rouge ?

Pour répondre à ces questions, il est essentiel d'avoir une vision globale de l'évolution des galaxies : de tous les types, dans tous les environnements, à toutes les époques, et avec une statistique suffisante. Comme dit plus tôt, c'est autour de $z = 2$ que la formation stellaire dans les galaxies est à son apogée, et c'est aussi à cette époque qu'elle semble s'arrêter brutalement. Comprendre les phénomènes en jeu requiert donc des observations à ce moment de l'histoire cosmique.

Grâce aux données des observations du satellite *Planck*, la communauté a réalisé un catalogue des sources *Planck* à grand z , le PHZ, qui sont susceptibles d'être de telles structures. Par la suite, l'équipe à laquelle j'ai été intégré a constitué à partir de ce catalogue un échantillon de candidats plus robuste grâce aux observations du satellite *Herschel*, HPASSS. Puis de cet échantillon en a été extrait un second, SPHerIC, à l'aide des données additionnelles du télescope *Spitzer*. Cet échantillon final de 82 sources a été analysé par mon prédécesseur (MARTINACHE [2016]) et révèle d'excellents candidats au titre d'amas ou de proto-amas de galaxies à grand z , en plus de quelques confirmations spectroscopiques. Nous avons à disposition des données complémentaires pour quelques-uns de ces candidats, en particulier des données en infrarouge proche pour 13 d'entre eux, prises par l'imageur WIRCam du CFHT en bandes J et Ks.

Mon travail consiste en l'analyse de ces 13 candidats afin de consolider l'échantillon. J'ai aussi contribué à l'observation et à l'analyse des données spectroscopiques que l'équipe a obtenues durant ma thèse et j'ai été impliqué dans le consortium Euclid.

Le chapitre 1 résume le travail précédemment fait sur la constitution du PHZ, de HPASSS et de SPHerIC. Le chapitre 2 décrit les données en proche infrarouge que j'ai analysées et la réduction photométrique que je leur ai appliquée. Le chapitre 3 contient les diagnostics réalisés. Le chapitre 4 constitue l'analyse des données CFHT combinées avec les travaux précédents, c'est-à-dire les résultats issus de *Herschel*/SPIRE et de *Spitzer*/IRAC. Le chapitre 5 étend l'analyse à des sources qui ne sont pas nos candidats principaux. Le chapitre 6 décrit les observations spectroscopiques que j'ai menées au télescope de 30 m de l'IRAM et leur analyse. Enfin, le chapitre 7 détaille ma contribution au projet Euclid.

Chapitre 1

L'échantillon SPHerIC : *Spitzer* – *Planck* – *Herschel* infrared clusters

« Vous vous rendez compte que le temps que la lumière met à atteindre notre œil, on ne voit que des choses passées ? Si ça se trouve, je regarde l'image de ce feu alors qu'il est déjà éteint. »

Perceval de Galles – *Kamelott*, Alexandre Astier

Sommaire

1.1 PHZ : les apports de <i>Planck</i>	18
1.1.1 Le satellite	18
1.1.2 Le catalogue PHZ	18
1.2 HPASSS : les apports de <i>Herschel</i>/SPIRE	21
1.2.1 Le satellite	21
1.2.2 Le catalogue HPASSS	21
1.2.3 Analyse statistique	21
1.3 SPHerIC : les apports de <i>Spitzer</i>/IRAC	25
1.3.1 Le satellite	25
1.3.2 Stratégie d'observation	25
1.3.3 Stratégie d'analyse	26
1.3.4 Résultats	27
1.4 Conclusion	30

Ce chapitre résume le travail réalisé en amont, des données *Planck* jusqu'à la composition de l'échantillon SPHERIC, en passant par le catalogue PHZ et l'échantillon HPASSS, et sur lesquels s'appuie mon travail de thèse.

1.1 PHZ : les apports de *Planck*

1.1.1 Le satellite

Planck (TAUBER et al. [2010], PLANCK COLLABORATION et al. [2016a]) est un satellite de la [European space agency \(ESA\)](#) qui a brillamment réussi sa mission d'observation des anisotropies de température du fond diffus cosmologique ou [CMB](#). Lancé en mai 2009, il avait à son bord deux instruments, le [low frequency instrument \(LFI\)](#) (MENNELLA et al. [2010]) utilisant des radiomètres et le [high frequency instrument \(HFI\)](#) (LAMARRE et al. [2010]) utilisant des bolomètres. LFI a observé dans 3 bandes, à $\nu = 30$ GHz, 44 GHz et 70 GHz (soit $\lambda = 10.0$ mm, 6.8 mm et 4.3 mm) avec une résolution angulaire moyenne de $\sim 50'$, et HFI dans 6 bandes, à $\nu = 100$ GHz, 143 GHz, 217 GHz, 343 GHz, 545 GHz et 857 GHz (soit $\lambda = 350$ μm , 550 μm , 850 μm , 1.4 mm, 2.1 mm et 3.0 mm) avec une résolution angulaire moyenne de $\sim 5'$. HFI a terminé ses observations en janvier 2012 et LFI en octobre 2013.

La carte des anisotropies thermiques du CMB obtenue à l'issue des 30 [52] mois de fonctionnement d'HFI [LFI] conforte le paradigme [Lambda cold dark matter \(ACDM\)](#). De plus, les données *Planck* ont permis des avancées sur de nombreux sujets, comme les non-gaussianités primordiales (PLANCK COLLABORATION et al. [2016e]), les champs magnétiques primordiaux (PLANCK COLLABORATION et al. [2016d]), l'inflation (PLANCK COLLABORATION et al. [2016f]), l'effet SZ thermique (PLANCK COLLABORATION et al. [2016k]), la réionisation (PLANCK COLLABORATION et al. [2016b]), la polarisation du CMB (ADE et al. [2015]) et les paramètres cosmologiques (PLANCK COLLABORATION et al. [2016i]). Elles ont aussi servi à construire des catalogues comme ceux des sources SZ (PLANCK COLLABORATION et al. [2016g]) et des sources ponctuelles ([Planck catalogue of compact sources \(PCCS\)](#), PLANCK COLLABORATION et al. [2016c]), ainsi que la liste des candidats à grand z ([Planck list of high- \$z\$ source candidates \(PHZ\)](#), PLANCK COLLABORATION et al. [2016j]), que nous appellerons abusivement catalogue.

Les sources qui nous intéressent sont les galaxies à $z > 1.5$ dans leur phase de formation d'étoiles. La formation stellaire étant tracée par l'émission de la poussière qui présente un pic vers 100 μm , celui-ci sera observé autour de 300 μm à $z = 2$, ce qui en fait une source sub-millimétrique ou en infrarouge lointain ([far infrared \(FIR\)](#)). Mais de telles sources sont rares (NEGRELLO et al. [2010] indiquent que la densité de sources de densité de flux à 500 μm supérieure à 100 mJy est de 1 deg^{-2}), aussi un relevé complet du ciel est-il préférable pour les trouver. La taille typique d'un (proto-)amas à ces redshifts est de quelques Mpc, ce qui correspond à une taille angulaire de quelques arcminutes. Par exemple, à $z = 2$, $5'$ correspondent à 2.5 Mpc. *Planck* répond précisément à ces trois critères, ce qui en fait le relevé dont les données sont idéales pour y trouver de telles sources :

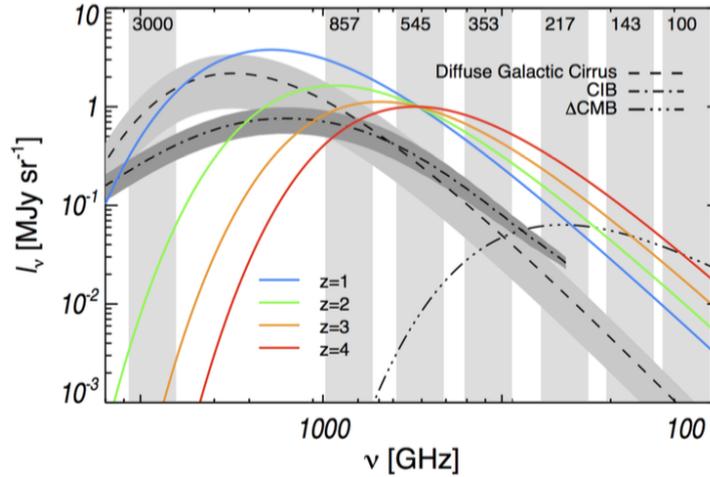
- c'est un relevé complet du ciel
- il observe en FIR
- sa [point spread function \(PSF\)](#) est de l'ordre de $5'$

1.1.2 Le catalogue PHZ

La création du catalogue PHZ, détaillée dans PLANCK COLLABORATION et al. [2016j], se résume globalement en deux étapes : 1) décontamination et 2) détection/sélection des sources.

1. Aux longueurs d'onde de *Planck*, on trouve aussi des composantes non négligeables provenant du fond de ciel ([CMB](#), [cosmic infrared background \(CIB\)](#)) et d'avant-plans (cirrus galactiques), comme l'illustre la figure 1.1. On utilise une bande de l'[infrared astronomical satellite \(IRAS\)](#) en plus des cartes *Planck*/HFI pour nettoyer les données des trois contaminants indiqués (voir GUERY [2015] et ses références).

FIGURE 1.1 – Brillance de surface I_ν en fonction de la fréquence ν pour des [spectral energy distributions \(SED\)](#) typiques de galaxies à $z = 1$ à 4 (courbes colorées) ainsi que pour les principaux contaminants (sub-)millimétriques. Dans ce domaine, les SED sont des corps gris ($T_d = 30$ K, $\beta = 1.5$). Les contaminants sont d'une part les cirrus galactiques⁴ en tirets, d'autre part les anisotropies du CMB et les fluctuations du CIB en traits-pointillés. Tiré de [PLANCK COLLABORATION et al. \[2016j\]](#)



2. Une fois les cartes nettoyées, on applique un algorithme de détection sur la carte d'excès à 545 GHz¹ puis un critère en couleur ($S_{353}/S_{545} < 0.9$ & $S_{545}/S_{857} > 0.5$ ², voir figure 1.2) pour sélectionner les sources les plus rouges, soit potentiellement aux plus grands z .

Il en résulte un total de 2151 candidats. Un ajustement individuel de corps gris d'indice $\beta = 1.5$ et de température de poussière T_d variant entre 25 K et 50 K donne un redshift photométrique moyen z_{phot} entre 1.5 et 4 (suivant la valeur supposée de T_d) et autour de 2.5 pour une température de poussière moyenne, 35 K (voir figure 1.3). Cette température semblant être la plus raisonnable pour des galaxies sub-millimétriques poussiéreuses à $z = 2$ (voir par exemple [MAGNELLI et al. \[2014\]](#)), elle est utilisée pour estimer la luminosité en infrarouge lointain L_{FIR} ³. Mais les $2 \times 10^{14} L_\odot$ estimés sont 10 à 1000 fois supérieurs à la luminosité attendue pour de tels objets (voir par exemple [CASEY et al. \[2014\]](#)), et même supérieurs en moyenne à la luminosité d'objets du même type fortement lentillés ([CAÑAMERAS et al. \[2015\]](#)). Les alignements fortuits, même possibles, ne permettent pas non plus d'expliquer un tel écart. Il est donc probable que les objets du PHZ soient des surdensités de galaxies et non des galaxies individuelles.

Ces candidats sont-ils vraiment des surdensités de galaxies ? Si oui, au redshift supposé ? Quelle est la part de contaminants (alignements fortuits, lentilles) ? Peut-on confirmer les estimations de T_d et L_{FIR} ? *Herschel* va permettre de répondre à ces questions.

1. définie comme la différence entre la carte propre à 545 GHz (550 μm) et une carte à 545 GHz "attendue", elle-même combinaison des 6 cartes HFI

2. S_N est la densité de flux à N GHz.

3. définie comme l'intégrale de la SED entre 300 GHz et 37.5 THz (soit de 8 μm à 1 mm)

4. nuages de poussière interstellaire diffuse

FIGURE 1.2 – Diagramme couleur – couleur pour les 2151 candidats du catalogue PHZ (points rouges) ainsi que pour d'autres objets astrophysiques : en gris les objets du *Planck catalogue of galactic cold clumps (PGCC)*, en triangles et carré des galaxies formant des étoiles à grand z (codé par leur couleur), en mauve le locus des cirrus. Tiré de [PLANCK COLLABORATION et al. \[2016j\]](#)

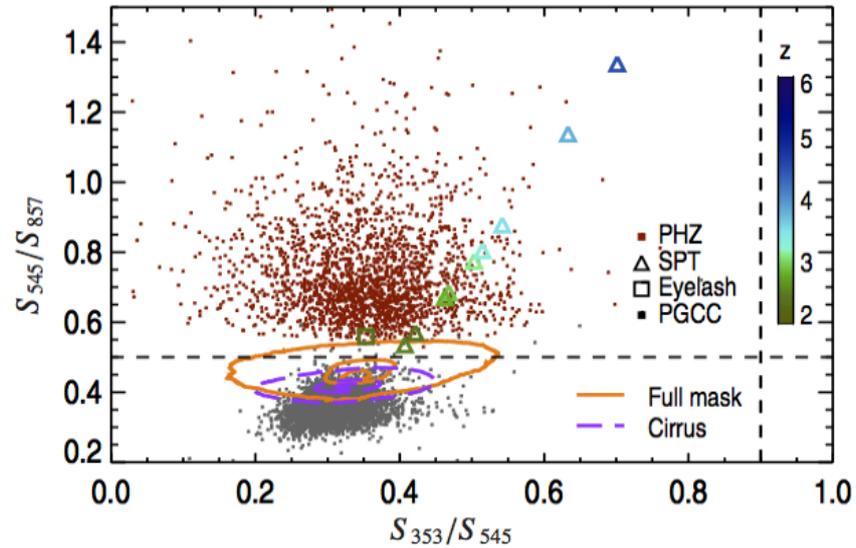
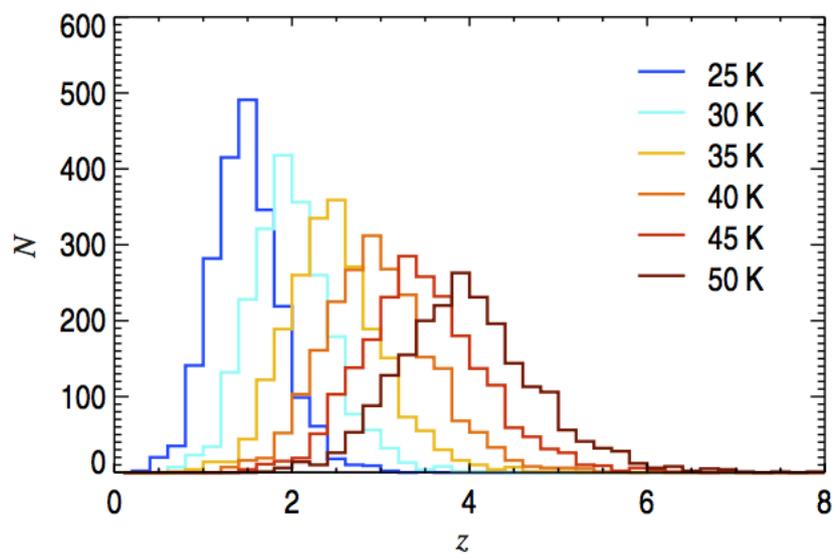


FIGURE 1.3 – Distribution des redshifts photométriques pour 6 valeurs de la température de poussière. Le redshift médian pour une température moyenne de 35 K est $z_{\text{phot}} = 2.5$. Tiré de [PLANCK COLLABORATION et al. \[2016j\]](#)



1.2 HPASSS : les apports de *Herschel*/SPIRE

1.2.1 Le satellite

Herschel (PILBRATT et al. [2010]) est un observatoire de l'ESA. Sa mission couvrait un large spectre de sujets : objets du système solaire, physique de l'interstellar medium (ISM), formation stellaire cosmique, évolution des galaxies, etc. Lancé en même temps que *Planck*, il avait à son bord trois instruments, HIFI, PACS et SPIRE :

- Le [heterodyne instrument for the far infrared \(HIFI\)](#) (DE GRAAUW et al. [2010]) était un spectromètre couvrant les longueurs d'onde de $\sim 150 \mu\text{m}$ à $625 \mu\text{m}$ ($\sim 500 \text{ GHz}$ à $\sim 1900 \text{ GHz}$) avec une résolution spectrale $R = 10^6$.
- Le [photodetector array camera and spectrometer \(PACS\)](#) (POGLITSCH et al. [2010]) était à la fois un imageur pouvant observer entre $60 \mu\text{m}$ et $210 \mu\text{m}$ sur un champ de vue de $\sim 6 \text{ arcmin}^2$ et un spectromètre dans la gamme $50\text{--}120 \mu\text{m}$ ($2500\text{--}6000 \text{ GHz}$) de résolution spectrale entre 1000 et 4000 sur un champ de vue de 0.6 arcmin^2 .
- Le [spectral and photometric imaging receiver \(SPIRE\)](#) (GRIFFIN et al. [2010]) était lui aussi un spectrophotomètre, fonctionnant à 0.3 K . En mode spectroscopie, il couvrait la gamme $200\text{--}670 \mu\text{m}$ ($450\text{--}1550 \text{ GHz}$) à la résolution nominale de $20\text{--}60$ dans un champ de vue circulaire de $\sim 5 \text{ arcmin}^2$. En mode photométrie, il observait en trois bandes, à $250 \mu\text{m}$, $350 \mu\text{m}$ et $500 \mu\text{m}$, dont les tailles de faisceaux étaient respectivement $18''$, $25''$ et $37''$, dans un champ de vue de 32 arcmin^2 .

1.2.2 Le catalogue HPASSS

Les réponses aux questions laissées en suspens après la première analyse des données *Planck* vont pouvoir être partiellement données avec l'entrée en jeu de *Herschel*/SPIRE, grâce à sa résolution spatiale bien meilleure que celle de *Planck*, dans la même gamme de longueurs d'onde ([10] 8 fois meilleure à [350] $500 \mu\text{m}$). Mais les 2151 sources n'ont pas pu être toutes observées, il a fallu faire une sélection. Le catalogue des sources observées fut baptisé [Herschel Planck all-sky source legacy survey \(HPASSS\)](#) et est décrit extensivement dans PLANCK COLLABORATION et al. [2016g] et GUERY [2015].

Cet échantillon est l'agrégation de trois programmes d'observation (dont l'un s'appelle aussi HPASSS, voir tableau 1.1). Initialement, le programme HPASSS comportait 154 sources, dont 9 provenaient des archives *Herschel* et 28 du catalogue PCCS. 6 champs ont été écartés :

- 4 champs de HPASSS-PCCS car ils étaient contaminés par des cirrus, soit pour la méthode de sélection *Planck* un taux de réussite de 98%,
- 2 champs de HPASSS-CIB car ils ont été observés par erreur à deux reprises,

ce qui donne un total de 148 champs pour le 3^e programme et donc **228 champs** dans l'échantillon final. La figure 1.4 montre un candidat de l'échantillon.

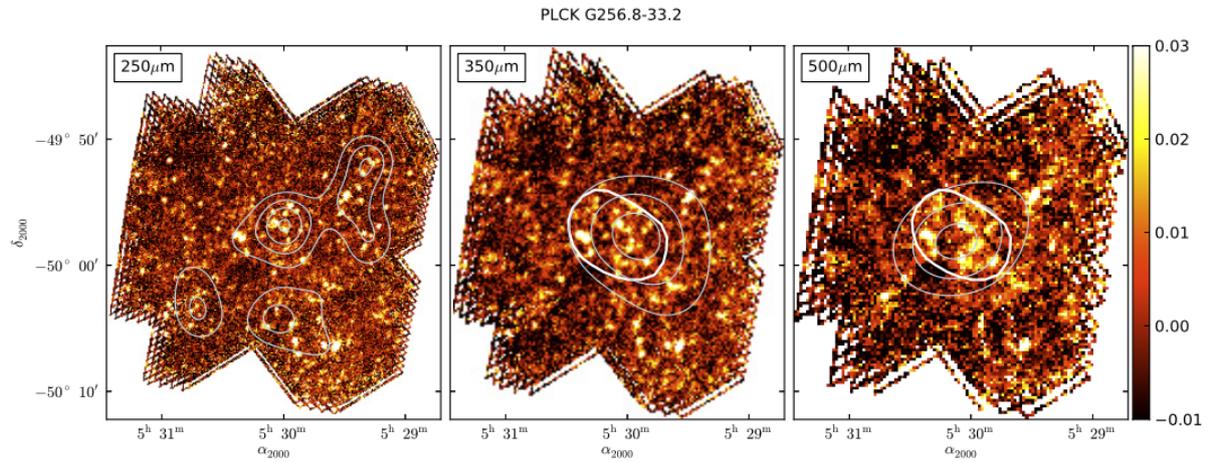
TABLEAU 1.1 – Nom, nombre de champs, taille de carte, temps d'intégration requis par source, temps total et date d'observation et investigateur principal pour les trois programmes d'observation ayant conduit à l'échantillon HPASSS

programme	N _{ch}	taille	t_{int} [s]	t_{obs} [h]	date	PI.
OT1	10	$15' \times 15'$	3147	11.6	06/2010	L. Montier
OT2	70	$7' \times 7'$	838	16.4	09/2011	H. Dole
HPASSS	148	$7' \times 7'$	838	46	06/2012	H. Dole
total	228					

1.2.3 Analyse statistique

L'analyse requiert quelques définitions :

FIGURE 1.4 – Cartes *Herschel*/SPIRE d'une surdensité typique de l'échantillon à 250, 350 et 500 μm . Les traits fins représentent les contours de surdensité à 2σ , 3σ , 4σ et 5σ . Le contour épais délimite la zone IN, à l'intérieur de laquelle SPIRE identifie typiquement 5 à 10 sources. Tiré de [PLANCK COLLABORATION et al. \[2016g\]](#)



- Une source est dite SPIRE-rouge lorsqu'elle vérifie $S_{350}/S_{250} > 0.7$ et $S_{500}/S_{350} > 0.6$, autrement dit sa densité de flux pique entre 350 μm et 500 μm , ce qui indique une source potentiellement à $z > 2$.
- Le contour à 50% du pic de densité *Planck* à 545 GHz définit deux régions, les sources SPIRE à l'intérieur sont dites IN, les autres OUT.
- Lockman est un champ de référence dans lequel ont été prises les données du [Herschel multi-tiered extra-galactic survey \(HerMES\)](#) ([OLIVER et al. \[2010\]](#)).
- Le [Herschel lensing survey \(HLS\)](#) ([EGAMI et al. \[2010\]](#)) est une compilation de relevés de 545 champs contenant un amas de galaxies à $z < 1$, qui servira aussi de référence statistique.

Les régions IN contiennent en moyenne 9.5 sources SPIRE (voir figure 1.5 gauche), en accord avec la littérature ([GOBAT et al. \[2011\]](#), [SANTOS et al. \[2011\]](#), [CLEMETS et al. \[2014\]](#)).

À tous les flux, les régions IN contiennent un excès significatif de sources SPIRE à 350 μm et 500 μm par rapport aux champs moyens (Lockman et HLS). Pour les forts flux, cela est compatible avec des sources lentillées à grand redshift ($z \sim 2-4$). Les régions OUT et les flux à 250 μm ne montrent pas ou que peu de déviation par rapport aux champs moyens.

Le contraste de surdensité, ou simplement surdensité, est défini par

$$\delta_\lambda := \frac{\rho_{\text{in}} - \rho_{\text{out}}}{\rho_{\text{out}}} \quad (1.1)$$

où $\rho_{\text{in[out]}}$ est la densité surfacique de sources SPIRE dans la région correspondante et λ la longueur d'onde en μm . Les surdensités médianes des sources SPIRE sont : $\delta_{250} = 0.9$, $\delta_{350} = 2.1$, $\delta_{500} = 5.0$, et la signification médiane est de 7σ , ce qui prouve définitivement que les sources *Planck* ne sont pas des fluctuations du bruit. Et si l'on ne considère que les sources SPIRE-rouges, la signification médiane vaut environ 10σ (voir figure 1.5 droite).

A l'instar des données *Planck*, les données *Herschel* permettent d'estimer un redshift photométrique z_{phot} . Une loi de corps gris⁵ a été ajustée sur les flux à 250 μm , 350 μm et 500 μm des sources IN en faisant varier la température de poussière T_d entre 25 K et 45 K (avec $\beta = 1.5$ fixé). La distribution en redshift qui en découle est montrée figure 1.6. Comme vu précédemment, une température

5.

$$S(\nu, T, \beta) = A \nu^\beta \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k_B T}} - 1} \quad (1.2)$$

avec S la densité de flux, ν la fréquence, T la température, β un scalaire, h et k_B les constantes de Planck et de Boltzmann, c la célérité de la lumière et A un facteur de conversion

FIGURE 1.5 – *Gauche* : histogramme du nombre de sources SPIRE par région IN, qui vaut typiquement 10. Tiré de GUERY [2015]. *Droite* : histogramme des significances des sources SPIRE (bleu), SPIRE-rouges (rouge) et du champ de contrôle Lockman (jaune). Les sources SPIRE-rouges sont statistiquement plus significatives que l'ensemble des sources SPIRE, elles-mêmes plus significatives que le champ moyen. Tiré de PLANCK COLLABORATION et al. [2016g]

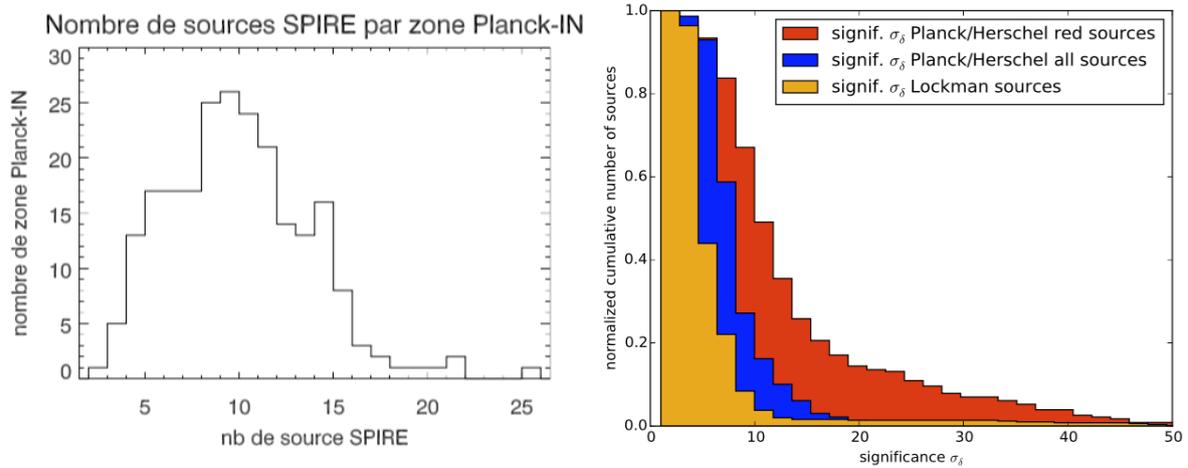
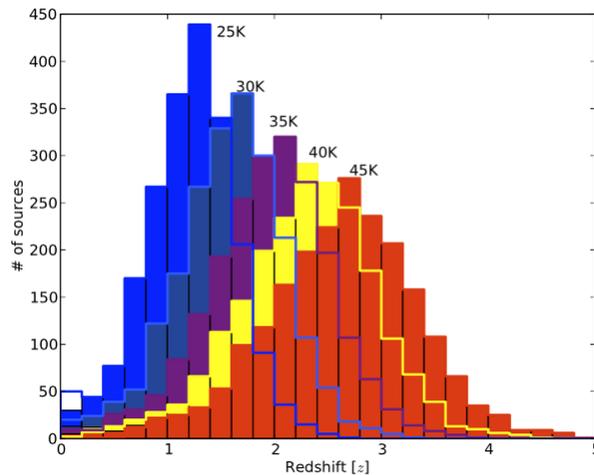


FIGURE 1.6 – Distribution du redshift photométrique en fonction de la température de poussière supposée, de 25 K à 45 K. Tiré de PLANCK COLLABORATION et al. [2016g]

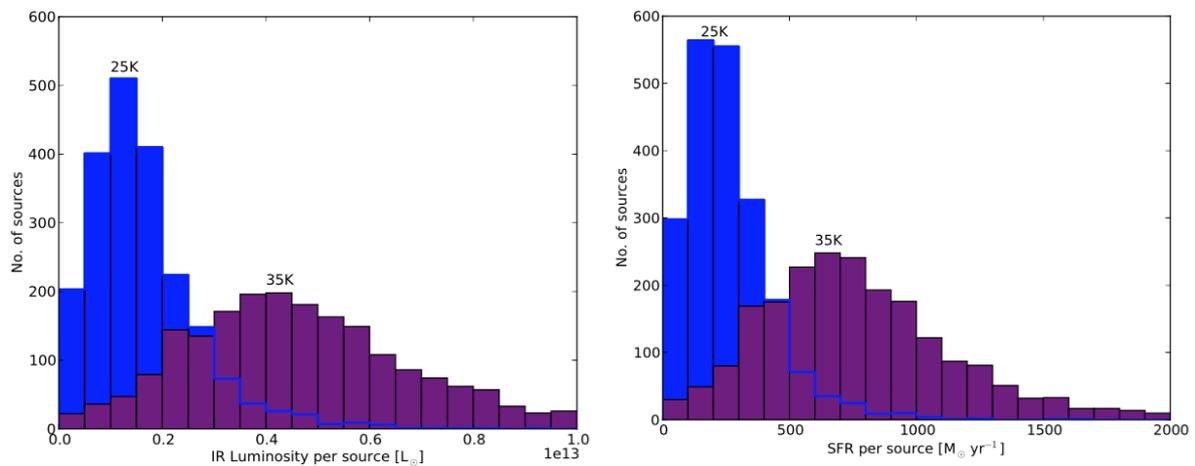


de 35 K est préférée dans la littérature, si bien que la distribution en redshift semble piquer autour de $z = 2$, à nouveau compatible avec les couleurs *Planck*.

Ce modèle de corps gris maintenant fixé permet d'estimer la luminosité infrarouge L_{IR} et le taux de formation stellaire (star formation rate (SFR)). L_{IR} s'obtient en intégrant le spectre entre $8 \mu\text{m}$ et 1 mm, et le SFR en suivant la prescription de BELL [2003] (formule au chapitre 6), qui le relie directement à L_{IR} moyennant l'hypothèse que les AGN ne jouent pas un rôle dominant dans l'émission. Les résultats sont présentés figure 1.7 : la luminosité infrarouge des quelque 220 sources SPIRE IN pique (individuellement) autour de $4 \times 10^{12} L_{\odot}$, soit un SFR de $700 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, en accord avec les valeurs standards des galaxies en phase de formation stellaire (e.g. GREVE et al. [2012]). Par ailleurs, à raison de ~ 10 sources SPIRE par source *Planck*, la luminosité par source *Planck* estimée par SPIRE est environ $4 \times 10^{13} L_{\odot}$, en accord avec les $2 \times 10^{14} L_{\odot}$ estimées avec les données *Planck* elles-mêmes (voir section 1.1.2). Le SFR par source *Planck* serait lui de $7000 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, plaçant ces objets dans la catégorie des structures à grand z , massives et à formation stellaire intense, autrement dit d'excellents candidats proto-amas.

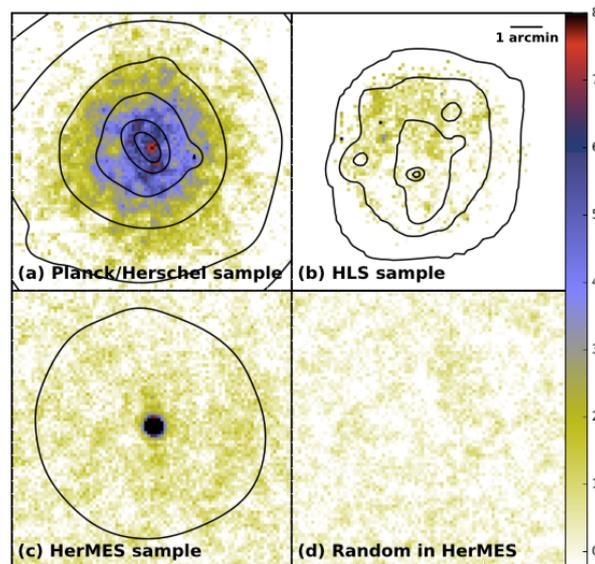
Les propriétés globales de l'échantillon peuvent être aussi révélées avec la méthode d'empilement (ou *stacking*, BÉTHERMIN et al. [2010]), qui consiste à coconditionner les images de sources dont

FIGURE 1.7 – *Gauche* : distribution de la luminosité infrarouge en fonction de la température de poussière supposée, 25 K ou 35 K. *Droite* : Idem pour le taux de formation stellaire. Tiré de [PLANCK COLLABORATION et al. \[2016g\]](#)



le signal (ou une partie) est noyé dans le bruit : s'ils sont similaires, ces signaux une fois sommés s'extirperont du bruit et seront observables. 220 sources HPASSS ont été empilées et comparées à trois empilements de référence : 278 amas du [HLS](#), 500 sources du champ [HerMES](#) Lockman qui piquent à 350 μm et 500 positions aléatoires dans ce même champ. Les résultats sont présentés figure 1.8. Les sources HLS apparaissent, mais contrairement à elles, les sources HPASSS s'étendent sur plusieurs arcminutes, confirmant le caractère unique de l'échantillon. L'empilement HLS révèle l'absence d'émission, et celui de positions aléatoires assure l'absence d'effet systématique (majeur) dans la procédure.

FIGURE 1.8 – Empilements des données SPIRE à 350 μm dans $8.7' \times 8.7'$ pour (a) 220 sources HPASSS, (b) 278 sources HLS, (c) 500 sources HerMES Lockman, (d) 500 positions aléatoires dans Lockman. Les contours noirs représentent la densité surfacique de sources rouges⁶. Cette technique permet de révéler les propriétés globales des échantillons. Tiré de [PLANCK COLLABORATION et al. \[2016g\]](#)



6. calculée avec la méthode [adaptive kernel density estimator \(AKDE\)](#) ([PISANI \[1996\]](#))

En résumé, les données *Herschel*/SPIRE renforcent les prédictions de *Planck* et apportent des éléments nouveaux :

- Les surdensités *Planck* sont vraisemblablement de véritables structures.
- En supposant une température autour de 35 K, le redshift médian est de l'ordre de 2.
- Avec cette hypothèse, les sources SPIRE ont en moyenne une luminosité infrarouge de $4 \times 10^{12} L_{\odot}$ et un SFR jusqu'à $700 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, semblant indiquer que ce sont des proto-amas en phase d'intense formation stellaire.

Cependant, il reste des questions en suspens. Les sources SPIRE sont-elles des galaxies individuelles? Les lentilles ont été identifiées, mais quelle est la part d'alignements fortuits? Ces structures sont-elles vraiment en phase de formation stellaire? Et quel est leur contenu stellaire? Leur redshift photométrique est-il correct?

C'est à ce stade qu'intervient *Spitzer*/IRAC et l'analyse de l'échantillon SPHERIC.

1.3 SPHERIC : les apports de *Spitzer*/IRAC

1.3.1 Le satellite

Spitzer (WERNER et al. [2004]) est un télescope spatial de la NASA. Sa mission couvrait elle aussi de nombreux sujets : disques proto-planétaires, naines brunes et planètes géantes, galaxies ultralumineuses, Univers jeune, entre autres. Lancé en août 2003, il avait à son bord trois instruments, MIPS, IRS et IRAC :

- Le [multiband imaging photometer for *Spitzer* \(MIPS\)](#) (RIEKE et al. [2004]) était un imageur observant à $24 \mu\text{m}$, $70 \mu\text{m}$ et $160 \mu\text{m}$ et pouvant produire des spectres basse résolution entre $52 \mu\text{m}$ et $100 \mu\text{m}$. MIPS a terminé ses observations à l'épuisement de l'hélium liquide servant à son refroidissement.
- L'[infrared spectrometer \(IRS\)](#) (HOUCK et al. [2004]) était un spectromètre observant entre $5 \mu\text{m}$ et $38 \mu\text{m}$. Lui aussi a arrêté de fonctionner une fois l'hélium liquide épuisé.
- L'[infrared array camera \(IRAC\)](#) (FAZIO et al. [2004]) est une caméra en infrarouge proche⁷ qui observait à $3.6 \mu\text{m}$, $4.5 \mu\text{m}$, $5.8 \mu\text{m}$ et $8.0 \mu\text{m}$ dans un champ de vue de $5.2' \times 5.2'$. Les filtres sont aussi appelés respectivement ch1, ch2, ch3 et ch4 (channel 4). ch3 et ch4 nécessitaient d'être refroidis et sont donc inopérants, contrairement à ch1 et ch2 qui continuent leurs observations. Leur résolution angulaire est $\sim 1.6''$. Dans la suite, je parlerai des filtres ou bandes IRAC en référence à ch1 et ch2 uniquement.

Spitzer/IRAC va nous permettre d'étudier la contrepartie stellaire des sources SPIRE. En effet, les vieilles étoiles ($\gtrsim 10^7$ ans) présentent un minimum d'opacité de l'ion H^- dans leur atmosphère (JOHN [1988]), ce qui entraîne un pic d'émission à $1.6 \mu\text{m}$ dans de telles populations stellaires. Cette signature spectrale qu'on appelle le *stellar bump* peut être utilisée pour contraindre le redshift, et ce pic d'émission tombe entre les bandes IRAC pour des sources dont le redshift vérifie $1 \lesssim z \lesssim 2$ (SAWICKI [2002]). PAPOVICH [2008] propose d'utiliser ce résultat pour sélectionner les sources à $z > 1.3$. Une autre contribution majeure d'IRAC est sa résolution angulaire : $1.6''$ contre $\sim 20''$ pour SPIRE. Cette résolution est suffisante pour distinguer les galaxies individuelles au sein d'une structure, ce qui permet notamment de détecter la séquence rouge des structures évoluées (e.g. MUZZIN et al. [2013]).

1.3.2 Stratégie d'observation

Deux programmes d'observation IRAC ont été nécessaires pour constituer l'échantillon *Spitzer – Planck – Herschel infrared clusters* (SPHERIC) (voir tableau 1.2). Dans chacune des sources *Herschel* sélectionnées, la partie centrale de la surdensité a été observée dans un champ de vue de $6.6' \times 6.6'$.

7. Certains auteurs considèrent que les bandes IRAC sont dans l'infrarouge moyen, je les considère pour ma part en infrarouge proche.

TABLEAU 1.2 – Nom, nombre de sources, temps d'intégration par source au centre / bord de l'image, temps total et date d'observation et investigateur principal pour chacun des programmes d'observation ayant conduit à l'échantillon SPHERIC

programme	N_{src}	t_{int} [s]	t_{obs} [h]	date	P.I.
GO9–90111	40	1200 / >200	28	08/2012 → 09/2013	H. Dole
GO11–11004	52	1200 / >200	41.6	02/2015 → 10/2015	H. Dole

Après retrait des sources lentillées et des observations inexploitable (mauvaise couverture, étoile brillante dégradant l'image), il reste un total de **82 sources** dans l'échantillon SPHERIC.

1.3.3 Stratégie d'analyse

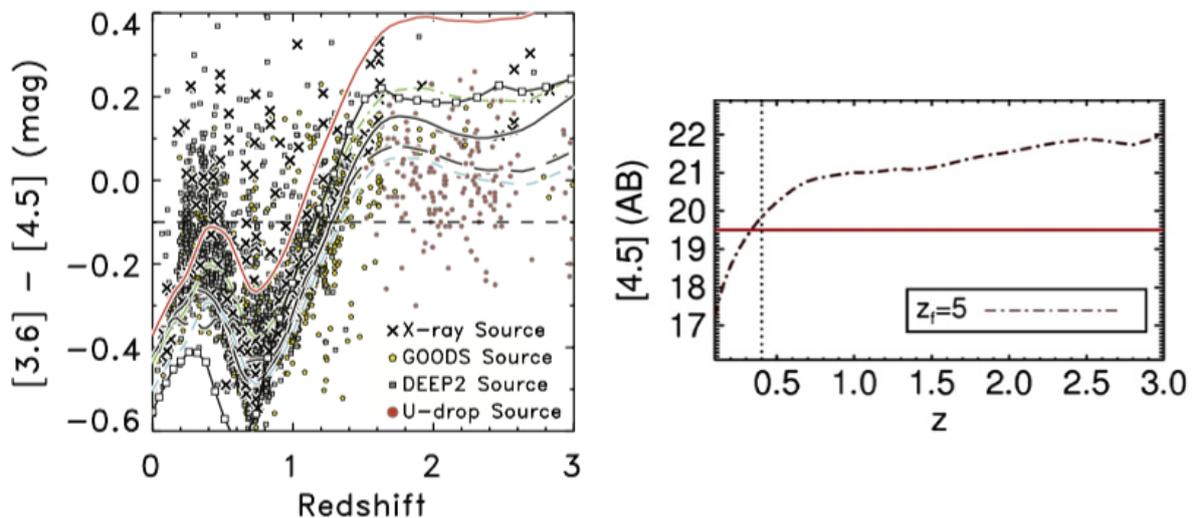
Dans les deux sections suivantes, je résume le travail de thèse de mon prédécesseur, Clément Martinache (MARTINACHE [2016]), qui a construit et analysé l'échantillon SPHERIC à partir d'HPASSS. Je justifie la pertinence de son analyse puis donne ses principaux résultats.

L'analyse se base essentiellement sur le critère en couleur de PAPOVICH [2008], qui permet de sélectionner les galaxies à $z > 1.3$ uniquement à l'aide de ch1 et ch2 (voir figure 1.9 gauche) :

$$[3.6] - [4.5] > -0.1 \Leftrightarrow z > 1.3 \quad (1.3)$$

De plus, la relation entre redshift et couleur est linéaire pour $z \in [0.8, 1.6]$, ce qui fait de cette dernière un estimateur de z . Cependant, le maximum local autour de $z = 0.3$ contamine d'environ 20% la sélection par des avant-plans (PAPOVICH [2008]). Cette contamination peut être réduite à environ 4% grâce à une coupe supplémentaire en bande optique, en requérant une densité de flux minimale (MUZZIN et al. [2013]). La k -correction négative⁸ tourne à notre avantage car elle rend le flux à $4.5 \mu\text{m}$ presque constant dans l'intervalle $0.5 < z < 3$ pour des galaxies de luminosité typique L_{\star} (voir figure 1.9 droite).

FIGURE 1.9 – *Gauche* : évolution de la couleur $[3.6] - [4.5]$ en fonction du redshift pour plusieurs familles de données (symboles, voir légende) et modèles (BRUZUAL et CHARLOT [2003] et MARASTON [2005]). Les tirets horizontaux représentent le critère de Papovich 2008 : les sources de couleur > -0.1 sont dites IRAC-rouges et vraisemblablement à $z > 1.3$. Tiré de PAPOVICH [2008]. *Droite* : illustration de la faible évolution de $[4.5]$ en fonction du redshift, due à la k -correction négative. La courbe en traits-pointillés représente un modèle de *single stellar population* (SSP) de BRUZUAL et CHARLOT [2003] où les étoiles se sont toutes formées à $z_f = 5$. Tiré de RETTURA et al. [2014]



8. À $z \gtrsim 1$, ch2 coïncide avec la partie du spectre où la densité de flux croît avec la longueur d'onde, si bien que la diminution de la densité de flux avec l'augmentation de la distance est presque exactement compensée par l'augmentation intrinsèque de la densité de flux dans la portion du spectre observée par ch2.

On a vu que la relation $\rho - \text{SFR}$ semble s'inverser pour $z \gtrsim 1$, i.e. les galaxies des temps jadis sont plus efficaces à former des étoiles lorsqu'elles sont au sein d'un environnement dense que leurs contemporaines au cœur des amas locaux, qui sont elles presque exclusivement passives (e.g. [KOYAMA et al. \[2013\]](#)). Une source à grand SFR tracée par *Planck* et *Herschel* pourrait donc être un environnement dense, comme un (proto-)amas. En traçant le contenu stellaire, *Spitzer*/IRAC est en mesure d'évaluer cette hypothèse.

1.3.4 Résultats

Couleur

Le champ de contrôle utilisé pour les couleurs IRAC est le [cosmic evolution survey \(COSMOS\)](#) ([SCOVILLE et al. \[2007\]](#), [CAPAK et al. \[2007\]](#)). Les sources IRAC associées aux sources SPIRE-rouges sont plus rouges que la moyenne, que ce soit dans COSMOS ou dans HPASSS :

$$\begin{aligned} \langle [3.6] - [4.5] \rangle_{\text{COSMOS}} &= -0.12 \\ \langle [3.6] - [4.5] \rangle_{\text{COSMOS-red}} &= -0.05 \\ \langle [3.6] - [4.5] \rangle_{\text{HPASSS-red}} &= +0.01 \end{aligned} \quad (1.4)$$

et les sources SPIRE-rouges ont en moyenne plus de sources IRAC-rouges associées que les autres sources SPIRE. Les sources SPIRE-rouges sont donc statistiquement plus compatibles avec des galaxies à $z > 1.3$ que les autres, et davantage encore dans le cas de HPASSS.

Densité surfacique de galaxies

Le champ de référence pour les densités surfaciques de galaxies est le [Spitzer UKIDSS ultra deep survey \(SpUDS\)](#) ([DUNLOP et al. \[2007\]](#)). Les surdensités des champs sont calculées dans un disque de rayon $1'$ autour de la source SPIRE-rouge qui a le plus grand flux à $350 \mu\text{m}$, ci-après la source S_1 . Les 82 champs SPHERIC présentent tous une surdensité supérieure à celle de SpUDS, dont 76 / 56 / 28% au-delà de 3 / 4 / 5σ . Les profils radiaux (intégrés et différentiels) montrent que les pics de surdensité IRAC-rouge coïncident fortement avec les pics d'émission SPIRE à $350 \mu\text{m}$ (voir figure 1.10). Cependant, il existe des sources S_1 sans contrepartie IRAC et des surdensités IRAC loin d' S_1 ($> 2'$). La coïncidence n'est donc pas parfaite, mais [MULDREW et al. \[2015\]](#) indiquent que parmi les proto-amas à $z = 2$, 50% ont un 2^e halo (en terme de masse) dont la masse vaut au moins 50% de celle du halo principal, ce qui peut expliquer l'existence de plusieurs pics de densité même si en l'état actuel de nos observations rien n'indique que ces pics appartiennent à la même structure sous-jacente.

Diagrammes couleur – magnitude

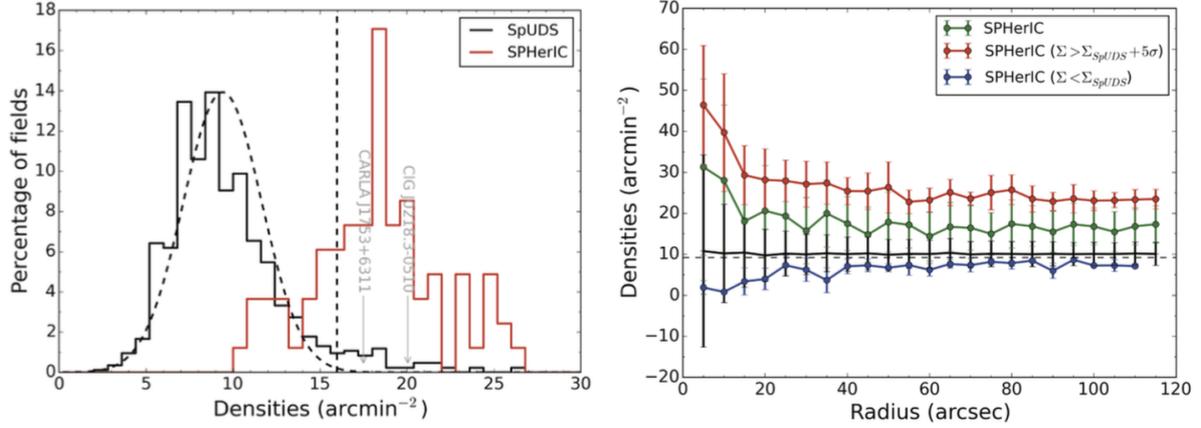
Le but de ces diagrammes est d'observer d'une part l'existence ou non d'une séquence rouge dans le plan $[3.6] - [4.5]$ vs $[4.5]$, donnant une indication du redshift, et d'autre part la dispersion des galaxies autour de celle-ci. Par ailleurs, les alignements fortuits qui biaisent les estimations de densité n'apparaissent pas (forcément) dans ces diagrammes, ce qui confortera (ou rejettera) les résultats précédents.

Visuellement, plus de 70% des champs semblent présenter une séquence rouge et 10% n'en ont clairement pas. 78% des candidats ont une dispersion $\sigma = 0.15 \pm 0.05$ mag, sachant que les amas confirmés ont une dispersion $\sigma \sim 0.10$ mag. Parmi eux, 82% (54) ont une couleur $[3.6] - [4.5] > +0.1$. Ces valeurs sont compatibles avec des redshifts photométriques $z_{\text{phot}} \gtrsim 1.5$.

Estimation des redshifts photométriques

Les redshifts photométriques z_{phot} des candidats sont calculés à partir des couleurs $[3.6] - [4.5]$ suivant la relation donnée par la figure 1.11 gauche. Cette relation empirique provient des ~ 30 bandes

FIGURE 1.10 – *Gauche* : en rouge, distribution de la densité surfacique de sources IRAC-rouges, calculée dans un disque d'1' de rayon autour d'S₁ dans chaque champ. En noir, même quantité pour des positions aléatoires dans le champ SpUDS. La gaussienne noire s'ajuste sur la moitié basse de la distribution SpUDS, la ligne verticale indique $\Sigma_{\text{SpUDS}} + 3\sigma_{\text{SpUDS}}$. Les deux flèches indiquent des amas confirmés à $z = 1.58$ (A. Rettura, comm. privée) et $z = 1.62$ (PAPOVICH et al. [2010]). *Droite* : profils radiaux différentiels moyens de densité surfacique de sources IRAC-rouges pour 4 populations ; en noir le champ SpUDS entier, en vert tous les champs SPHERIC, en rouge les champs SPHERIC surdenses (au-delà de $\Sigma_{\text{SpUDS}} + 5\sigma_{\text{SpUDS}}$), en bleu les champs SPHERIC sous-denses (en deçà de Σ_{SpUDS}). Les surdensités s'étendent sur plusieurs arcminutes. Tiré de MARTINACHE [2016]



et des redshifts photométriques du catalogue COSMOS/UltraVISTA, redshifts estimés à partir des dites bandes grâce à une méthode d'ajustement en χ^2 du spectre à des modèles.

La distribution pique vers $z_{\text{phot}} \sim 1.6$ et a une erreur typique $\Delta z_{\text{phot}} \sim 0.4$. Ces valeurs ne changent pas si on ne considère que les 10 sources les plus brillantes dans chaque candidat : les galaxies membres d'un même candidat ont donc des couleurs IRAC semblables.

Estimation des masses stellaires

Comme vu précédemment, les populations stellaires âgées présentent dans leur spectre d'émission un pic d'intensité à $\lambda_0 = 1.6 \mu\text{m}$ (JOHN [1988]), lequel est décalé à $\lambda_{\text{obs}} = 4.5 \mu\text{m}$ pour les galaxies à $z = 1.8$. La masse stellaire M_{\star} et le flux à $4.5 \mu\text{m}$ seront donc étroitement liés pour nos candidats. Pour chaque tranche de redshift de largeur $\Delta z_{\text{phot}} = 0.2$ entre $z = 0$ et 3, une relation linéaire est établie entre la magnitude [4.5] et $\log\left(\frac{M_{\star}}{M_{\odot}}\right)$ pour les sources COSMOS/UltraVISTA. Une telle relation est montrée en exemple figure 1.12 gauche. Cette relation d'erreur typique 0.5 dex est utilisée pour estimer la masse stellaire des candidats SPHERIC, voir figure 1.12 droite.

Tous les candidats ont une masse stellaire comprise entre $10^{12} M_{\odot}$ et $10^{13} M_{\odot}$, pour un pic à $2 \times 10^{12} M_{\odot}$. Comme la masse stellaire représente environ 3% de la masse totale d'un halo (e.g. MOSTER et al. [2010], FASSBENDER et al. [2014], même si des contre-exemples existent, e.g. VAN DOKKUM et al. [2018]), les masses totales des candidats se situent dans l'intervalle $10^{14 \pm 0.5} M_{\odot}$, ce qui d'après CHIANG et al. [2013] correspond à la masse typique, à $z \sim 1.5 - 2$, des progéniteurs des amas locaux les plus massifs ($M_{z=0} > 10^{14.5} M_{\odot}$).

Estimation des SFR

Le calcul du SFR des candidats se base sur les résultats de KARIM et al. [2011] qui donnent sa valeur en fonction du redshift et de la masse stellaire. Pour chaque candidat, seules les sources situées à moins de $25''$ du centre de la source SPIRE sont considérées, on somme leur SFR individuel et la somme est comparée au SFR dérivé des données SPIRE. La distribution des rapports $\text{SFR}_{\text{IRAC}} / \text{SFR}_{\text{SPIRE}}$ est donnée en figure 1.13.

La distribution pique autour de 0.1 : les estimations de SFR sont 10 fois plus faibles avec IRAC

FIGURE 1.11 – *Gauche* : z_{phot} en fonction de la couleur $[3.6] - [4.5]$ des galaxies du champ COSMOS. Les marqueurs rouges indiquent le redshift le plus probable pour chacune des 20 tranches en couleur. La courbe indique la relation utilisée (ajustement polynomial de degré 4, tiré de [RETTURA et al. \[2014\]](#)). Le trait pointillé indique la coupe en couleur. *Droite* : distribution des z_{phot} des candidats SPHerIC ($18 < [4.5] < 22$) d'après la relation précédente. La partie grisée ($z_{\text{phot}} > 1.7$) indique une estimation incertaine. Tiré de [MARTINACHE \[2016\]](#)

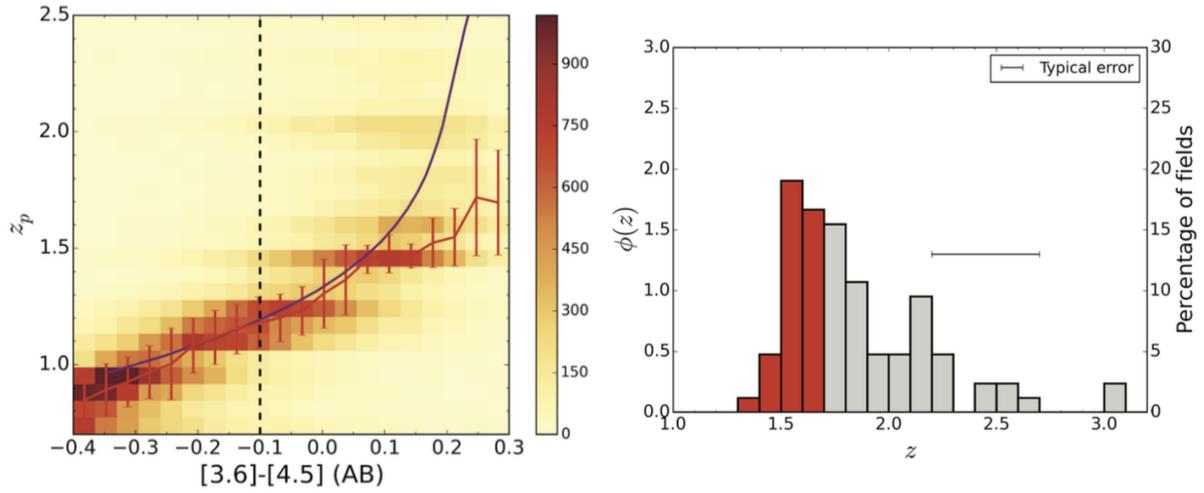


FIGURE 1.12 – *Gauche* : masse stellaire en fonction de la magnitude $[4.5]$ dans l'intervalle $1.4 < z_{\text{phot}} < 1.6$ pour les sources du champ COSMOS. *Droite* : distribution des masses stellaires estimées pour les candidats SPHerIC. La partie grisée indique une estimation très incertaine (> 1 dex). Tiré de [MARTINACHE \[2016\]](#)

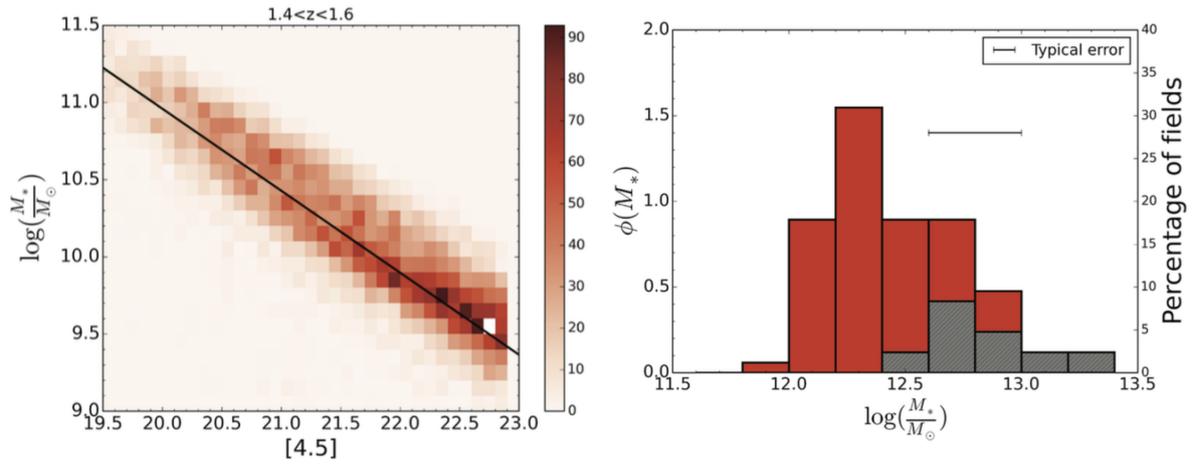
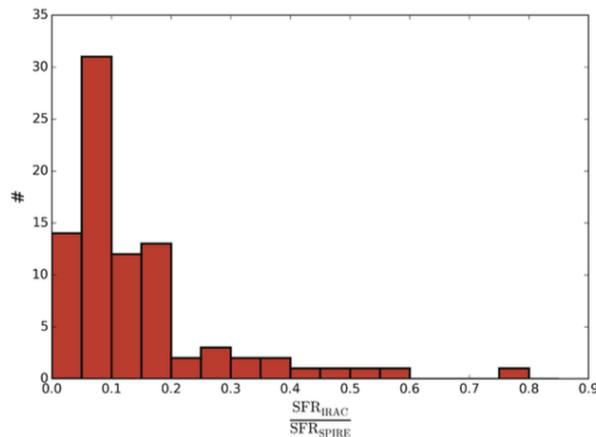


FIGURE 1.13 – Distribution des rapports des SFR des candidats SPHerIC, dérivés à partir des données IRAC et SPIRE. Tiré de [MARTINACHE \[2016\]](#)



qu'avec SPIRE. L'erreur sur z_{phot} explique au mieux une différence d'un facteur 2. La principale raison d'un tel écart n'est pas connue à ce jour, mais pourrait être une mauvaise estimation de SFR_{IRAC} .

1.4 Conclusion

Les surdensités en infrarouge lointain de la taille attendue pour des (proto-)amas à l'époque du pic de formation stellaire ($z \sim 2$) ont toutes été identifiées par *Planck* et sont au nombre de 2151, rassemblées dans le catalogue PHZ. Les 228 sources suivies par *Herschel*, compilées dans le catalogue HPASSS, sont certainement de vraies structures, probablement autour de $z = 2$, et probablement en phase de formation stellaire intense. Parmi elles, les 82 sources observées en proche infrarouge par *Spitzer*, et constituant le catalogue SPHerIC, sont dans l'ensemble aussi des surdensités autour de $z = 1.6$ et de masse typique $2 \times 10^{12} M_{\odot}$, compatibles avec les progéniteurs des amas locaux les plus massifs.

Pour 13 des candidats SPHerIC, on a à disposition des données CFHT dans deux bandes en proche infrarouge. Que peuvent-elles nous apporter? Leur étude est le cœur de mon travail de thèse et fait l'objet des 4 chapitres suivants.

Chapitre 2

Des données CFHT aux catalogues : le pipeline photométrique

Sommaire

2.1 Les données reçues	32
2.2 SExtractor	35
2.3 Extraction des sources	38
2.4 Construction des catalogues associés JKs	38
2.4.1 Épuration	38
2.4.2 Zeropoints	38
2.4.3 Correction d'ouverture	38
2.5 Magnitudes limites et précisions photométriques	40
2.5.1 Définition(s)	40
2.5.2 Estimations	40
2.6 Organigramme du pipeline	47
2.7 Validation du pipeline	48
2.7.1 Validation sur le champ-test	48
2.7.2 Comptages de galaxies	49
2.7.3 Histogrammes	55
2.8 Conclusion	56

2.1 Les données reçues

Les données à ma disposition sont les mosaïques, cartes de poids et cartes des mauvais pixels de 13 champs observés par la [wide-field infrared camera \(WIRCam\)](#) ([PUGET et al. \[2004\]](#)), une caméra montée sur le [Canada – France – Hawaii telescope \(CFHT\)](#) qui couvre notamment les bandes J et Ks ($\lambda_J = 1254.5 \pm 77.9$ nm et $\lambda_{Ks} = 2149.7 \pm 163.5$ nm), entre août 2012 et décembre 2014. Elles ont été prétraitées par Terapix ([MARMO \[2007\]](#)) avant de nous parvenir : soustraction du fond de ciel, correction du champ plat, calibrations photométrique et astrométrique, suppression des *guiding trails*¹, empilement des images des quatre poses individuelles, création des cartes de poids et pour certaines des cartes des mauvais pixels. Les données forment deux jeux homogènes de taille 9 et 4 qu'on appellera respectivement groupes A et B. Concernant le groupe B, puisque des données de MegaCam sont également disponibles (en bandes *griz*), les données J et Ks ont été sur-échantillonnées à la taille des pixels de MegaCam ($0.186'' \cdot \text{px}^{-1}$). Il s'agit des données issues du relevé 12BF98 (voir table 2.1).

TABLEAU 2.1 – Coordonnées des centres des candidats (J2000), tailles de pixel, temps d'exposition et programmes d'observation des champs CFHT. L'aire donnée est celle effectivement utilisée, après suppression des bords (voir figure 2.1) ; les aires initiales étaient d'environ 0.18 deg^2 et 0.05 deg^2 pour les groupes A et B respectivement.

champ	RA hh:mm:ss	DEC dd:mm:ss	taille de pixel arcsec.px ⁻¹	t_J s	t_{Ks} s	aire deg ²	programme
G006	14:33:16	+12:07:52	0.300	10266	2550	~0.10	14AF07
G056a	16:39:21	+34:46:13	0.186	7224	3800	~0.04	12BF98
G056b	14:54:11	+34:39:49	0.300	9204	2550	~0.10	14AF07
G063	16:07:48	+40:01:34	0.186	3024	2600	~0.04	12BF98
G073	23:14:17	-04:21:55	0.300	9854	4475	~0.10	13BF12 ; 14BF08
G075	17:29:51	+48:30:52	0.186	6048	6048	~0.04	12BF98
G079	17:33:11	+52:23:01	0.186	6384	2600	~0.04	12BF98
G091	16:09:25	+60:12:52	0.300	9204	2550	~0.10	14AF07
G101	15:29:10	+65:39:24	0.300	9204	2700	~0.10	14AF07
G124	12:48:20	+48:14:27	0.300	9304	2400	~0.10	13BF12 ; 14BF08
G162	02:06:29	-02:21:37	0.300	9558	2700	~0.10	13BF12
G180	11:03:58	+37:59:06	0.300	13946	3250	~0.10	13BF12 ; 14BF08
G322	13:26:28	+00:42:54	0.300	9324	2400	~0.10	14BF08

Les champs ont plusieurs appellations suivant le catalogue dans lequel on les insère. La table 2.2 regroupe les différents noms qu'on utilisera indifféremment par la suite.

Les aires indiquées dans le tableau 2.1 sont celles après que j'ai supprimé les bords des images, moins couverts et plus bruités que le centre, et ce afin d'avoir des images plus homogènes. La figure 2.1 illustre la troncature réalisée. Une fois les images découpées, il reste les 13 champs de vue indiqués sur la figure 2.2.

1. traînées laissées sur l'image par des sources trop lumineuses lors de la lecture de la valeur des pixels
2. DU = dusty universe, HZ = high-z
3. voir définition section 1.2.3

TABLEAU 2.2 – Les différentes appellations des 13 champs²

nom <i>Planck</i>	nom long	nom court	nom SPHerIC
PLCK_G6.1plus61.8	G006.1+61.8	G006	SPHerIC J143347+121257
PLCK_G56.7plus41.2	G056.7+41.2	G056a	SPHerIC J163935+345026
PLCK_G56.7plus62.6	G056.7+62.6	G056b	SPHerIC J145439+344332
PLCK_G63.7plus47.7	G063.7+47.7	G063	SPHerIC J160754+400240
PLCK_DU_G073.4-57.5	G073.4-57.5	G073	SPHerIC J231446-041737
PLCK_G75.1plus33.2	G075.1+33.2	G075	SPHerIC J173001+482920
PLCK_G79.7plus32.9	G079.7+32.9	G079	SPHerIC J173322+522120
PLCK_G91.9plus43.0	G091.9+43.0	G091	SPHerIC J161040+601925
PLCK_G101.5plus44.2	G101.5+44.2	G101	SPHerIC J152954+654437
PLCK_DU_G124.1plus68.8	G124.1+68.8	G124	SPHerIC J124904+482046
PLCK_G162.1-59.3	G162.1-59.3	G162	SPHerIC J020653-021727
PLCK_HZ_G180.1plus65.1	G180.1+65.1	G180	SPHerIC J110433+380242
PLCK_HZ_G322.1plus62.3	G322.1+62.3	G322	SPHerIC J132640+004126

FIGURE 2.1 – De gauche à droite : mosaïques, cartes de poids et cartes des mauvais pixels en bandes J (haut) et Ks (bas) du champ G006. Le rectangle vert, basé sur la carte de poids, indique la région du ciel gardée. Le cercle noir indique la position du candidat principal du champ et fait 1' de rayon.

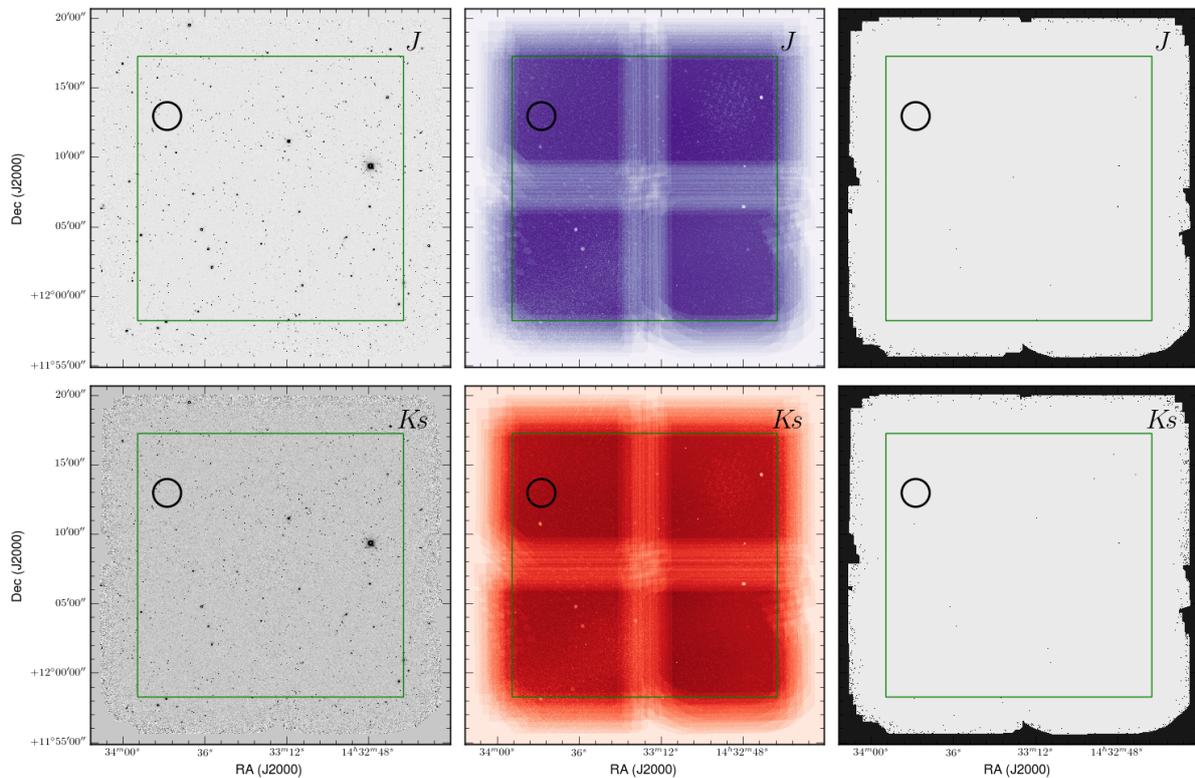
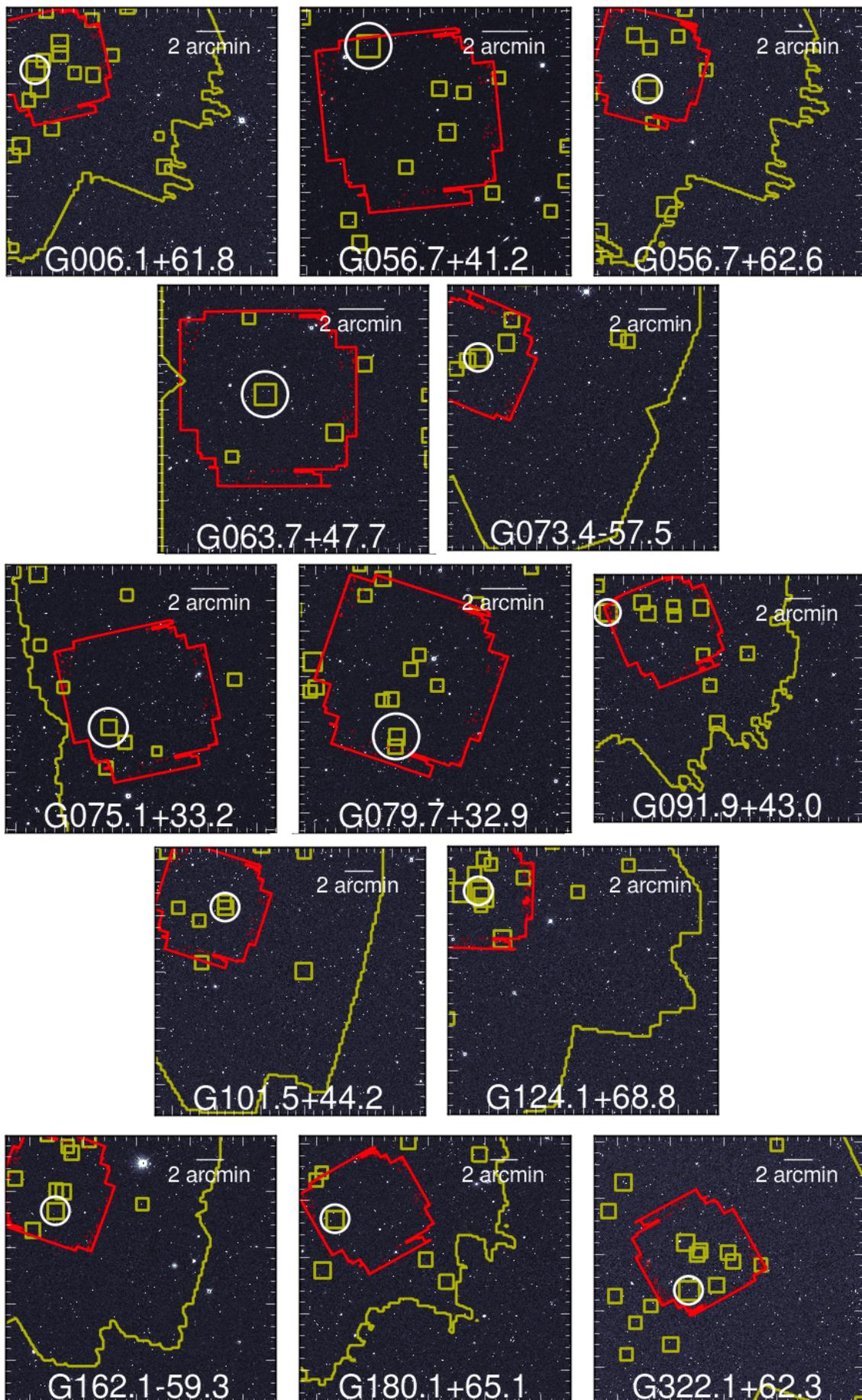


FIGURE 2.2 – Les 13 champs de vue sur leur mosaïque Ks. Les polygones rouges indiquent les champs de vue de *Spitzer*/IRAC les polygones jaunes les contours des données *Herschel*/SPIRE. Les carrés jaunes indiquent la position des sources SPIRE-rouges³, leur taille est proportionnelle à leur flux à 350 μm . Les cercles indiquent la position du candidat principal de chaque champ et font 1' de rayon.



2.2 SExtractor

Source extractor (SExtractor) (BERTIN et ARNOUITS [1996]) est le logiciel d'extraction et de photométrie que l'on utilise pour générer les catalogues de sources à partir des images. C'est un logiciel très largement utilisé dans la communauté car il est robuste, rapide, hautement paramétrable et capable de gérer des images volumineuses. Dans la suite, par concision, j'appellerai *flux* les densités de flux.

L'organigramme des principales étapes de traitement est montré figure 2.3. Celles-ci sont :

1. soustraction du fond de ciel
2. détection des sources
3. séparation des sources entrelacées (ci-après blendées⁴)
4. astrométrie, photométrie et mesure de morphologie
5. génération du catalogue

La soustraction du fond de ciel est réalisée à partir de son estimation dans une partition de petites portions de ciel où celui-ci est supposé constant. La taille de ces portions est ajustable avec le paramètre BACK_SIZE.

La détection des sources est extrêmement sensible aux paramètres d'entrée. Pour SExtractor, une source est un ensemble d'au moins DETECT_MINAREA pixels adjacents où chacun a une valeur supérieure à $\mu_{bg} + \text{DETECT_THRESH} \sigma_{bg}$, où μ_{bg} et σ_{bg} sont la moyenne et l'écart-type du fond de ciel. La valeur optimale de ces deux paramètres critiques dépend des images d'entrée et des sources recherchées ; si l'on cherche des sources faibles, il faudra un seuil de détection peu élevé mais on court alors le risque de considérer des fluctuations du bruit comme des sources. De façon similaire, le nombre minimum de pixels doit être faible pour détecter les sources ponctuelles mais suffisamment grand pour éviter les grandes fluctuations très locales du bruit. L'optimisation se fait par essai-erreur par une analyse visuelle et a posteriori des nombreuses *check images* que SExtractor peut générer en même temps que le catalogue. Étant donné que leur utilité est de permettre d'ajuster les paramètres d'entrée à nos besoins, je fais le choix de les passer sous silence.

La séparation des sources blendées (ou *deblending*) est réalisée à partir d'un seuillage du profil d'intensité 2D du groupe de sources. Les documentations officielle⁵ et plus complète⁶ peuvent renseigner sur les détails du processus.

L'astrométrie et la mesure de morphologie ne sont pas paramétrables. SExtractor donne la position du centroïde de l'objet, le suppose elliptique et donne la taille des demi-petit et grand axes, ainsi que d'autres grandeurs qui en découlent directement (élongation, ellipticité, etc.).

La photométrie peut prendre quatre formes différentes. SExtractor est capable de mesurer des flux dits APER, AUTO, ISO et ISOCORR.

- APER qualifie la photométrie d'ouverture ; le diamètre d'une ouverture circulaire est donné en entrée via PHOT_APERTURES et SExtractor somme les valeurs des pixels tombant dans ce disque centré en le centroïde de chaque objet (après soustraction du fond de ciel). La somme est alors la quantité FLUX_APER. Les objets étendus ou brillants sont susceptibles de ne pas être entièrement contenus dans le disque, aussi une correction d'ouverture est-elle nécessaire, voir section 2.4.3. C'est le mode de photométrie que l'on a adopté.
- AUTO est un mode automatique où la morphologie de l'objet est utilisée. SExtractor ajuste la meilleure ellipse sur l'objet et mesure le flux à l'intérieur. L'estimation des paramètres de l'ellipse est elle-même paramétrable. On utilise ce mode de photométrie mais uniquement à des fins de validation interne.

4. de l'anglais *blended*

5. <https://www.astromatic.net/pubsvn/software/sextractor/trunk/doc/sextractor.pdf>

6. http://astroa.physics.metu.edu.tr/MANUALS/sextractor/Guide2source_extractor.pdf

- ISO, pour contour isophotal, est un mode où SExtractor ne somme que les valeurs des pixels au-delà du seuil fixé, le contour est donc complètement "pixellisé". Ce mode n'a vraisemblablement d'intérêt que pour des objets très larges ou non elliptiques, ce qui n'est pas notre cas.
- ISOCORR est une variante d'ISO qui tente de restaurer le flux perdu dans les queues de l'objet.

La figure 2.4 illustre les quatre modes de photométrie. La table 2.3 donne la liste des flags générés par SExtractor.

TABLEAU 2.3 – Flags SExtractor

flag	signification
1	L'objet a soit des voisins assez brillants pour biaiser significativement la photométrie avec MAG_AUTO, soit des mauvais pixels (plus de 10% de la surface d'intégration)
2	L'objet était initialement blendé avec un autre
4	Au moins un pixel de l'objet est (quasiment) saturé
8	L'objet est tronqué (proche d'un bord de l'image)
16	Les données d'ouverture de l'objet sont incomplètes ou corrompues
32	Les données isophotales de l'objet sont incomplètes ou corrompues
64	Un dépassement mémoire est survenu pendant le deblending
128	Un dépassement mémoire est survenu pendant l'extraction

FIGURE 2.3 – Organigramme simplifié des étapes de l’algorithme de SExtractor. Tiré de HOLWERDA [2005]

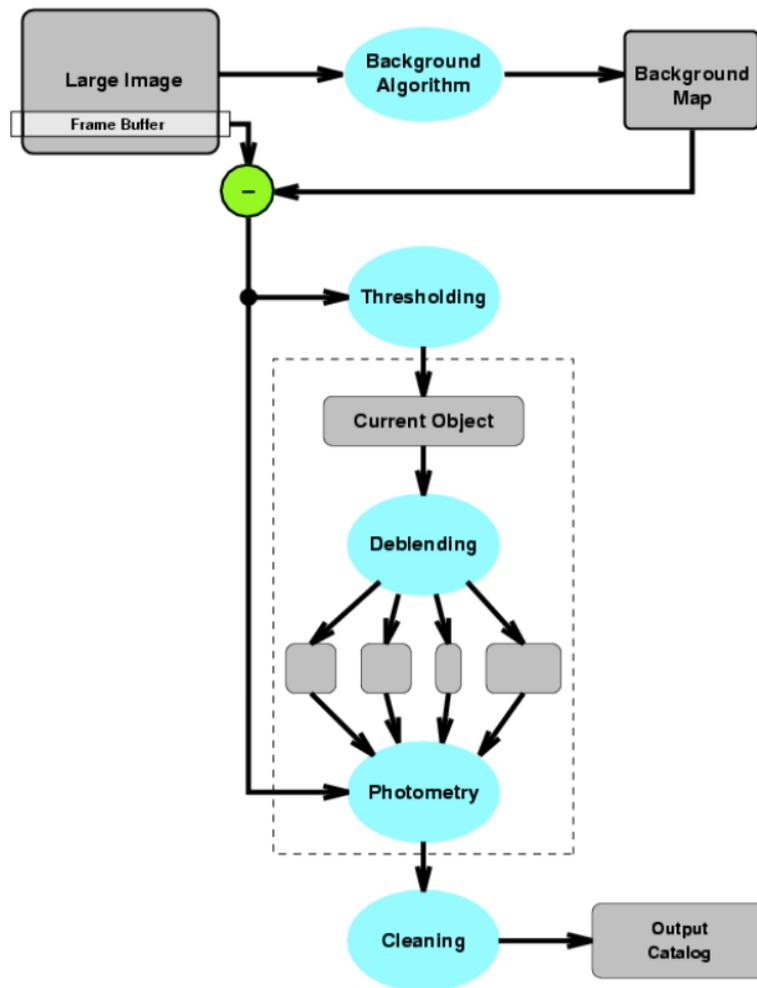
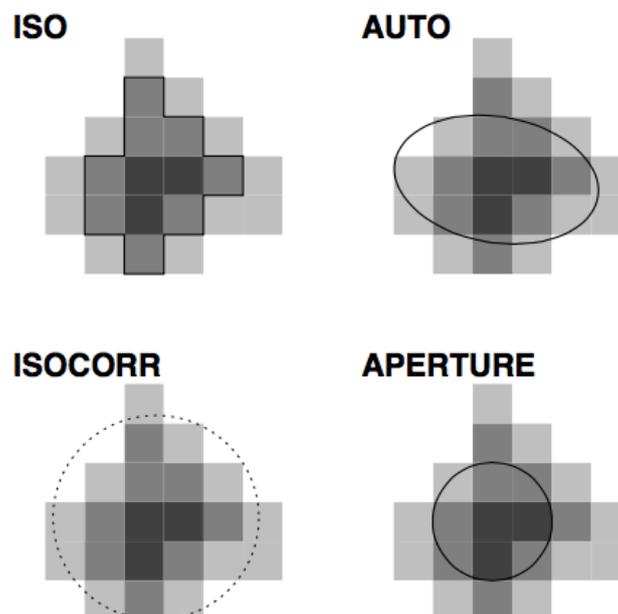


FIGURE 2.4 – Les quatre modes de photométrie de SExtractor. Tiré de HOLWERDA [2005]



2.3 Extraction des sources

La première étape dans la constitution d'un catalogue photométrique est l'extraction brute des sources. SExtractor possède un très grand nombre de paramètres, et il est fondamental de les régler correctement afin d'obtenir une extraction fiable. Le tableau 2.4 donne les paramètres cruciaux utilisés dans mon extraction. Pour le fichier complet des paramètres, voir l'annexe A.1.

TABLEAU 2.4 – Paramètres cruciaux pour l'extraction des sources. Le premier indique le nombre de pixels adjacents qui doivent être au-delà d'un seuil pour considérer une détection, le seuil étant quantifié par le deuxième. Le troisième indique le diamètre d'ouverture utilisé pour la mesure des flux.

paramètre	valeur
DETECT_MINAREA	$\sim 0.27 \text{ arcsec}^2$
DETECT_THRESH	2.5σ
PHOT_APERTURES	$4''$

SExtractor permet de faire de la photométrie en *dual mode*, c'est-à-dire de mesurer un flux dans une bande à une position où une source a été détectée dans une autre bande. On utilise ce mode pour l'extraction en J : détection en Ks puis photométrie en J. C'est ce catalogue qui sera utilisé pour l'analyse en bande J. Concernant la bande Ks, on l'utilise seule, c'est-à-dire détection et photométrie en Ks. À l'issue de cette étape, on a pour chaque champ deux catalogues, un en J et un en Ks : on les associe (*match*) et on appelle ce catalogue associé le catalogue brut. Le nombre moyen de sources par champ est ~ 6800 , soit une densité moyenne de $\sim 23.6 \text{ arcmin}^{-2}$.

2.4 Construction des catalogues associés JKs

2.4.1 Épuration

Le catalogue brut doit maintenant être traité, il n'est pas exploitable en l'état. Tout d'abord, on en supprime les sources peu fiables, c'est-à-dire qui ont été flaggées soit par la carte des mauvais pixels, soit par SExtractor lui-même (voir table 2.3). Puisque en bande J on mesure des flux à des positions où il n'y a pas nécessairement de détection, un grand nombre de "sources" J seront flaggées. Aussi n'applique-t-on cette épuration qu'aux sources Ks. Enfin, un flag est toléré, celui qui indique une source blendée : FLAGS=2. Le nombre moyen de ces sources par champ est ~ 6300 soit une densité moyenne de $\sim 21.9 \text{ arcmin}^{-2}$.

2.4.2 Zeropoints

Jusqu'à présent les valeurs numériques des (densités de) flux mesurés sont en [analog-to-digital unit \(ADU\)](#), il faut les convertir en janskys (Jy)⁷. On utilise pour cela les zeropoints des images qui sont fournis avec elles. Une fois ces zeropoints appliqués, les flux et leurs erreurs sont en Jy et les magnitudes dans le système [absolu \(AB\)](#). Dans notre cas, les zeropoints sont $ZP_J = ZP_{Ks} = 30.00 \text{ Vega}$. Passer d'un système de magnitude à un autre, pour nous de Vega à AB, nécessite un facteur de conversion qui dépend de la convention utilisée car son estimation n'est pas triviale. J'ai utilisé la prescription de [BLANTON et ROWEIS \[2007\]](#)⁸ qui donne $ZP_J = 30.91 \text{ AB}$ et $ZP_{Ks} = 31.85 \text{ AB}$. J'aurais pu utiliser la prescription spécifique à WIRCam⁹ ([MARMO \[2007\]](#)), qui aurait provoqué un décalage systématique de +0.09 sur la mesure des couleurs J – Ks, changeant légèrement l'analyse qui suit.

2.4.3 Correction d'ouverture

Comme vu précédemment, SExtractor possède quatre modes de photométrie qui ont chacun leurs avantages et inconvénients. Le mode APER a pour avantage d'avoir une ouverture fixe et permet

7. $1 \text{ Jy} := 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$

8. $J_{AB} = J_{Vega} + 0.91$; $Ks_{AB} = Ks_{Vega} + 1.85$

9. $J_{AB} = J_{Vega} + 0.96$; $Ks_{AB} = Ks_{Vega} + 1.99$

donc de comparer différentes bandes entre elles, ce qui est impossible avec AUTO qui ajuste l'ouverture à ce qu'il "voit" dans chaque bande. En revanche, puisque l'ouverture est fixée, rien ne garantit que la totalité du flux de la source soit contenue dans ladite ouverture, ce qui conduit à une sous-estimation du flux de la source. Étant donné en outre que la PSF varie avec la longueur d'onde, cette mésestimation dépend également de la bande. Il est donc nécessaire de corriger ce manque en appliquant un facteur de correction d'ouverture.

Pour l'estimer, on construit ce que l'on appelle des courbes de croissance : une telle courbe donne le flux d'un objet ponctuel observé dans une ouverture circulaire donnée en fonction du rayon de cette ouverture. On va donc tracer les courbes de croissance d'étoiles brillantes. Mais comment sélectionner des étoiles dans nos catalogues ? Pour les trouver, j'ai appliqué une série de critères contraignants, pour être certains de ne garder que celles de meilleure qualité photométrique, nommées *goodstars*. Les critères à valider pour prétendre au titre de *goodstar* sont :

- être référencé dans le catalogue d'étoiles de SDSS DR13¹⁰, avec une bonne photométrie (quantifié par un flag du catalogue SDSS)¹¹
- être référencé dans le Guide Star Catalog 2.3¹² et classifié comme étoile
- être référencé dans le catalogue 2MASS
- ne pas avoir de voisin dans un rayon de 6'' en bande Ks
- ne pas avoir de voisin plus brillant que soi dans un rayon de 10'' en bande Ks
- ne pas être saturé
- ne pas être situé dans une région bruitée de la mosaïque en bande Ks

Le tableau 2.5 donne le nombre d'étoiles référencées (i.e. répondant aux trois premiers critères) et de *goodstars* pour chaque champ.

TABLEAU 2.5 – Nombre d'étoiles et de *goodstars* par champ

champ	étoiles	<i>goodstars</i>
G006	36	29
G056a	32	32
G056b	39	36
G063	21	21
G073	41	39
G075	34	34
G079	39	39
G091	63	62
G101	54	50
G124	39	34
G162	33	33
G180	28	25
G322	53	46

Les corrections d'ouverture à 4' sont typiquement de $5 \pm 2\%$ pour J et $5 \pm 1\%$ pour Ks, ce qui se traduit par une correction en magnitude de 0.05, inférieure à l'erreur typique d'estimation du flux par SExtractor. Je n'ai donc finalement pas appliqué de correction d'ouverture.

10. <http://skyserver.sdss.org/dr13/en/tools/toolshome.aspx>

11. sauf pour G075, non couvert par SDSS

12. <http://gsss.stsci.edu/webservices/GSC2/GSC2WebForm.aspx>

2.5 Magnitudes limites et précisions photométriques

2.5.1 Définition(s)

La magnitude limite d'une image quantifie sa profondeur, c'est-à-dire sa capacité à contenir des informations sur les sources de faible intensité. Elle dépend notamment du niveau de bruit de l'image, donc entre autres de la bande et du temps d'exposition, et pour les observations au sol de l'état du ciel (quantifié par le seeing). Mais elle dépend aussi de la définition qu'on lui donne : on parle de magnitude limite à $n\sigma$ ou à une complétude de $p\%$. Par exemple, la magnitude limite à 3σ est celle à laquelle les sources sont détectées à au moins 3σ au-dessus du niveau du bruit, où σ est la fluctuation moyenne (l'écart-type) du bruit. La magnitude limite à 50% de complétude est celle à laquelle on détecte encore 50% des sources. Mais ces définitions sont encore insuffisantes ; dans celle utilisant σ , quand on dit "les sources sont détectées à au moins 3σ ", on se donne une tolérance qui est par exemple que 90% de ces sources doivent être à plus de 3σ , ou bien 95%. Dans la définition utilisant la complétude, quand on dit "on détecte encore 50% des sources", il faut préciser à combien de σ ces sources sont détectées, comme 2.5 ou 5. Il existe donc une grande liberté dans la définition de cette quantité, aussi est-il fondamental de la connaître précisément lorsque l'on compare des relevés.

Dans notre cas, on utilise les magnitudes limites à 50% et 90% de complétude, comme couramment utilisées dans la littérature, et devant être détectées à plus de 2.5σ , notre seuil de détection paramétré dans SExtractor. On nomme ces magnitudes limites J_{50} , J_{90} , K_{S50} et K_{S90} .

La précision photométrique d'une source est le ratio entre son flux mesuré et son flux véritable qu'il est donc nécessaire de connaître.

2.5.2 Estimations

Prenons le cas de K_{S50} . On veut déterminer la magnitude à laquelle 50% des sources sont détectées en bande K_s à plus de 2.5σ . Pour ce faire, on injecte dans la mosaïque un nombre donné de sources simulées à une magnitude donnée, on fait tourner SExtractor et on compte combien de ces sources il retrouve. Le ratio $N_{\text{retrouvées}} / N_{\text{injectées}}$ donne la complétude à cette magnitude en bande K_s . En réitérant à des magnitudes différentes, on construit ainsi la courbe de complétude en fonction de la magnitude des objets. Il ne reste qu'à interpoler les points pour trouver K_{S50} (et aussi K_{S90}). Et en réitérant l'ensemble de ce processus, on obtient l'erreur statistique sur ces estimations.

Les 1000 sources que l'on ajoute à la mosaïque, aléatoirement et uniformément, sont des sources ponctuelles telles que vues par la caméra, donc convoluées par un kernel gaussien 2D à la PSF de l'instrument¹³, celle-ci ayant été estimée comme le pic de la distribution des largeurs à mi-hauteur (full width at half maximum (FWHM)) des *goodstars* sélectionnées précédemment (voir figure 2.5 et tableau 2.6). Le calcul de complétude étant long (essentiellement à cause de l'écriture des mosaïques sur le disque), on procède en deux étapes :

- À la première étape, on espace les magnitudes d'entrée sur un large domaine, dans notre cas de 26 à 20 environ (soit des flux de 0.1 à 30 μJy). Une interpolation grossière nous donne une valeur approchée des magnitudes limites.
- À la seconde étape, on restreint le domaine de magnitude pour encadrer les deux magnitudes limites et faire une interpolation plus fine, puis on réitère cette étape 9 fois afin de moyenniser les résultats et obtenir l'erreur statistique.

La figure 2.6 illustre les étapes menant aux deux valeurs recherchées (K_{S50} et K_{S90}).

Lorsqu'un ensemble de sources injectées est retrouvé, on compare leurs flux mesurés à leur flux incident : le ratio donne la précision photométrique et l'écart-type de la distribution des précisions photométriques quantifie tout autant la qualité de la mesure. On construit de même la courbe de

13. En toute rigueur, la PSF n'est pas gaussienne, mais ici cette approximation est suffisante.

précision photométrique en fonction de la magnitude incidente (voir figure 2.7).

TABLEAU 2.6 – Pics des distributions des FWHM des *goodstars* en bandes J et Ks dans les 13 champs, des estimateurs de la PSF

champ	J (arcsec)	Ks (arcsec)
G006	0.94	0.49
G056a	0.64	0.73
G056b	0.56	0.53
G063	0.74	0.63
G073	0.92	0.64
G075	0.69	0.67
G079	0.74	0.68
G091	0.53	0.57
G101	0.58	0.61
G124	0.74	0.68
G162	0.89	0.81
G180	0.95	0.65
G322	0.61	0.57

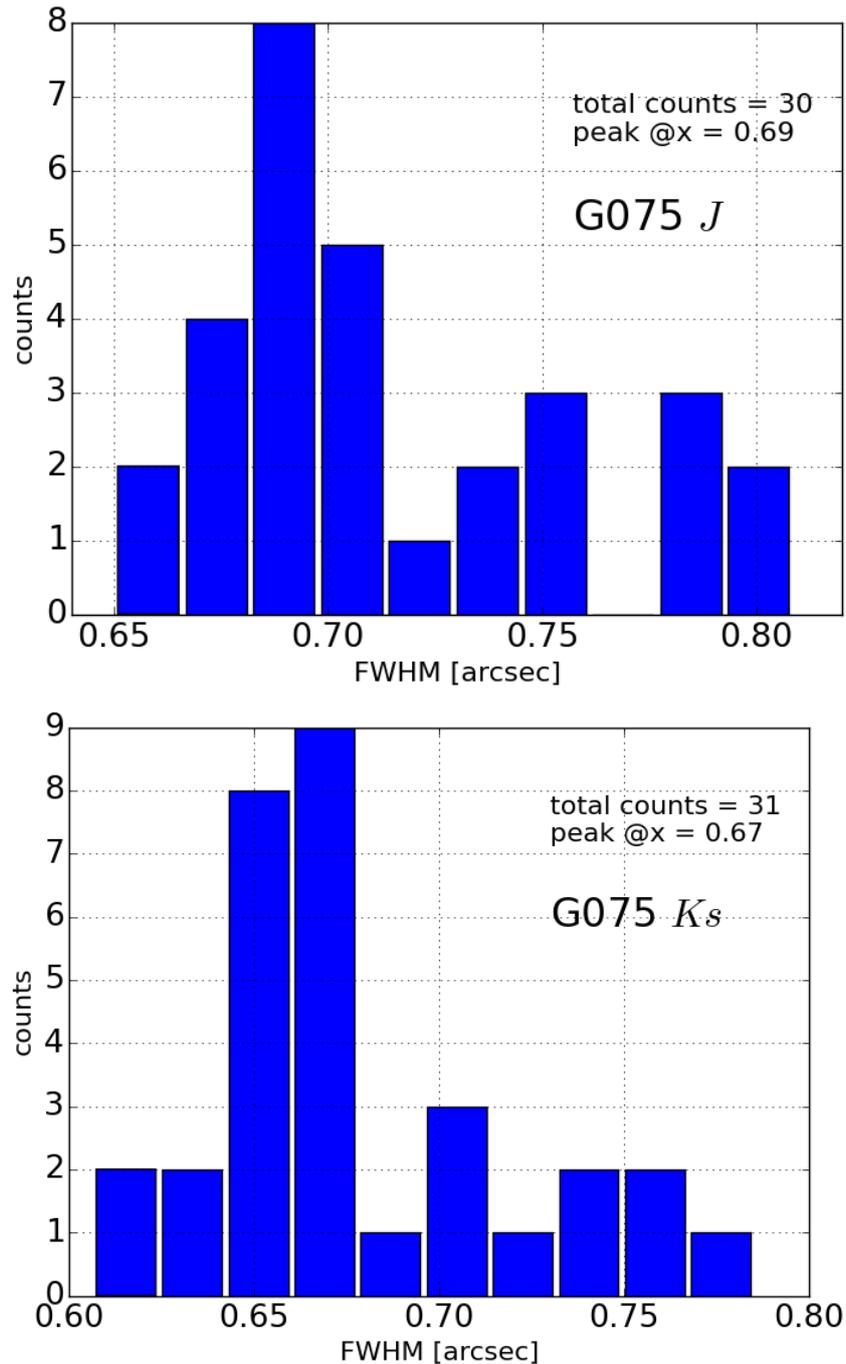
Un problème à première vue simple mais en réalité épineux, et passé sous silence jusqu'à présent, est le recouvrement des sources injectées. Pour décider qu'une source détectée est une source injectée ou non, on procède à une association entre les positions (réelles) des sources injectées et les positions des sources détectées (qu'elles soient vraies, injectées ou ne correspondent à rien). Le problème est que SExtractor ne détecte pas les sources exactement où elles sont, ce qui est particulièrement vrai pour les régions peuplées, les sources faibles et les sources proches de sources très lumineuses. Il faut donc introduire une tolérance dans le recouvrement, traduite par un rayon de tolérance R_m . Et quantifier cette tolérance n'est pas trivial. En effet, une faible tolérance (R_m petit) laissera des sources détectées non associées simplement car une source brillante proche aura dégradé leur position extraite ; à l'inverse, une grande tolérance (R_m grand) provoquera des associations fortuites simplement parce qu'une vraie source se sera retrouvée par hasard proche d'une source injectée. Le tableau 2.7 montre l'évolution de la magnitude limite en fonction du rayon de tolérance. On constate que multiplier le rayon par 3 peut engendrer une différence de magnitude limite d'une unité. Cet effet a donc un impact majeur sur la complétude et la précision photométrique des sources faibles, qui sont précisément dans l'intervalle de magnitudes qui nous intéresse.

TABLEAU 2.7 – Magnitude limite à 50% en fonction du rayon de tolérance R_m , en bande J, dans le champ-test WIRDS (voir section 2.7.1). La magnitude limite est très sensible au rayon de tolérance.

R_m	J_{50}
0.12''	24.65
0.14''	24.89
0.18''	25.05
0.24''	25.34
0.35''	25.55

Il faut donc fixer le rayon de tolérance R_m en prenant en compte cet effet. On décide de lui donner comme valeur la fraction entière de la FWHM de la PSF la plus proche de la valeur pour laquelle 90% d'un ensemble de sources assez brillantes sont retrouvées. Dit autrement, on mesure le rayon de tolérance nécessaire pour retrouver 90% des sources d'1 μ Jy (23.9 AB) retrouvées dans un lancer de 1000 sources, et on l'appelle R_{90} . R_{90} correspond à une fraction de la FWHM de la PSE, i.e. $R_{90} = \text{FWHM}/\alpha$. On arrondit α à l'entier le plus proche, n , et on pose finalement $R_m := \text{FWHM}/n$. Dans nos 26 mosaïques, on obtient toujours $n = 5$. La figure 2.8 illustre le concept du rayon de tolérance.

FIGURE 2.5 – Distribution des largeurs à mi-hauteur des *goodstars* en bandes J et K_s dans le champ G075, mesurées par SExtractor. Le pic de la distribution, autour de 0.7'', est un estimateur de la PSF.



La [tableau 2.8](#) donne les magnitudes limites et leur erreur statistique en bandes J et K_s à 50% et 90% pour tous les champs. Dans la suite, j'appelle source brillante une source dont la magnitude K_s est inférieure à la magnitude limite K_{s50}.

FIGURE 2.6 – Courbes de complétude en bandes J (haut) et Ks (bas) pour le champ G006. La courbe noire relie les points de mesure de la première étape (voir texte), les courbes bleues ceux des 10 étapes suivantes. Chaque courbe bleue est interpolée et donne ses magnitudes limites individuelles à 50% et 90%, Ks_{50}^i et Ks_{90}^i . Les traits pleins rouges indiquent Ks_{50} et Ks_{90} , qui sont la moyenne des 10 Ks_{50}^i et des 10 Ks_{90}^i , et les régions en rouge indiquent l'écart-type de ces deux distributions.

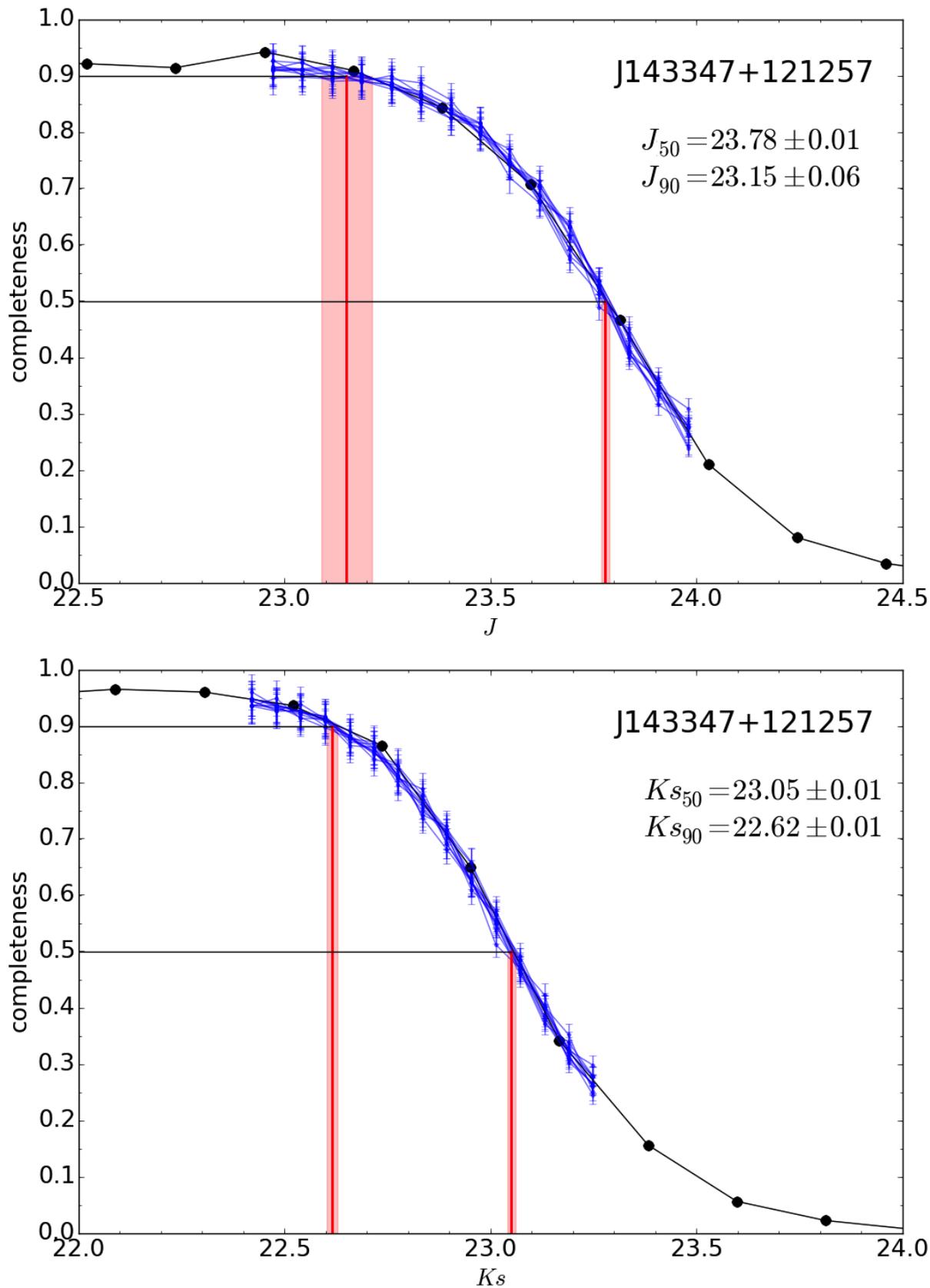


TABLEAU 2.8 – Magnitudes limites à 50% et 90% de complétude. Seules les erreurs statistiques sont mentionnées. Moyennes et écarts-type sont aussi indiqués.

champ	J ₅₀	J ₉₀	K _{S50}	K _{S90}
G006	23.78 ± 0.01	23.15 ± 0.06	23.05 ± 0.01	22.62 ± 0.01
G056a	23.99 ± 0.01	23.46 ± 0.02	23.12 ± 0.01	22.65 ± 0.02
G056b	24.14 ± 0.01	23.62 ± 0.03	23.07 ± 0.01	22.63 ± 0.02
G063	23.28 ± 0.01	22.82 ± 0.02	23.20 ± 0.01	22.73 ± 0.03
G073	23.80 ± 0.01	23.29 ± 0.03	23.18 ± 0.01	22.71 ± 0.02
G075	23.51 ± 0.01	23.03 ± 0.01	23.24 ± 0.01	22.75 ± 0.03
G079	23.78 ± 0.01	23.25 ± 0.03	22.95 ± 0.01	22.48 ± 0.02
G091	23.98 ± 0.01	23.45 ± 0.04	23.04 ± 0.01	22.55 ± 0.02
G101	24.00 ± 0.01	23.50 ± 0.03	22.93 ± 0.01	22.44 ± 0.02
G124	24.09 ± 0.01	23.56 ± 0.03	22.94 ± 0.01	22.47 ± 0.02
G162	23.66 ± 0.01	23.13 ± 0.04	22.83 ± 0.01	22.33 ± 0.02
G180	23.98 ± 0.01	23.42 ± 0.04	23.17 ± 0.01	22.70 ± 0.02
G322	24.19 ± 0.01	23.69 ± 0.02	23.10 ± 0.01	22.65 ± 0.01
μ ± σ	23.86 ± 0.25	23.34 ± 0.24	23.06 ± 0.12	22.59 ± 0.13

FIGURE 2.7 – Précision photométrique en bandes J (haut) et Ks (bas) pour le champ G091. Les pointillés verticaux représentent les magnitudes limites à 50% (gauche) et 90% (droite). Les pointillés horizontaux marquent les 20% de précision. L'écart relatif et son erreur sont tous les deux compatibles avec 0 à grand flux, indiquant une photométrie a priori non biaisée.

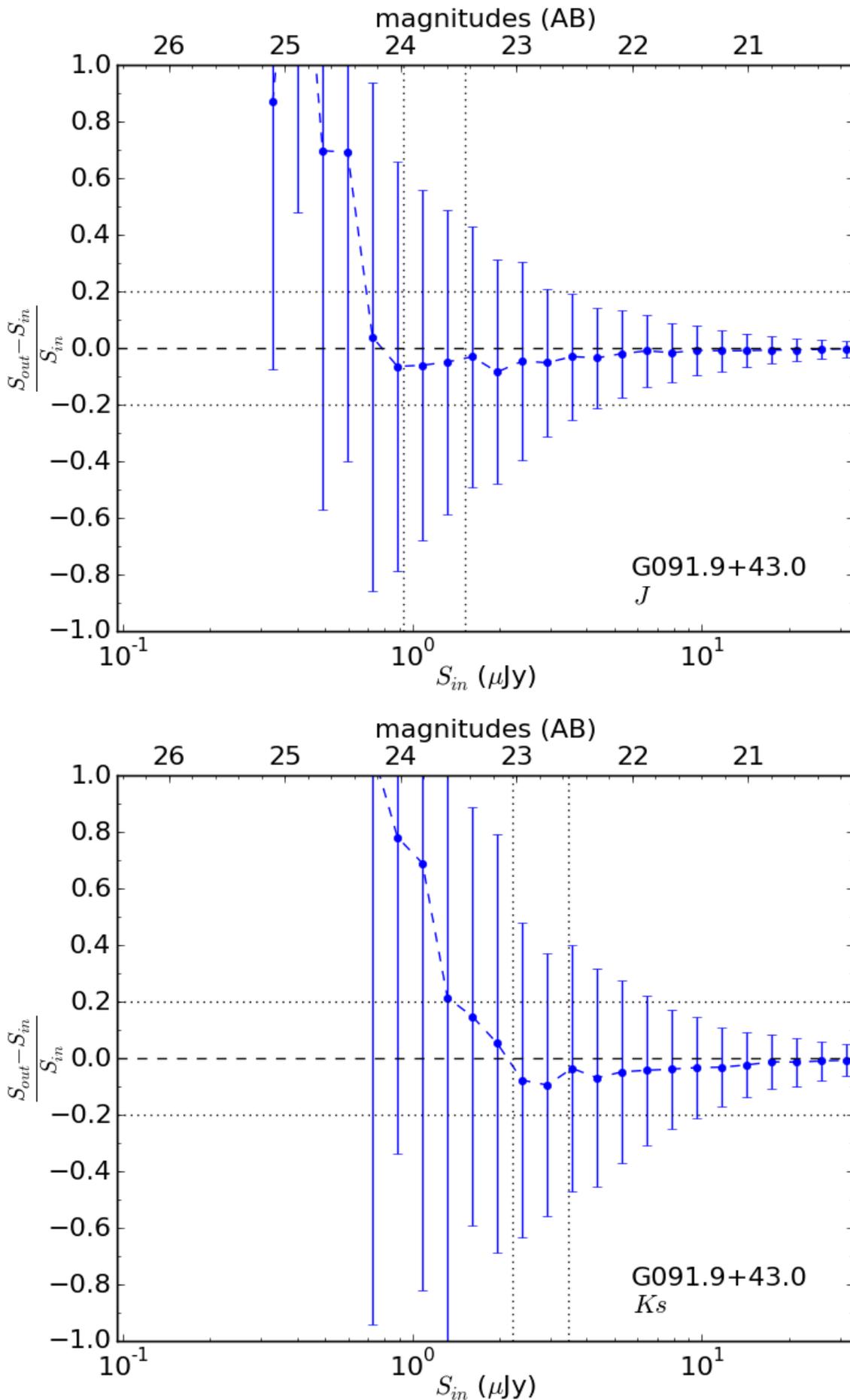
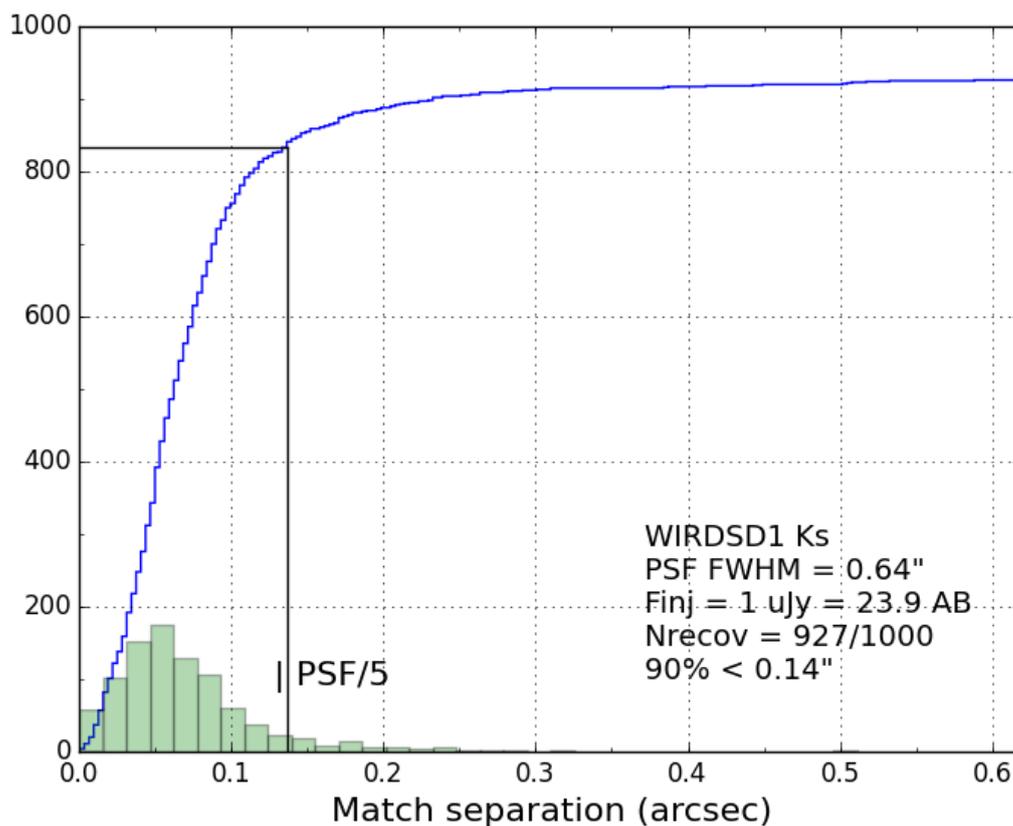
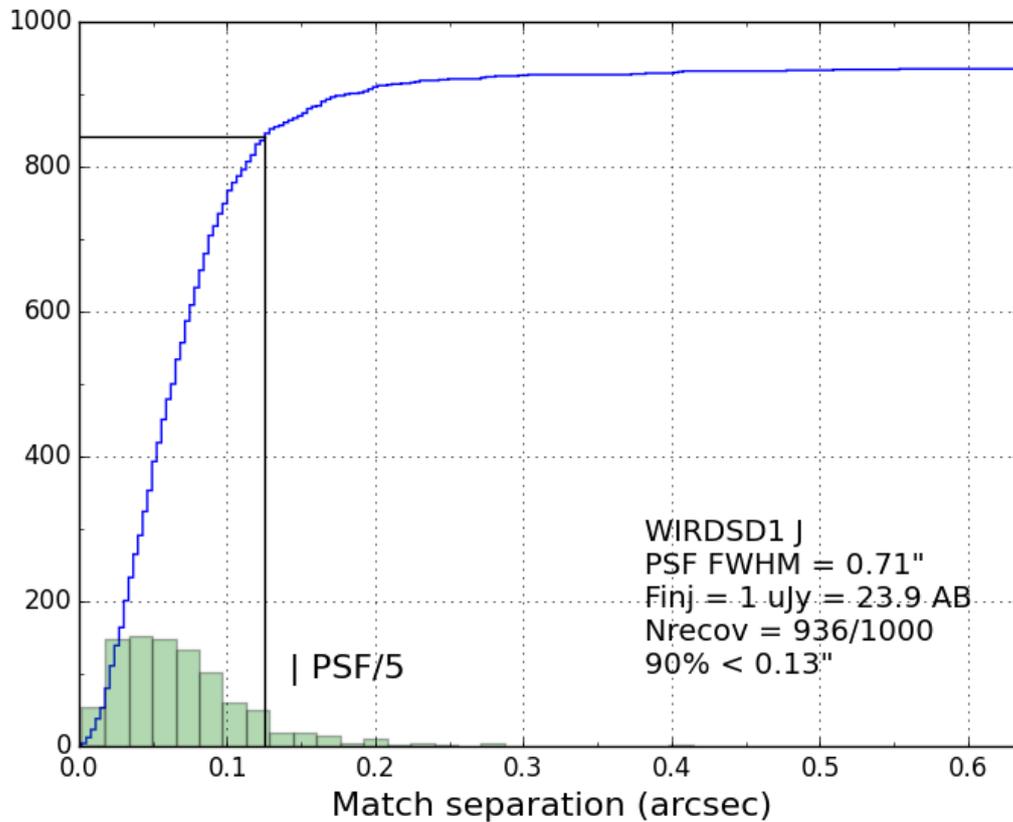


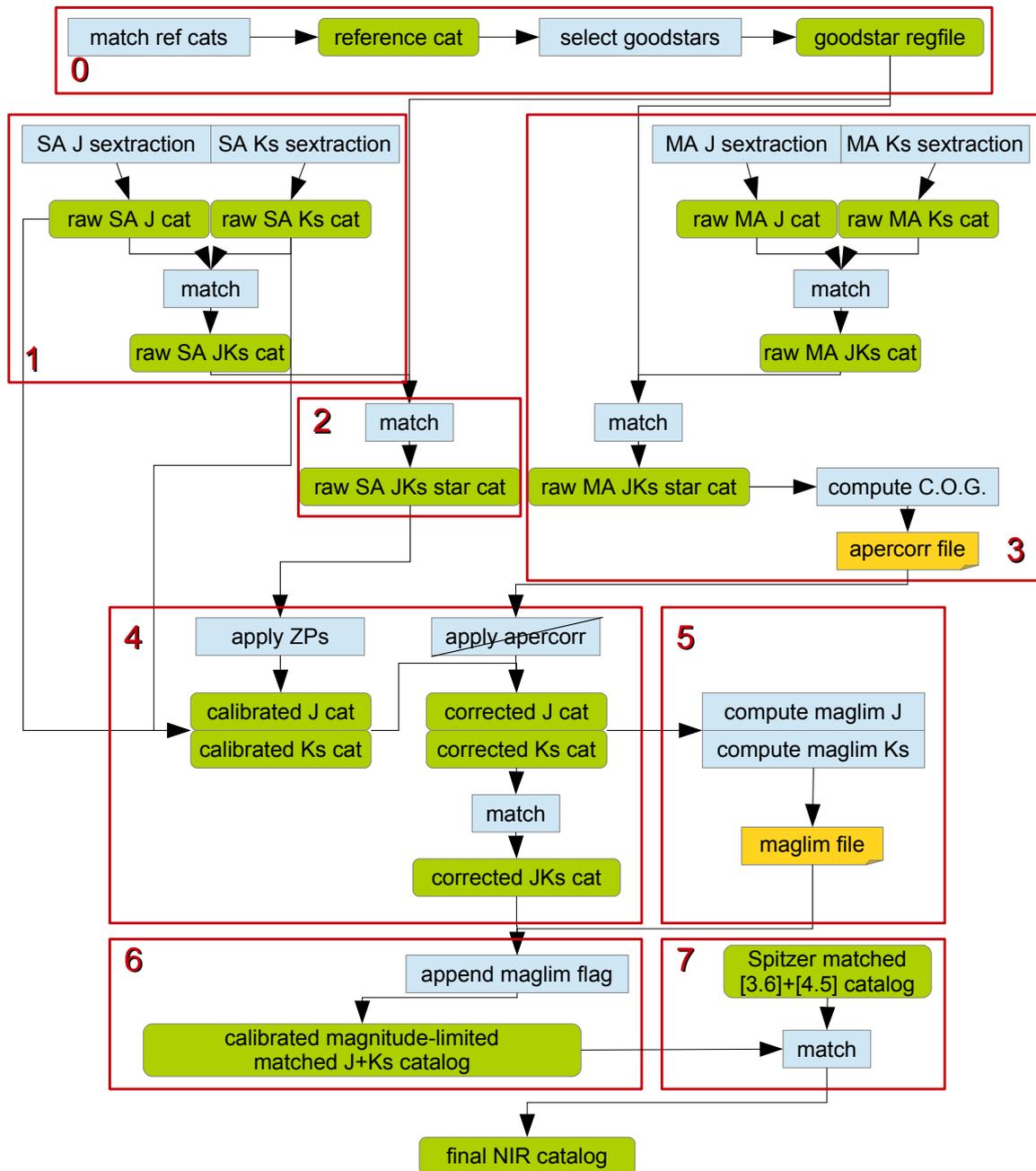
FIGURE 2.8 – Histogrammes différentiel (vert) et cumulatif (bleu) des séparations angulaires entre sources injectées et retrouvées, dans le champ-test WIRDS (voir section 2.7.1). 1000 sources de magnitude 23.9 AB ($1 \mu\text{Jy}$) ont été injectées. En bande J, 936 ont été retrouvées dans un rayon inférieur à 1 FWHM ($0.71''$), parmi lesquelles 90% (842) dans un rayon de $0.13''$. $0.13''$ vaut environ $\text{FWHM} / 5 = 0.14''$, donc on pose ici $R_m = 0.14''$. De même en bande Ks



2.6 Organigramme du pipeline

Les différentes étapes du pipeline sont représentées dans l'organigramme général ci-après.

FIGURE 2.9 – Organigramme du pipeline



process	• ref cats	reference catalogs (GSC2.3, SDSS13, 2MASS)
file	• SA, MA	single-, multi-aperture
text file	• C.O.G.	curve of growth
step	• ZPs	zeropoints
	• apercorr	aperture correction factors
	• maglim	limit magnitudes

2.7 Validation du pipeline

La validation de mon pipeline photométrique repose sur la littérature et compte deux volets :

1. le faire tourner sur un champ-test public et comparer mon catalogue avec le catalogue public
2. comparer mes comptages de galaxies avec ceux de la littérature

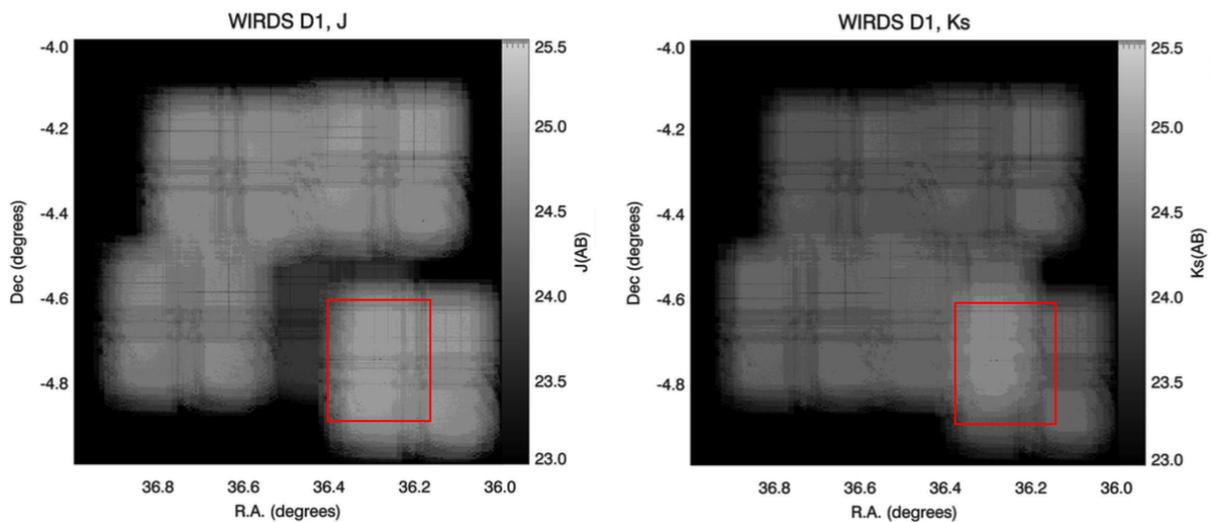
2.7.1 Validation sur le champ-test

Il s'agit du champ [WIRCam deep survey, deep 1 \(WIRDS D1\)](#) ([BIELBY et al. \[2012\]](#)), release T0002. WIRDS est un programme d'observation de quatre champs profonds observés avec MegaCam pour le [CFHT legacy survey \(CFHTLS\)](#)¹⁴ (en bandes *ugriz*) cette fois avec WIRCam, dans les bandes JHKs. Chaque champ couvre environ 1 deg².

Plus exactement, j'ai utilisé une fraction rectangulaire d'environ 0.1 deg² du champ D1, que j'appellerai champ WIRDS, pour plusieurs raisons :

- ne garder que la fraction de ciel de meilleure qualité (voir figure 2.10)
- avoir un champ de ciel de taille comparable à mes données
- avoir un champ de ciel rectangulaire (pour une procédure plus simple)

FIGURE 2.10 – Cartes de poids du champ WIRDS pour les mosaïques en bandes J (gauche) et Ks (droite). Les rectangles rouges (~ 0.1 deg²) indiquent la sous-carte utilisée dans le processus de validation. Cartes tirées de [BIELBY et al. \[2012\]](#)



Le catalogue fourni par Bielby et al. avec les cartes sera appelé le catalogue Bielby. Pour leur extraction, Bielby et al. n'ont pas utilisé les mêmes paramètres SExtractor que ceux que j'utilise dans mon pipeline pour les champs SPHERIC. Sa validation a été faite avec leur jeu de paramètres (voir table 2.9).

TABLEAU 2.9 – Paramètres SExtractor principaux utilisés par Bielby et al.

paramètre	valeur
DETEC_MINAREA	3 px
DETECT_THRESH	1.5σ
PHOT_APERTURES	2''

Avec le rayon de tolérance $R_m = \text{FWHM}/5$ défini précédemment, on obtient des valeurs de magnitudes limites compatibles avec celles que trouvent Bielby et al. (voir tableau 2.10). L'erreur typique de

14. <http://www.cfht.hawaii.edu/Science/CFHTLS/>

Bielby et al. est l'écart-type des magnitudes limites de leurs 5 pointés (leurs sous-champs), la mienne est l'écart-type de 5 réalisations sur l'unique portion utilisée, il est normal qu'elle soit plus petite.

TABLEAU 2.10 – Magnitudes limites à 50% issues de mon pipeline et des travaux de Bielby et al.

bande	maglim	maglim Bielby
J	24.89 ± 0.04	24.72 ± 0.17
Ks	24.79 ± 0.02	24.73 ± 0.10

Pour caractériser ma photométrie, je compare pour un même ensemble d'objets leurs magnitudes issues d'une part de mon pipeline et d'autre part du catalogue Bielby. Ce dernier comprend notamment, pour les bandes J et Ks, les magnitudes extraites dans une ouverture circulaire de diamètre $2''$ (ci-après $J_{\text{aper,ref}}$ et $Ks_{\text{aper,ref}}$), que je compare avec mes valeurs (J_{aper} et Ks_{aper}) sur la figure 2.11.

La figure 2.11 indique qu'en bande J comme en bande Ks aucun décalage n'est à déplorer, il n'y a donc pas d'erreur systématique dans mon pipeline. De plus, la dispersion photométrique est au plus $\sigma = 0.06$ AB (J_{auto}).

2.7.2 Comptages de galaxies

Les comptages de galaxies, ou simplement comptages, sont un test nécessaire pour tout relevé. Ils consistent à compter le nombre de galaxies dans des intervalles de magnitude et à comparer les valeurs obtenues avec la littérature. L'unité est un nombre de galaxies par unité de surface par unité de magnitude.

Les sources de nos catalogues ne sont pas nécessairement des galaxies, ce peut être des étoiles. Avant de procéder aux comptages, il faut donc séparer les deux populations. Une technique classique de séparation étoiles/galaxies se base sur le spectre des objets : à la photométrie disponible on compare des modèles d'étoiles et de galaxies, et on classe l'objet en fonction d'un critère prédéfini, par exemple son χ^2 . Cela requiert des données dans un nombre conséquent de bandes d'observations pour espérer un ajustement fiable. Il existe des techniques utilisant seulement 3 bandes optiques et NIR, mais dans notre cas nous n'avons que 2 bandes disponibles, impossible donc d'utiliser ces techniques. L'étude morphologique des objets est également impossible puisque la plupart sont ponctuels. En revanche, SExtractor est capable de donner une estimation chiffrée de la probabilité qu'a l'objet d'être une étoile, appelée CLASS_STAR. C'est une valeur comprise entre 0 et 1 : plus elle est proche de 1, plus l'objet est probablement une étoile, et plus il est proche de 0, plus il s'agit probablement d'une galaxie. Cette valeur n'est qu'indicative mais elle donne une idée de la nature de l'objet observé. La figure 2.12 montre la distribution des valeurs de CLASS_STAR en fonction de la magnitude sur l'ensemble des objets des 13 catalogues. On note que les sources les plus brillantes sont classifiées comme étoiles, ce qui est rassurant, et que la majorité des objets faibles ont un CLASS_STAR proche de 0.5, c'est-à-dire que SExtractor n'a pas d'idée sur leur nature. Quant au pic vers 0.35, c'est peut-être un artefact dans son algorithme. La droite rouge à CLASS_STAR = 0.95 indique la coupure que j'ai choisie pour supprimer les étoiles de mes catalogues : cela permet de supprimer une grande partie des objets créant le pic vers 0.97 dans la distribution. J'applique aussi la coupure MAG_APER Ks > 17 pour retirer quelques étoiles restantes. En résumé, j'appelle étoile un objet qui a

- soit CLASS_STAR > 0.95
- soit MAG_APER Ks < 17

et j'appelle galaxie tout objet qui n'est pas une étoile.

Ces définitions étant posées, on peut désormais comparer nos comptages de galaxies avec la littérature. C'est l'objet de la figure 2.13, où les 13 catalogues ont été concaténés. J'ai représenté la densité

15. La coupure ayant été réalisée sur les magnitudes MAG_AUTO et pas MAG_APER, certaines sources ont une magnitude MAG_APER supérieure à la coupure.

de sources Ks par degré carré par tranche de 0.5 magnitude de large. À première vue, nos comptages sont globalement en accord avec la littérature. On remarque cependant un déficit léger mais significatif pour $K_s < 20$. Pour $K_s > 22$, notre relevé n'est plus complet et donc les comptages s'écroulent. Pour $20 < K_s < 22$, la région qui nous intéresse, l'accord est total.

Le déficit apparent pour $17 < K_s < 20$ peut être facilement levé : si on refait les comptages *sans* faire de séparation étoiles/galaxies préalable, on obtient un accord total sur toute la gamme de magnitude (voir figure 2.14). Mais cela a-t-il du sens ? Pour leur séparation étoiles/galaxies, BIELBY et al. [2012] ont appliqué un critère BzK adapté à leurs données, et LAIGLE et al. [2016] qui possédaient des données dans un grand nombre de bandes ont appliqué des modèles d'étoiles et de galaxies en plus du critère BzK. Leurs séparations sont donc fiables. Cependant, FONTANA et al. [2014] n'ont pas effectué de séparation, et dans les données UKIDSS UDS (LAWRENCE et al. [2007]) que j'ai moi-même tracées à partir du catalogue public, je n'en ai pas fait non plus. Et pourtant ces quatre jeux de données de référence sont en accord. J'en conclus que le critère utilisant le paramètre CLASS_STAR de SExtractor est trop sévère et rejette une quantité non négligeable de galaxies dans l'intervalle $17 < K_s < 20$, ce qui diminue la valeur des comptages. Toutefois comme on l'a vu, ce critère n'a pas d'influence dans l'intervalle d'intérêt ($K_s > 20$). Pour $K_s \in [20, 20.5]$, mes comptages sont encore $\sim 20\%$ plus faibles que ceux de la littérature, mais ce déficit diminue avec la magnitude, et je préfère privilégier la pureté de mon échantillon à sa complétude, donc je ne modifie pas mes définitions d'étoile et de galaxie. Le tableau 2.11 donne les comptages pour chacun des champs.

TABLEAU 2.11 – Comptages de galaxies en bande Ks [N / 0.5 mag / deg²]. La colonne mag donne la valeur centrale de l'intervalle.

mag	G006	G056a	G056b	G063	G073	G075	G079
17.25	130 ± 36	156 ± 64	199 ± 45	78 ± 45	148 ± 38	129 ± 49	104 ± 52
17.75	279 ± 53	259 ± 82	269 ± 52	311 ± 90	354 ± 59	276 ± 71	182 ± 69
18.25	768 ± 88	623 ± 127	678 ± 82	519 ± 116	669 ± 81	368 ± 82	363 ± 97
18.75	718 ± 85	804 ± 144	708 ± 84	1320 ± 185	709 ± 84	864 ± 126	597 ± 124
19.25	967 ± 98	882 ± 151	1230 ± 111	1580 ± 203	846 ± 91	1560 ± 169	1010 ± 162
19.75	2090 ± 145	1920 ± 223	2510 ± 158	2490 ± 254	1360 ± 116	2190 ± 200	2260 ± 242
20.25	4610 ± 214	4360 ± 336	4540 ± 213	4770 ± 352	2870 ± 168	3820 ± 265	6100 ± 398
20.75	7600 ± 275	8820 ± 478	8140 ± 285	8870 ± 480	5790 ± 239	7880 ± 381	9180 ± 488
21.25	10400 ± 322	10400 ± 519	10700 ± 327	12700 ± 574	8420 ± 288	10500 ± 440	12700 ± 575
21.75	14600 ± 382	15200 ± 627	14200 ± 376	17500 ± 674	10700 ± 324	14700 ± 519	15200 ± 629
22.25	15200 ± 389	15000 ± 624	14900 ± 386	17600 ± 676	11200 ± 332	16300 ± 547	11900 ± 556
22.75	11100 ± 333	9490 ± 496	9690 ± 311	10900 ± 531	7800 ± 277	10800 ± 445	6620 ± 414
23.25	5290 ± 230	4590 ± 345	4760 ± 218	5160 ± 366	3010 ± 172	5290 ± 312	2980 ± 278
mag	G091	G101	G124	G162	G180	G322	
17.25	267 ± 50	120 ± 34	160 ± 40	120 ± 34	160 ± 40	130 ± 36	
17.75	340 ± 56	160 ± 40	319 ± 56	319 ± 56	249 ± 50	180 ± 42	
18.25	432 ± 63	339 ± 58	529 ± 73	499 ± 70	399 ± 63	329 ± 57	
18.75	855 ± 89	688 ± 83	469 ± 68	529 ± 73	618 ± 78	509 ± 71	
19.25	1030 ± 97	668 ± 82	927 ± 96	1110 ± 105	688 ± 83	648 ± 80	
19.75	1950 ± 134	1500 ± 122	1300 ± 114	1560 ± 125	1080 ± 104	1290 ± 113	
20.25	4030 ± 192	4610 ± 214	4130 ± 203	3260 ± 180	2580 ± 160	3540 ± 188	
20.75	6980 ± 253	7720 ± 277	6650 ± 258	6330 ± 251	6380 ± 252	6070 ± 246	
21.25	9710 ± 299	10700 ± 326	9240 ± 304	9040 ± 300	9410 ± 306	9360 ± 306	
21.75	13000 ± 345	14000 ± 373	12700 ± 356	11000 ± 332	12300 ± 351	12100 ± 348	
22.25	12700 ± 341	14500 ± 380	13100 ± 361	11000 ± 331	13700 ± 370	14300 ± 377	
22.75	7680 ± 266	8290 ± 287	7730 ± 278	5830 ± 241	10200 ± 319	9790 ± 313	
23.25	3850 ± 188	3750 ± 193	3610 ± 190	2210 ± 149	5190 ± 227	4930 ± 222	

FIGURE 2.11 – Comparaison des magnitudes et couleurs pour les sources les plus brillantes ($K_{s_{\text{auto}}} < 21$ ou < 24.5 ¹⁵) : J (haut), Ks (milieu) et J – Ks (bas). Les droites noires représentent la courbe $y = x$. Les rares cas pathologiques ont été écartés. Les symboles en haut à gauche représentent les barres d'erreur médianes.

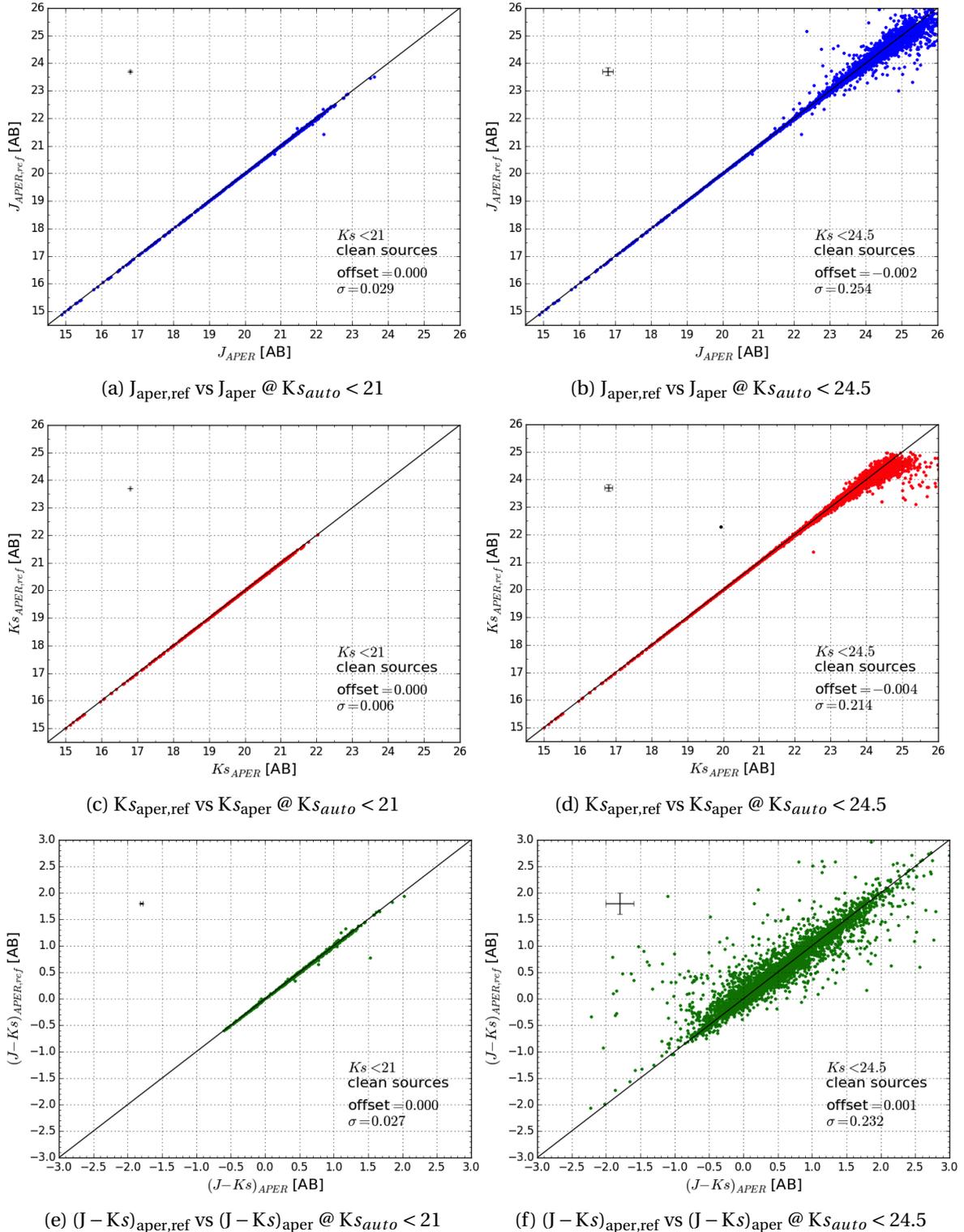


FIGURE 2.12 – Distribution des valeurs de CLASS_STAR en fonction de la magnitude K_s de l'objet. La droite rouge horizontale indique une coupure pour supprimer les étoiles : tout objet au-delà en est une. La droite rouge verticale est à $MAG_APER = 17$: tout objet plus brillant est une étoile, quel que soit son CLASS_STAR. Autrement dit, tout objet hors du rectangle rouge est une étoile. L'encart insiste sur le coude de la distribution où a lieu la coupure principale (celle en CLASS_STAR).

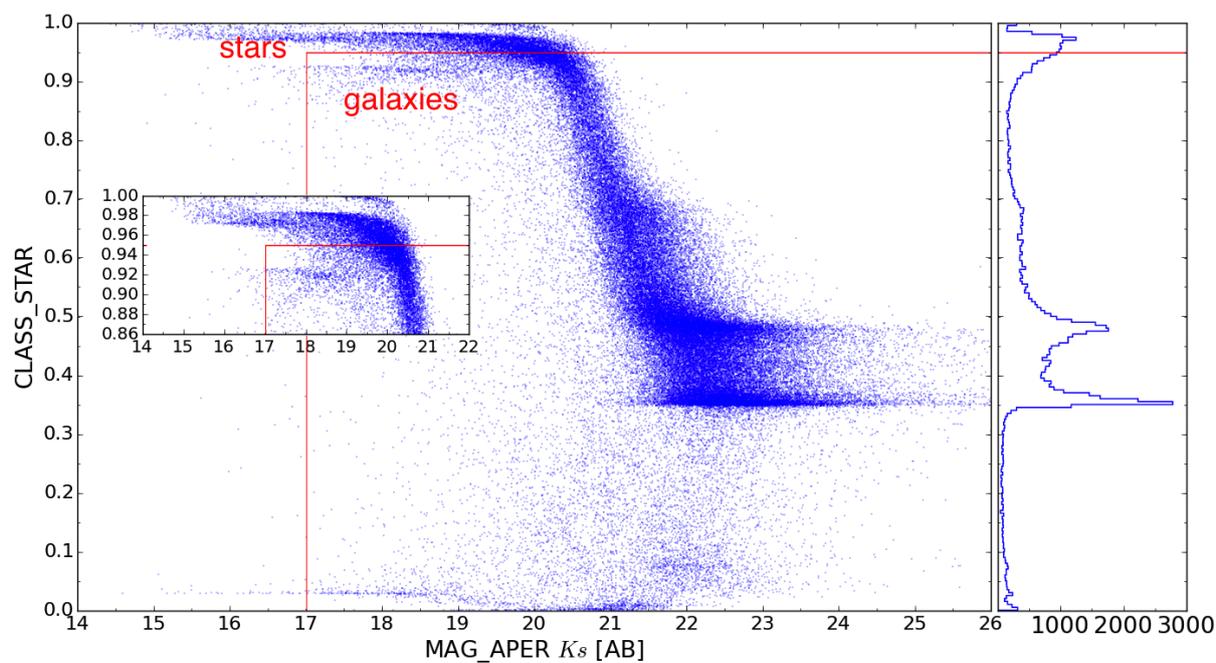


FIGURE 2.13 – Comptages de galaxies dans l'ensemble de nos 13 champs en bande K_s , ainsi que pour quatre catalogues de la littérature. Le déficit autour de $K_s = 19$ s'explique par une séparation étoiles/galaxies trop sévère.

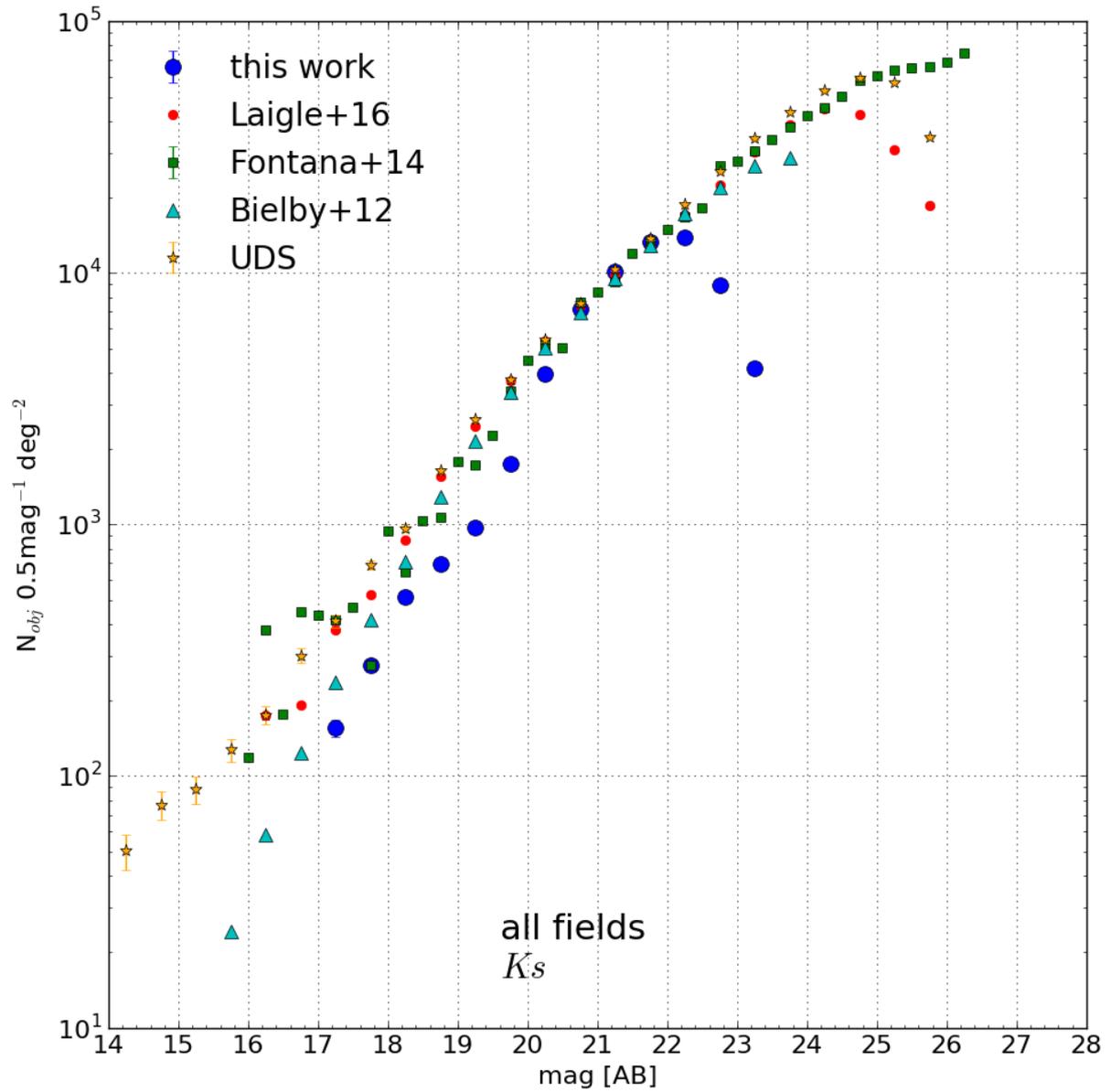
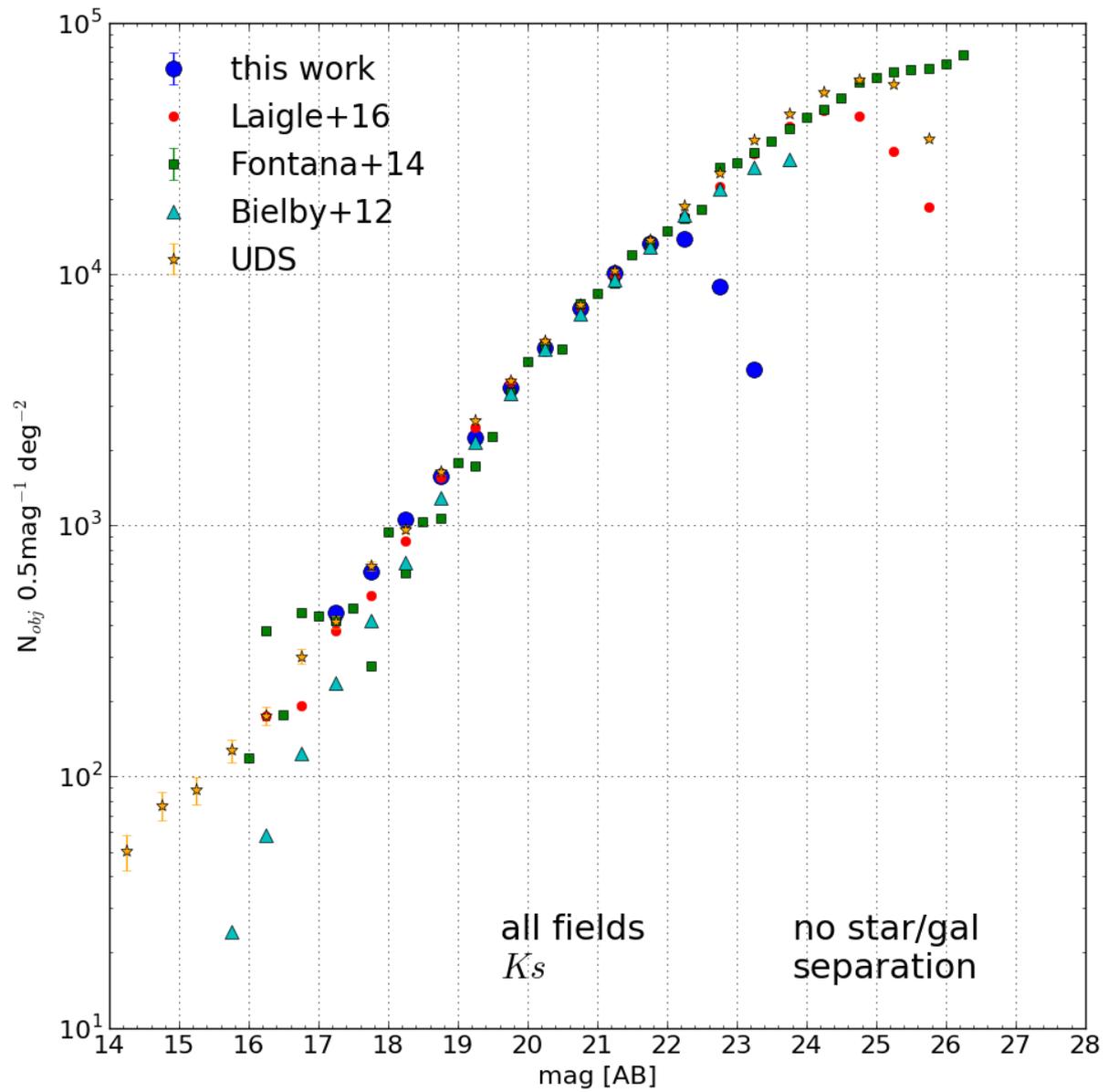


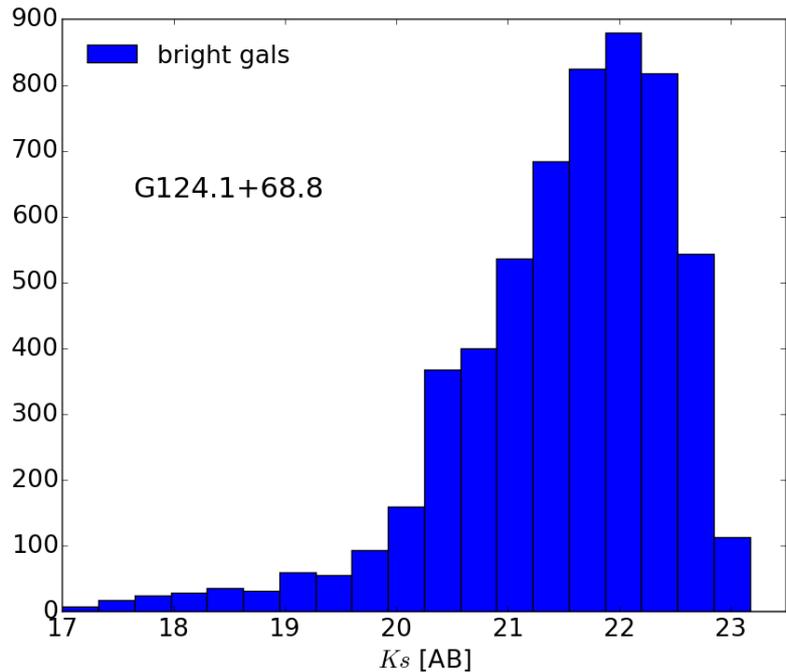
FIGURE 2.14 – Comptages d’objets (étoiles ou galaxies) dans l’ensemble de nos 13 champs en bande K_s , sans séparation étoiles/galaxies. Les quatre jeux de référence sont les mêmes que sur la figure 2.13.



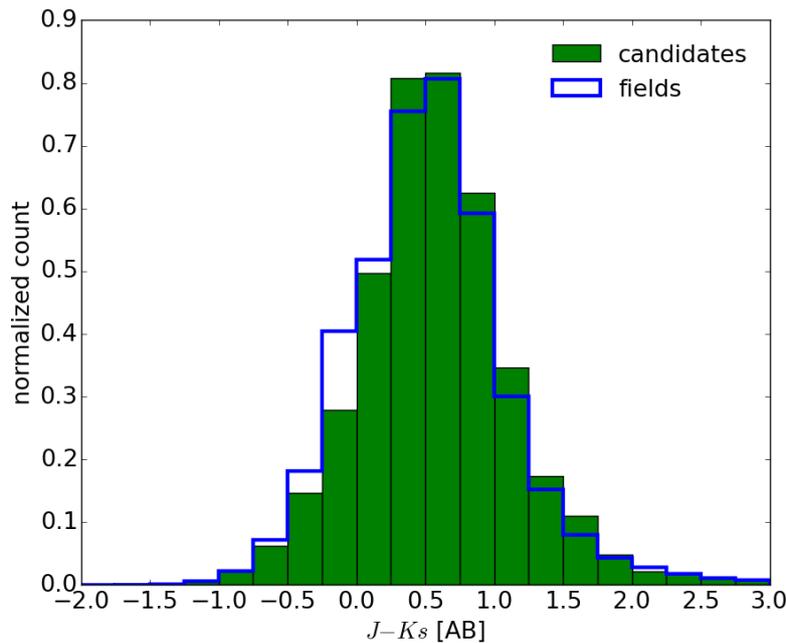
2.7.3 Histogrammes

La figure 2.15 illustre les distributions en magnitude K_s et couleur $J - K_s$ des galaxies brillantes selon mes définitions (sections 2.5.2 et 2.7.2). (a) porte sur le champ G124, (b) sur les 13 champs concaténés. Le profil de la distribution des magnitudes K_s (a) est celui attendu. Pour la figure (b), un test de Kolmogorov – Smirnov donne une p-value de 0.005, indiquant qu’il est peu probable que les deux distributions suivent la même statistique : les galaxies de nos candidats sont donc statistiquement différentes (plus rouges) de celles du champ.

FIGURE 2.15 – (a) Distributions des magnitudes en bande K_s pour les galaxies brillantes du champ G124. Le profil est celui attendu. (b) Distributions des couleurs $J - K_s$ pour les galaxies brillantes des 13 champs de vue, qu’elles soient à moins d’1’ du centre du candidat (vert) ou dans le champ (bleu, voir chapitre suivant). Un test de Kolmogorov – Smirnov donne une p-value de 0.005.



(a)



(b)

2.8 Conclusion

Avec les magnitudes limites et les précisions photométriques, j'ai quantifié la profondeur et la qualité de nos données, et la validation du pipeline assure que ma qualification est correcte. Les 2*13 champs sont relativement profonds mais les profondeurs sont disparates (e.g. $J_{50} = 23.86 \pm 0.25$), ce qui empêche de faire une coupure en magnitude commune pour tous les champs. En effet, la plus grande magnitude pour laquelle les champs sont tous complets est $K_s \sim 22.0$, or une telle coupure supprimerait le signal qu'on cherche. Chaque candidat sera donc étudié en fonction de sa magnitude limite propre, et l'effet se fera ressentir par exemple sur les valeurs des densités estimées (voir chapitre suivant). Cependant, comme on va le voir, ce n'est pas la valeur de la densité qui va nous importer, mais celle de la surdensité, aussi ces coupures différentes n'auront pas d'impact sur l'analyse proprement dite.

Chapitre 3

Diagnostic des candidats

« De toute façon, moi, je comprends rien aux cartes. »

Perceval de Galles – *Kamelott*, Alexandre Astier

Sommaire

3.1 Coupures en couleur : les modèles de Berta et al. 2013	58
3.1.1 Des discontinuités de Balmer et à 4000 Å	58
3.1.2 Galaxies rouges distantes	58
3.1.3 Définitions des 8 couleurs	58
3.2 Diagrammes couleur – magnitude et séquences rouges	62
3.3 Cartes de densité : méthodes	64
3.3.1 Pourquoi des cartes de densité ?	64
3.3.2 Méthode directe	64
3.3.3 Méthode des disques aléatoires	64
3.3.4 Méthode des disques sur grille	65
3.3.5 Méthode kNN	66
3.3.6 Triangulation de Delaunay	68
3.3.7 Conclusion	72
3.4 Les cartes de densité de nos candidats	72
3.4.1 Exemple : G124	72
3.4.2 Surdensités et significances	76
3.4.3 Analyse	84
3.5 Conclusion	84

Ce chapitre est consacré aux diagnostics que l'on peut faire à partir des données J et Ks seules. Je montre que les bandes J et Ks peuvent à elles deux contraindre l'état d'évolution de l'amas et le redshift. Pour l'analyse combinée avec les données *Spitzer*/IRAC et/ou *Herschel*/SPIRE, voir chapitre 4.

3.1 Coupures en couleur : les modèles de Berta et al. 2013

3.1.1 Des discontinuités de Balmer et à 4000 Å

Les spectres de galaxies sont très variés mais possèdent des caractéristiques communes. Parmi elles on compte la discontinuité (ou saut) de Balmer et le saut à 4000 Å. Ils se manifestent dans le spectre des galaxies par une variation abrupte du flux : faible pour les petites longueurs d'onde et plus fort pour les grandes. Bien que les deux sauts aient la même signature (en nature et en position dans le spectre), leur origine diffère.

- Le saut de Balmer est présent dans les étoiles suffisamment chaudes pour que les atomes d'hydrogène dont les électrons sont dans le premier état excité soient ionisés, augmentant ainsi le nombre de photons d'énergie supérieure absorbés, réduisant d'autant le continuum spectral à ces longueurs d'onde, $\lesssim 3646$ Å. Cette discontinuité est plus marquée chez les étoiles chaudes donc jeunes, comme celles de type A, et indique ainsi une formation stellaire récente.
- La discontinuité à 4000 Å provient des métaux¹ dans l'atmosphère des étoiles, qui absorbent les photons d'énergie suffisante. Le saut est plus marqué dans les populations vieilles, qui ont déjà subi plusieurs épisodes de formation stellaire.

Les valeurs données sont dans le référentiel de la galaxie. Ces discontinuités se situent entre J et Ks pour une galaxie de redshift $2 \lesssim z \lesssim 4$, qui est le domaine que l'on souhaite sonder. N'ayant à notre disposition que des données photométriques portant sur des objets au redshift inconnu, il nous sera impossible de distinguer les deux discontinuités, on les nommera donc abusivement saut de Balmer toutes les deux. La figure 3.1 montre le spectre d'une galaxie présentant un saut de Balmer, vue à travers les filtres J et Ks.

3.1.2 Galaxies rouges distantes

Les discontinuités en flux évoquées se traduisent en une couleur² grande ou rouge. FRANX et al. [2003] définissent les *distant red galaxies* (DRG) comme les galaxies satisfaisant $J - Ks > 2.3$ Vega, soit $J - Ks \gtrsim 1.3$ AB. On adoptera cette définition, en appelant ces sources les sources rouges tout simplement ou bien CFH-rouges lorsqu'il faudra lever l'ambiguïté avec les sources IRAC-rouges et SPIRE-rouges. Mais pourquoi les appeler *distant* galaxies? La figure 3.2 tirée de FRANX et al. [2003] illustre la corrélation entre $J - Ks$ et z pour les sources rouges : au-delà de $J - Ks = 2.3$ Vega, les modèles utilisés prédisent un redshift toujours supérieur à 2.

A l'instar de FRANX et al. [2003], j'ai créé d'autres loci dans le plan ($J - Ks$) vs z , à l'aide des modèles de BERTA et al. [2013].

3.1.3 Définitions des 8 couleurs

Les modèles de Berta et al.

Les 32 modèles semi-empiriques de BERTA et al. [2013] ont été construits à partir de données *Herschel* en infrarouge lointain (FIR) (des relevés *PACS evolutionary probe* (PEP) (LUTZ et al. [2011]))

1. tout élément chimique autre que H et He

2. La couleur d'un objet est ici la différence des magnitudes en deux bandes, autrement dit (et à un facteur près) le logarithme du rapport des densités de flux correspondantes. Si J et Ks sont les magnitudes et S_J et S_{Ks} les densités de flux en bandes J et Ks, alors la couleur $J - Ks$ vérifie $J - Ks = 2.5 \log_{10}(S_{Ks}/S_J)$.

3. $J_{AB} = J_{Vega} + 0.94$ et $Ks_{AB} = Ks_{Vega} + 1.85$, donc $(J - Ks)_{AB} = (J - Ks)_{Vega} - 0.91$, d'après BLANTON et ROWEIS [2007]

FIGURE 3.1 – Spectre d’une galaxie présentant un saut de Balmer, artificiellement décalée à $z = 3$ pour illustration. Les filtres J et Ks sont superposés. La galaxie en question est SDSS J092221.31+045210.0, à $z = 0.476$.

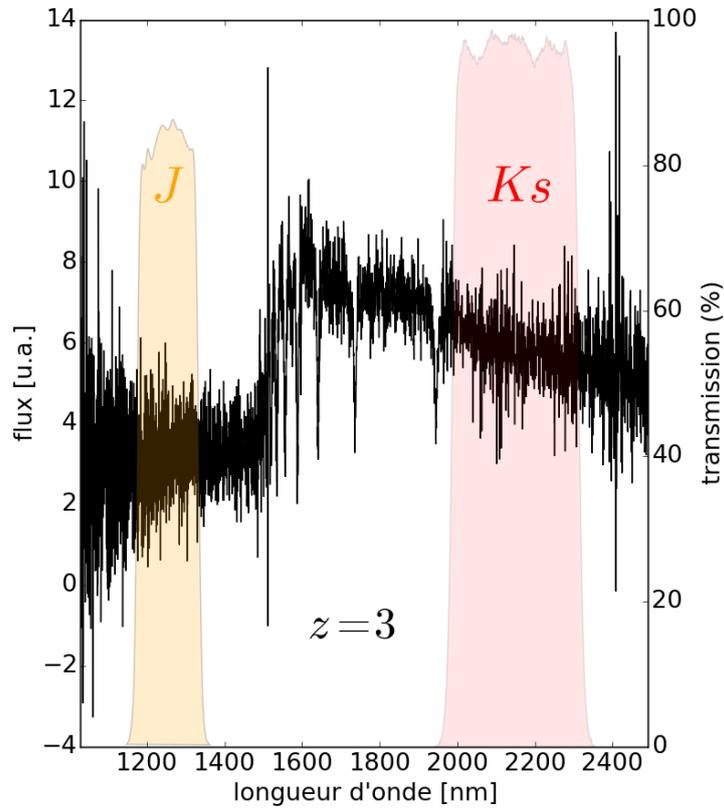
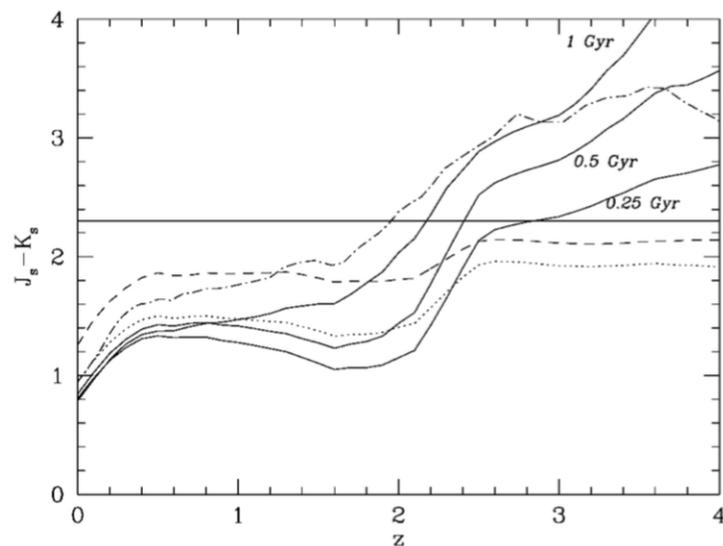


FIGURE 3.2 – Couleur J – Ks (Vega³) en fonction de z pour plusieurs modèles de galaxies. Les courbes pleines et en traits-pointillés sont des modèles dits SSP, les autres des modèles à formation stellaire continue, moins privilégiés. Les six modèles sont de BRUZUAL A. et CHARLOT [1993]. Lorsque la couleur J – Ks des modèles SSP dépasse 2.3 Vega (1.3 AB), on a $z \gtrsim 2$, d’où l’appellation *distant*. Tiré de FRANX et al. [2003]



et HerMES (OLIVER et al. [2012])) dans des champs de références classiques (GOODS-N et GOODS-S (DICKINSON et GOODS LEGACY TEAM [2001]) et COSMOS (SCOVILLE et al. [2007], CAPAK et al. [2007])). Chaque objet possède des données photométriques dans au moins 7 bandes en mid-infrared (MIR) et FIR, et jusque 43 dans les cas favorables, allant jusqu'à l'ultraviolet en passant par le NIR et le visible. À partir de ce jeu de données très riche, les 5083 objets sont regroupés en fonction de leur couleur UV–FIR (dans leur référentiel). 32 groupes sont créés et un spectre médian est généré pour chacun d'eux en réalisant un ajustement à l'aide du logiciel MAGPHYS. Ce sont ces spectres que l'on va utiliser. Parmi les 32 groupes, 8 ne possèdent qu'un représentant : ce sont les *outlayers* et on les ignore. Parmi les 24 groupes restants, on sélectionne les 12 ayant le plus de représentants (et qui en totalisent 4829 / 5083 \approx 95%), dont le nombre de représentants varie de 74 à 2698 (modèle WEAK_PAH_SF_g1x_2), et on les appelle modèles principaux. Les 12 autres groupes ont entre 3 et 56 représentants. Les couleurs J – Ks prédites par les modèles de Berta et al. ont été calculées par Maude Charmetant, une stagiaire de L3 que j'ai co-encadrée en 2016.

Définitions

La figure 3.3 et le tableau 3.1 illustrent les 8 couleurs définies :

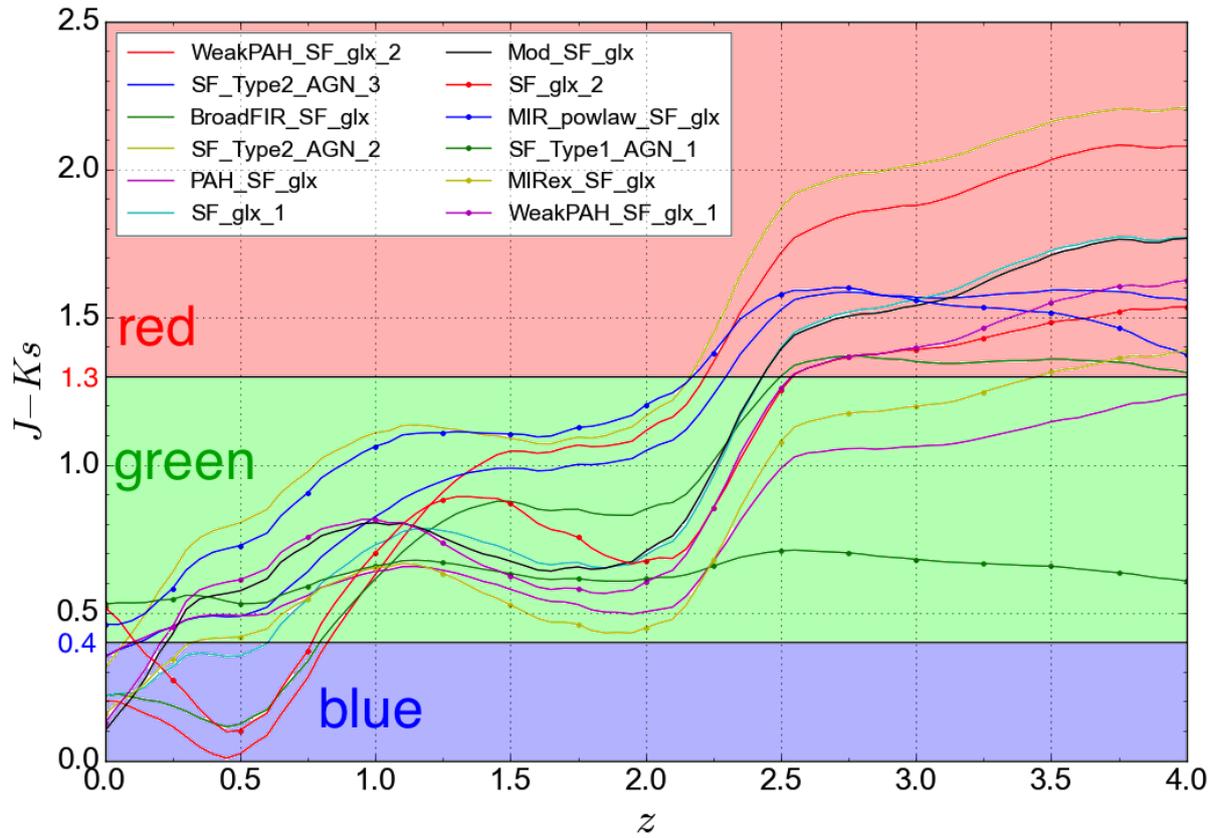
TABLEAU 3.1 – Récapitulatif des 8 couleurs définies. La couleur rouge est celle définie par FRANX et al. [2003].

couleur	intervalle correspondant	implications
all		toutes les sources
rouge	1.3 < J – Ks	$z \gtrsim 2$, DRG
orange	1.0 < J – Ks < 1.3	$z \gtrsim 1$, possiblement > 1.5
rao	1.0 < J – Ks	"red and orange"
jaune	0.4 < J – Ks < 1.0	$z \lesssim 2.5$
vert	0.4 < J – Ks < 1.3	z non contraint
rog	0.4 < J – Ks	"red or green", i.e. non bleu
bleu	J – Ks < 0.4	$z \lesssim 1$, avant-plan probable

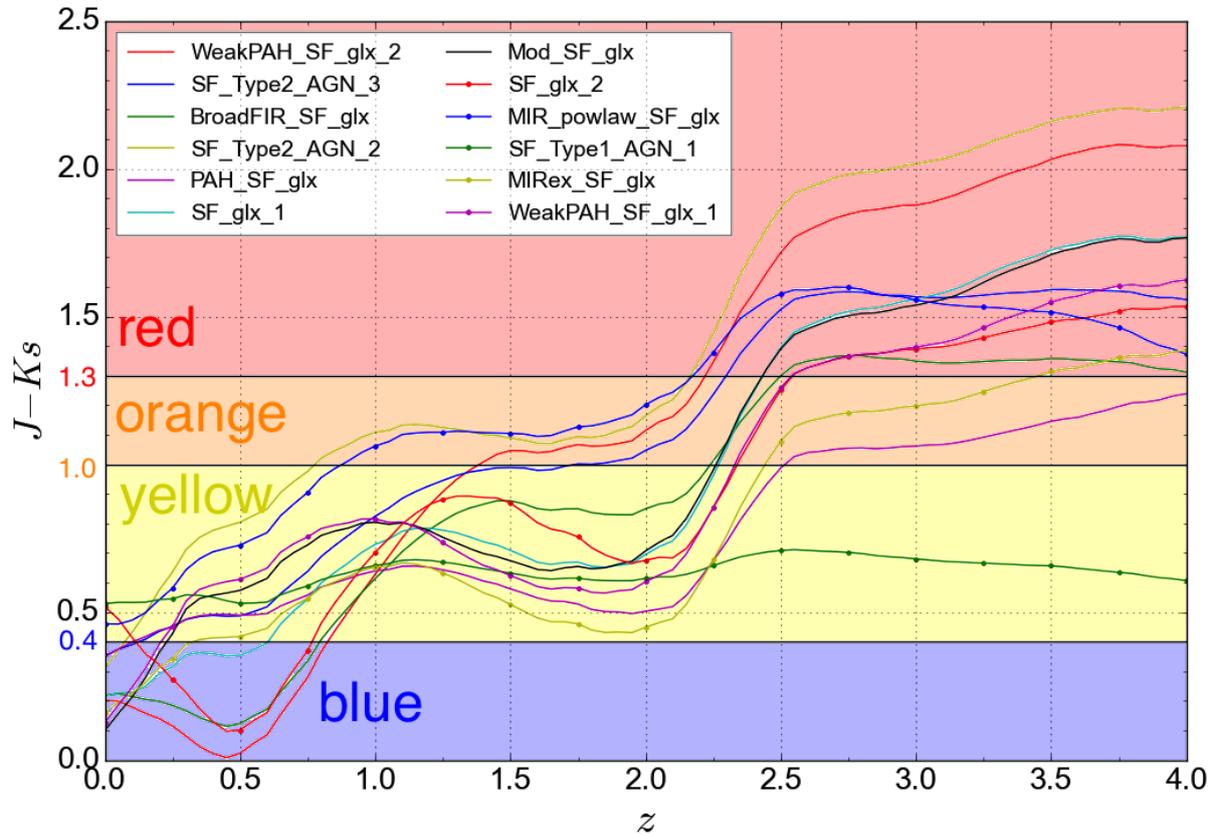
Ces tranches en couleur permettent d'obtenir un redshift possible et approximatif pour nos sources. La coupure bleue à J – Ks = 0.4 permet de s'affranchir d'une partie des avant-plans sans pour autant perdre de sources potentiellement à grand z . La coupure jaune – orange à J – Ks = 1.0 est quelque peu arbitraire, il fallait simplement élargir un peu le domaine sous la couleur rouge. On ne pourra interpréter une surdensité orange que si elle coïncide avec une surdensité rouge : si les deux sont présentes, cela renforcera l'idée que les redshifts sont similaires ; si à l'inverse il n'y a pas de surdensité rouge, alors les sources orange seront vraisemblablement à $z < 2$.

Parmi les 12 modèles et les 8 couleurs définies, seul un modèle ne respecte pas une couleur : SF_Type1_AGN_1 a une couleur jaune même pour $z > 2.5$, et pas orange. Les coupures que je propose ne sont donc pas parfaites, mais ce modèle constitue moins de 2% de l'échantillon de Berta et al. : cette "anomalie" sera donc ignorée.

FIGURE 3.3 – Définition des couleurs bleue, verte, jaune, orange et rouge, d’après les 12 modèles principaux de BERTA et al. [2013]. Les modèles (à lire en colonnes) sont triés par nombre décroissant de représentants.



(a) 3 couleurs : bleu, vert, rouge



(b) 4 couleurs : le vert est séparé en jaune et orange

3.2 Diagrammes couleur – magnitude et séquences rouges

Les diagrammes couleur – magnitude (**color – magnitude diagrams (CMD)**) permettent de faire apparaître un outil classique et puissant : la séquence rouge. C’est un locus dans le plan du CMD en forme de droite légèrement décroissante, censée contenir les **ETG** des amas riches et matures. Cette relation linéaire entre couleur et magnitude, observationnellement confirmée depuis longtemps (e.g. **GLADDERS et YEE [2000]**, **VAN DOKKUM et al. [1998]**, **BOWER et al. [1992]**, **SANDAGE et VISVANATHAN [1978]**) indique que les galaxies sont en coévolution. Autrement dit, les amas matures présentent une séquence rouge due aux galaxies près de leur centre, tandis que les amas jeunes, dont les galaxies n’ont pas eu assez de temps pour interagir suffisamment, n’en présenteront pas. Les séquences rouges sont visibles dans plusieurs CMD ; initialement étudiées dans le visible, via e.g. $(b - V)$ vs V (**SANDAGE et VISVANATHAN [1978]**), **KODAMA et al. [1998]** par exemple a fait une étude extensive en visible et proche infrarouge en étudiant $(R - K)$ vs K , $(V - I)$ vs I , $(V - K)$ vs K , etc. Avec les données *Spitzer*/IRAC, on peut étudier $([3.6] - [4.5])$ vs $[4.5]$ (e.g. **MUZZIN et al. [2013]**, **RETTURA et al. [2014]**, **Martinache et al. [2018]** (en prép.)). Dans notre cas, on va étudier $(J - K_s)$ vs K_s .

La figure 3.4 illustre deux CMD, ceux de G101 et G124. L’ensemble des CMD se trouve en annexe A.2. Pour G101, une séquence rouge semble apparaître à $z \sim 1.9$, et pour G124 le CMD semble compatible avec $z = 2.15$, son redshift spectroscopique (voir chapitre 6). Cependant, ce n’est là qu’une indication, on ne peut pas conclure quant à sa présence ou son absence. En effet, les séquences rouges concernent les **ETG**, qu’on sépare usuellement des **LTG** avec un critère multi-couleur, e.g. le critère BzK (**DADDI et al. [2004]**). Or on ne peut pas l’appliquer nous-mêmes faute de données adéquates, on garde donc tous les types de galaxies. Toutefois, on peut faire une analyse visuelle et estimer l’existence d’une séquence rouge et son redshift approximatif. C’est ce qui est résumé dans le tableau 3.2.

L’erreur sur le redshift de la séquence rouge est importante, elle est due à 3 facteurs. Premièrement, j’ai estimé l’évolution de la position de la séquence rouge avec le redshift (son ordonnée à l’origine ou zeropoint) à partir des CMD de **KODAMA et al. [1998]** pour $(I - K)$ vs K et $(R - K)$ vs K et $0 < z < 1$, en faisant l’hypothèse que couleur et redshift n’influaient pas sur la valeur de l’ordonnée à l’origine. Deuxièmement, l’estimation visuelle de la positions de la séquence rouge à travers nos données est elle-même approximative. En définitive, j’estime que l’erreur que je commets sur le redshift de la séquence rouge est $\delta z = 0.3$.

Seul G063 semble ne pas présenter de séquence rouge. Celle-ci semble même évidente pour G056b. Les séquences rouges, si elles existent, sont typiquement à $z \sim 1.8 - 2$, ce qui paraît raisonnable. On rappelle que l’existence de cette séquence n’est pas un quelconque gage de qualité ou du caractère exceptionnel de la structure, elle indique simplement que son cœur est principalement constitué de galaxies matures en coévolution.

FIGURE 3.4 – Diagrammes couleur – magnitude pour G101 (haut) et G124 (bas). Les points rouges et jaunes représentent les galaxies situées respectivement à moins de $30''$ et à une distance comprise entre $30''$ et $1'$ du centre du candidat amas (défini table 2.1). Les barres d'erreur médianes sont indiquées en bas à droite. La droite bleue est la séquence rouge tirée du modèle de KODAMA et al. [1998] pour un amas similaire à Coma situé à $z = 1.9$ pour G101 (le redshift estimé visuellement, voir tableau 3.2) et $z \sim 2.15$ pour G124, son redshift spectroscopique. La zone bleutée donne l'incertitude sur l'estimation du redshift. Le niveau de gris illustre la densité de points dans chaque domaine (rouges et jaunes confondus). Les distributions en couleur et magnitude sont montrées à droite et en haut, celles en pointillés sont la somme des deux autres.

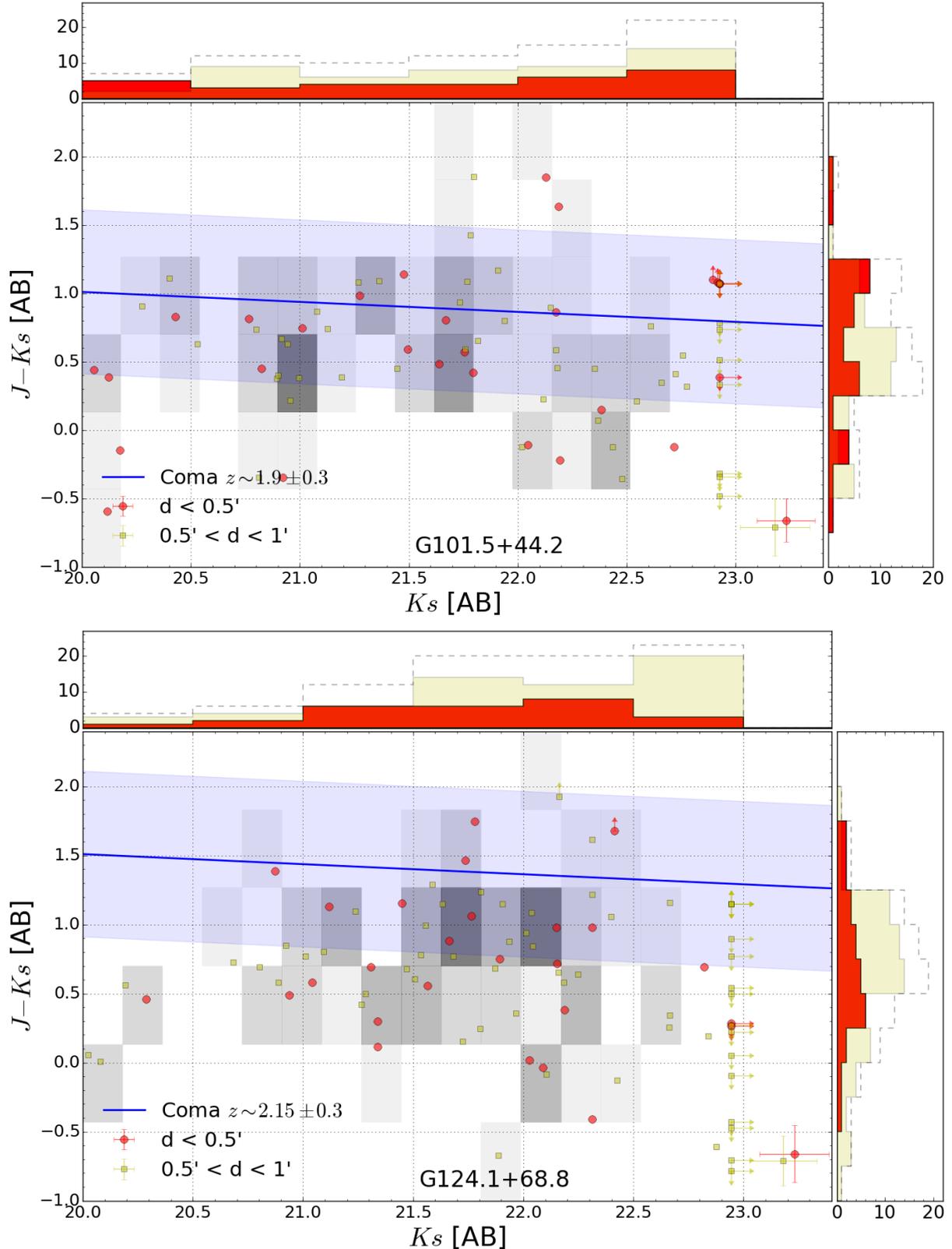


TABLEAU 3.2 – Estimation de l’existence ou non d’une séquence rouge, et son redshift approximatif le cas échéant. Cette analyse n’est absolument pas conclusive étant donné qu’on ne considère pas que des [ETG](#), les [LTG](#) contaminent le diagramme. L’erreur sur le redshift est estimée à $\delta z = 0.3$.

champ	présence d’une séquence rouge ?		
	possiblement	à $z =$ apparemment pas	
G006	✓	1.9	
G056a	✓	1.9	
G056b	✓	1.8	
G063			×
G073	✓	1.8	
G075	✓	1.8	
G079	✓	1.8	
G091	✓	1.8	
G101	✓	1.9	
G124	✓	2.15	
G162	✓	2.0	
G180	✓	2.0	
G322	✓	2.0	

3.3 Cartes de densité : méthodes

3.3.1 Pourquoi des cartes de densité ?

Les cartes de densité numérique surfacique (ci-après simplement densité) permettent de repérer la position angulaire des surdensités des objets répondant à un critère donné. Dans notre cas, les critères sont l’appartenance aux tranches en couleur définies tableau 3.1. Cependant, la densité de sources n’est pas un paramètre directement observable, il faut l’estimer. Il existe un grand nombre d’estimateurs de densité ; j’en ai testé 5 à des fins de validation, et utilisé 2 à proprement parler. Je les détaille ci-après.

3.3.2 Méthode directe

L’estimateur le plus simple de la densité de sources Σ dans une région du ciel est le rapport du nombre de sources N_{sources} et de l’aire \mathcal{A} de la région observée :

$$\Sigma := \frac{N_{\text{sources}}}{\mathcal{A}} \quad (3.1)$$

L’erreur σ peut être qualifiée de poissonnienne, valant alors

$$\sigma := \frac{\sqrt{N_{\text{sources}}}}{\mathcal{A}} \quad (3.2)$$

J’utiliserai cette méthode en comparaison avec la méthode kNN (voir section 3.3.5).

Cette méthode est immédiate à appliquer mais comporte deux faiblesses. La première est qu’on obtient une densité moyenne sur tout le champ, ne donnant pas accès à la densité à plus petite échelle. La seconde est que l’erreur est supposée poissonnienne, ce qui est une hypothèse hasardeuse, surtout lorsque la région observée est petite et que donc les objets qui s’y trouvent peuvent être corrélés, ce que ne représente pas une statistique poissonnienne. La méthode suivante règle le second problème.

3.3.3 Méthode des disques aléatoires

Plutôt que de calculer $N_{\text{sources}}/\mathcal{A}$ une unique fois sur l’ensemble de la région, on peut calculer cette grandeur sur de petits disques disposés aléatoirement dans la région, puis moyenniser les résultats. De plus, leur dispersion donne une erreur sur la mesure elle-même, nous affranchissant d’une

hypothèse sur la distribution des sources. Soit N le nombre de disques "jetés", ou plus proprement le nombre de réalisations dans l'échantillon, $\{N_i, i = 1..N\}$ les nombres de sources dans les disques et $\mathcal{A}_{\text{disk}}$ leur aire, alors densité et erreur valent respectivement

$$\Sigma := \left\langle \frac{N_i}{\mathcal{A}_{\text{disk}}} \right\rangle_{i=1..N} \quad (3.3)$$

et

$$\sigma := \left\langle \frac{\sqrt{N_i}}{\mathcal{A}_{\text{disk}}} \right\rangle_{i=1..N} \quad (3.4)$$

où $\langle \cdot \rangle$ représente la moyenne d'ensemble.

3.3.4 Méthode des disques sur grille

Une variante de la méthode précédente consiste à définir une grille sur la région du ciel, de finesse choisie, puis de mesurer en chaque pixel le nombre de sources dans un disque de rayon lui aussi choisi. On estime donc ici la densité en les points de la sphère céleste un par un, et non plus globalement. Cette méthode présente plusieurs avantages et inconvénients.

Avantages :

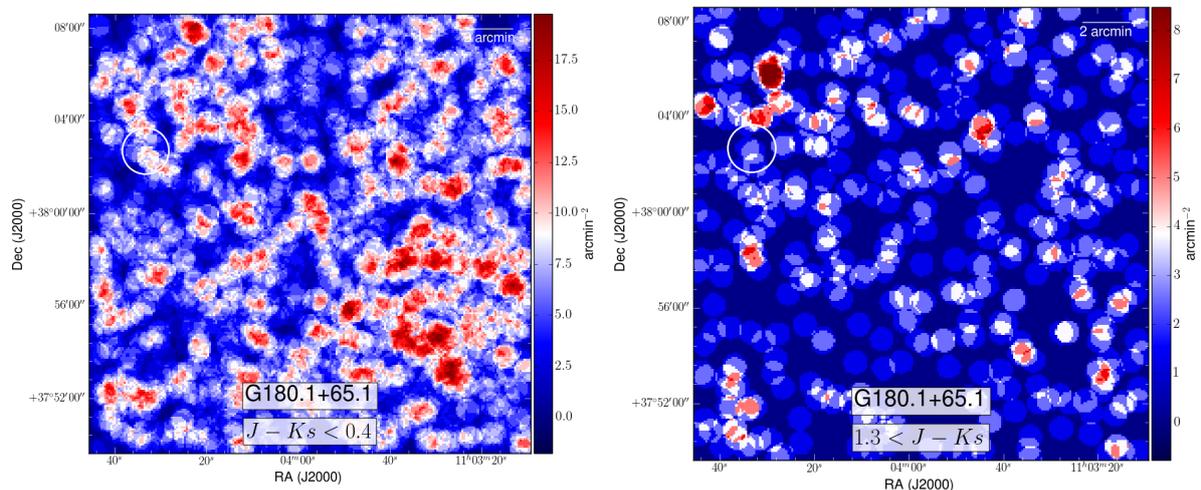
- Par sa construction locale, et contrairement aux méthodes précédentes, celle-ci permet de créer des cartes de densité.
- On a donc accès à la densité en un point quelconque du ciel.
- La "résolution" de la carte dépend de la finesse de la grille, on peut donc l'ajuster à ses besoins.

Inconvénients :

- Si la grille est fine, deux pixels adjacents auront probablement exactement le même nombre de sources voisines, donc la même valeur, et de même de proche en proche jusqu'à un moment où une source entrera dans ou sortira du disque, ce qui se traduira par un saut de la valeur de la densité. La carte présentera donc des sauts abrupts d'autant plus marqués que le nombre de sources est faible (voir figure 3.5 droite).
- Les pixels sont corrélés.

Cette méthode est utilisée dans la littérature (e.g. COOKE et al. [2016]).

FIGURE 3.5 – Cartes de densité d'un même champ par la méthode des disques sur grille. *Gauche* : sources bleues, assez nombreuses. *Droite* : sources rouges, peu nombreuses; le faible nombre de sources rouges fait apparaître des motifs circulaires, les sauts abrupts précédemment évoqués.



3.3.5 Méthode kNN

La méthode du k^e plus proche voisin (k^{th} nearest neighbour (kNN)) est aussi une approche locale : en chaque point est calculée la distance r_k qui le sépare de la k^e source la plus proche, et à partir de cette valeur est estimée la densité Σ_k en ce point avec la formule (3.5)⁴ :

$$\Sigma_k := \frac{k}{\pi r_k^2} \quad (3.5)$$

Si la distance r_k est en arcminutes, la densité sera en sources.arcmin⁻².

La méthode kNN possède les mêmes avantages que celle des disques sur grille (création de cartes de densité, accès à la densité locale, ajustement de la résolution), mais ses inconvénients diffèrent. Certes les pixels sont toujours corrélés, mais désormais la distance aux sources est prise en compte, donc deux pixels adjacents qui ont la même k^e voisine n'en sont pas exactement à la même distance, donc n'ont pas exactement la même densité, ainsi le problème des sauts abrupts est-il réglé. Cependant deux problèmes surgissent : combien vaut k ? Et comment estimer l'erreur commise ? Ces questions ne sont pas triviales et sont abordées dans les deux prochains paragraphes.

Choix de k

En fait, tout dépend des échelles que l'on veut sonder. Plus k est petit, plus les échelles sondées sont petites et moins la carte est lisse. Mais si k est choisi trop grand, on risque de perdre, en les moyennant, des informations de petite taille. L'essai-erreur est donc la démarche la plus pertinente pour choisir le k qui correspond à ses besoins. Typiquement, en astronomie extragalactique, k vaut entre 5 et 10 (e.g. $k = 5$ pour PENG et al. [2010] et GOBAT et al. [2011], 7 pour PATEL et al. [2009] et PAPOVICH et al. [2010], 5 et 10 pour WANG et al. [2016], 10 pour KOYAMA et al. [2013]). La figure 3.6 illustre l'impact du choix de k sur l'estimation de la densité, et une animation est visualisable à l'adresse suivante : https://www.ias.u-psud.fr/pperso/bclarenc/gif_knn.html.

Estimation de l'erreur

Estimer l'erreur sur l'estimation de la densité n'est pas chose simple. En effet, il n'existe a priori aucune grandeur directement utilisable pour la déduire. Par exemple, l'écart-type de la distribution des densités (une par pixel) ne représente pas l'erreur de mesure : elle contient à la fois l'information sur l'erreur *et* celle due à la dispersion intrinsèque de la densité. Quand bien même on aurait un estimateur de densité parfait, cet écart-type ne serait pas nul et donnerait alors la dispersion intrinsèque.

C'est en partant de ce constat que j'ai trouvé un moyen d'estimer l'erreur : si on crée la carte de densité d'un champ homogène, un estimateur parfait devrait donner une densité constante et donc un écart-type σ nul. La valeur non nulle de l'écart-type donnée par l'estimateur kNN sera donc l'erreur associée, pour la carte étudiée. Il restera ensuite à généraliser les résultats obtenus, comme je l'explique ci-dessous.

J'ai donc créé des champs homogènes de densité Σ_{in} connue puis pour chacun d'entre eux la carte de densité associée, laquelle donne une estimation de la densité moyenne

$$\Sigma_{\text{out}} := \text{mean}(\{\Sigma(x, y)\}) \quad (3.6)$$

où $\Sigma(x, y)$ est la densité au pixel (x, y) . De ces densités on tire aussi l'erreur estimée

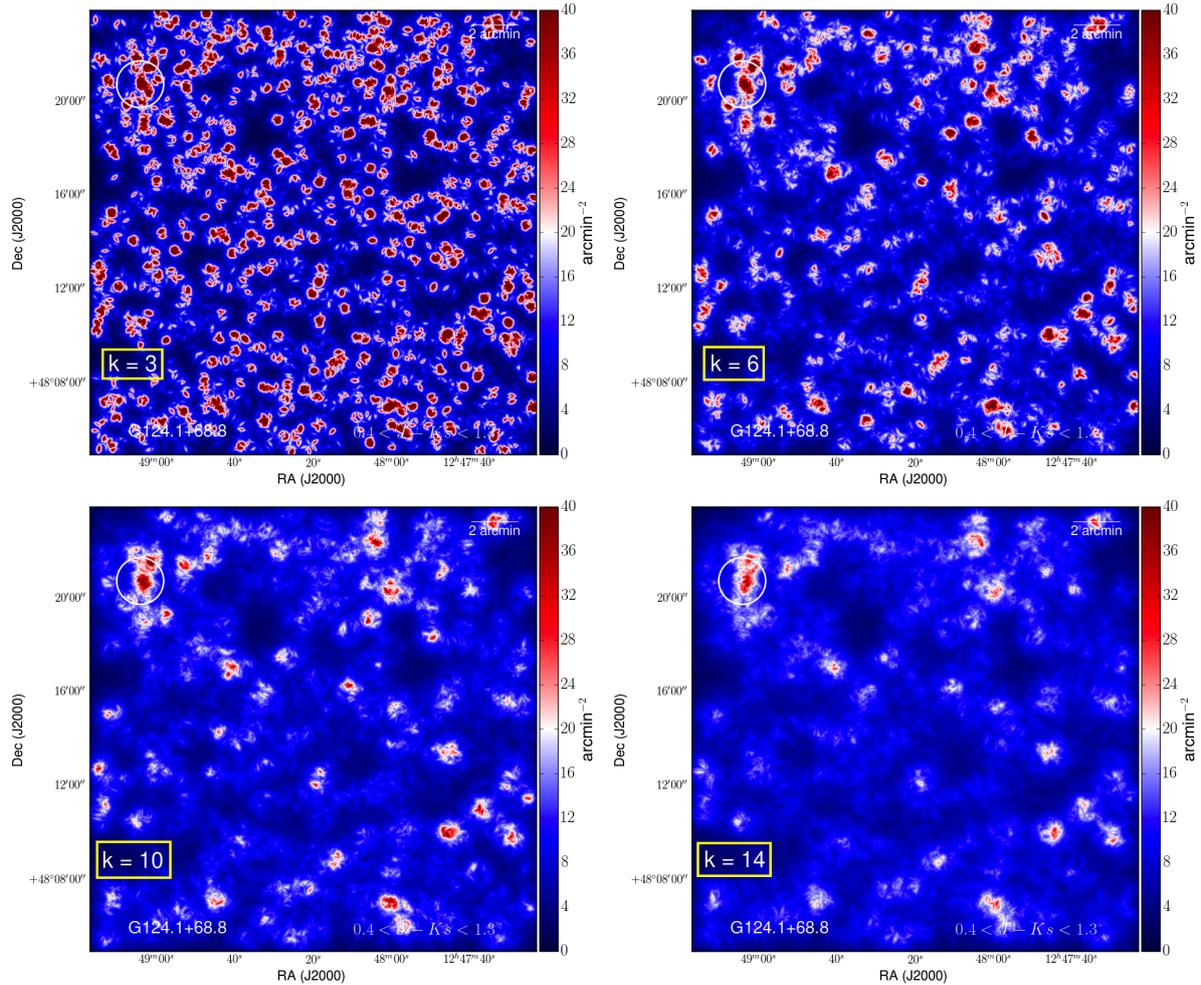
$$\sigma := \text{std}(\{\Sigma(x, y)\}) \quad (3.7)$$

Par *champ homogène* j'entends champ dont les sources sont réparties sur une grille (voir figure 3.7).

On constate sur la figure 3.7 que les valeurs réelle et estimée de la densité moyenne sont compatibles. Ce résultat dépend-il de k ? De la densité ? Du caractère parfait de la grille ? Je l'explique ci-après.

4. Cette définition n'est pas unique ; par exemple, PATEL et al. [2009] la définissent comme $\frac{k+1}{\pi r_k^2}$.

FIGURE 3.6 – Cartes de densité vertes de G124 par la méthode kNN, avec 4 valeurs différentes de k : 3, 6, 10 et 14, dans cet ordre. L'échelle sondée dépend de la valeur de k .



Dépendance de l'erreur à la valeur de k La figure 3.8 montre les cartes de densité calculées à partir de la grille de la figure 3.7 pour plusieurs valeurs de k . L'erreur diminue lorsque k augmente. Ce n'est pas un résultat trivial et il faut le prendre en compte, mais on constate que dans tous les cas, les densités réelles et estimées sont compatibles.

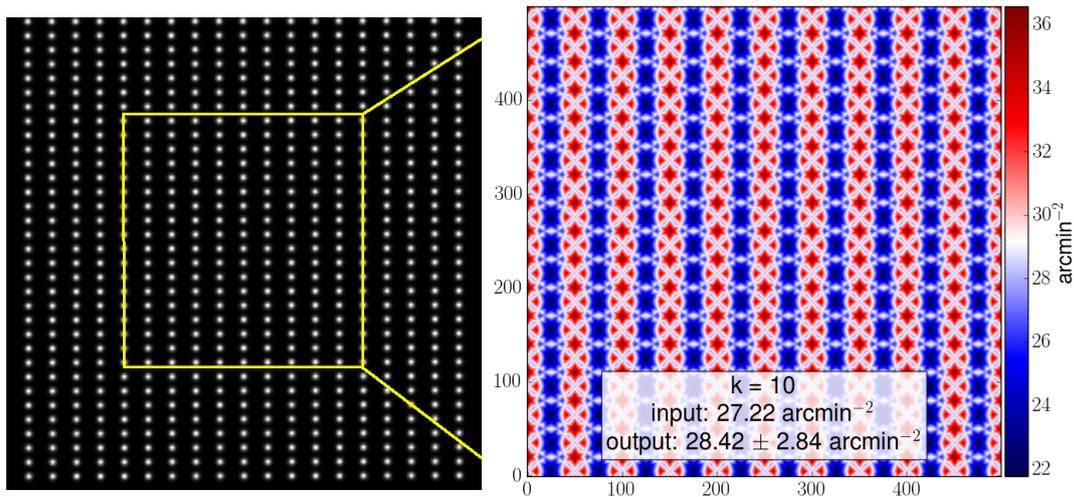
Conclusion : σ dépend de k .

Dépendance de l'erreur à la perfection de la grille Une telle distribution des sources, sur une grille, n'est pas un cas réaliste; aussi, que se passe-t-il lorsqu'on décale légèrement et aléatoirement les sources par rapport à leur position? J'ai appliqué à chaque source un petit décalage gaussien en x et en y , la comparaison à la grille parfaite se trouve en figure 3.9. On note que les densités estimées avec et sans décalage sont compatibles.

Conclusion : σ ne dépend pas de la perfection de l'alignement des sources.

Dépendance de l'erreur à la densité La dernière dépendance à tester est celle à la densité Σ elle-même. Et il y a effectivement une dépendance. Pour la mettre en évidence, j'ai tracé σ en fonction de Σ afin de voir si l'on peut dégager un lien entre les deux, voir figure 3.10. On constate une loi linéaire entre la densité et son erreur aussi bien en échelle linéaire qu'en échelle logarithmique, et ce sur toute la plage de densités raisonnables (de 0.8 à 100 sources.arcmin⁻²). On peut donc a priori choisir l'ajustement que l'on veut, mais étant donné que l'ajustement en échelle linéaire prend des valeurs négatives pour les très faibles densités (< 1 arcmin⁻²) effectivement rencontrées dans nos candidats (voir partie 3.4), il est plus pertinent de choisir l'ajustement en échelle logarithmique qui n'a pas ce problème.

FIGURE 3.7 – Distribution des sources sur la grille (gauche) et carte de densité (droite) d'un champ simulé de 19×33 sources. *input* est la densité en entrée ($N_{\text{sources}}/\mathcal{A}$), *output* est la densité estimée par kNN dans le quart central de l'image (pour éviter les effet de bord) : les valeurs sont compatibles.



L'ajustement linéaire en échelle logarithmique, qui sera à présent utilisé pour estimer l'erreur sur l'estimation de la densité par la méthode kNN lorsque $k = 10$, est donné équation (3.8).

$$\ln(\sigma) = 0.968 \ln(\Sigma) - 2.243 \quad (3.8)$$

Résumé des dépendances de l'erreur Les dépendances de l'erreur σ sont résumées sur la figure 3.11.

3.3.6 Triangulation de Delaunay

À des fins de validation, j'ai également appliqué la triangulation de Delaunay à l'un des champs pour vérifier que la carte de densité obtenue ressemble à celles issues des méthodes précédentes. La réponse est oui. Mais qu'est-ce que cette triangulation? À deux dimensions, c'est un pavage d'une portion du plan (dans notre cas, un champ de vue) en triangles dont les sommets sont les positions des sources dont on veut estimer la densité. Le graphe dit dual de celui de Delaunay, le diagramme de Voronoï, qui lui est équivalent, est lui aussi un pavage du plan, où chaque source est contenue dans une cellule qui représente son "influence". La densité en la position des sources est inversement proportionnelle à l'aire de leur cellule, et la densité en les autres points du plan (hors sources) est une interpolation des densités aux sources. Une comparaison entre une carte de densité faite avec la méthode de Delaunay et une carte de densité kNN est illustrée en figure 3.12. La carte Delaunay utilise le code public développé par Victor Bonjean, doctorant à l'IAS⁵.

5. <https://github.com/vicbonj/pydtfe>

FIGURE 3.8 – Cartes de densité du champ simulé de la figure 3.7, pour $k = 3, 5, 7, 10, 13, 20$. Dans chaque cas la valeur estimée *output* est compatible avec la valeur d'entrée *input*.

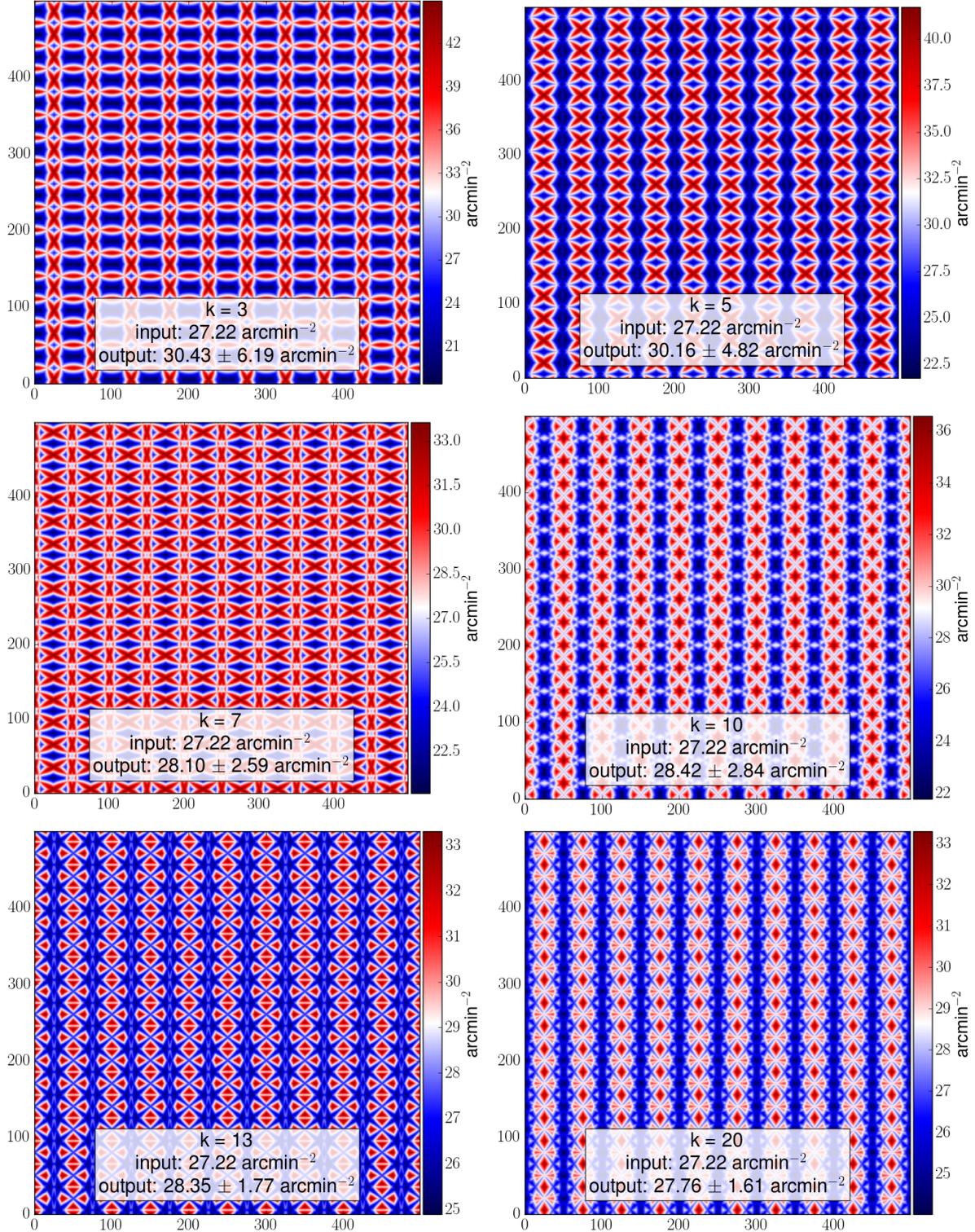


FIGURE 3.9 – Cartes de densité d'un champ simulé de 16*12 sources, où celles-ci sont alignées sur une grille (gauche) ou légèrement décalées (droite)

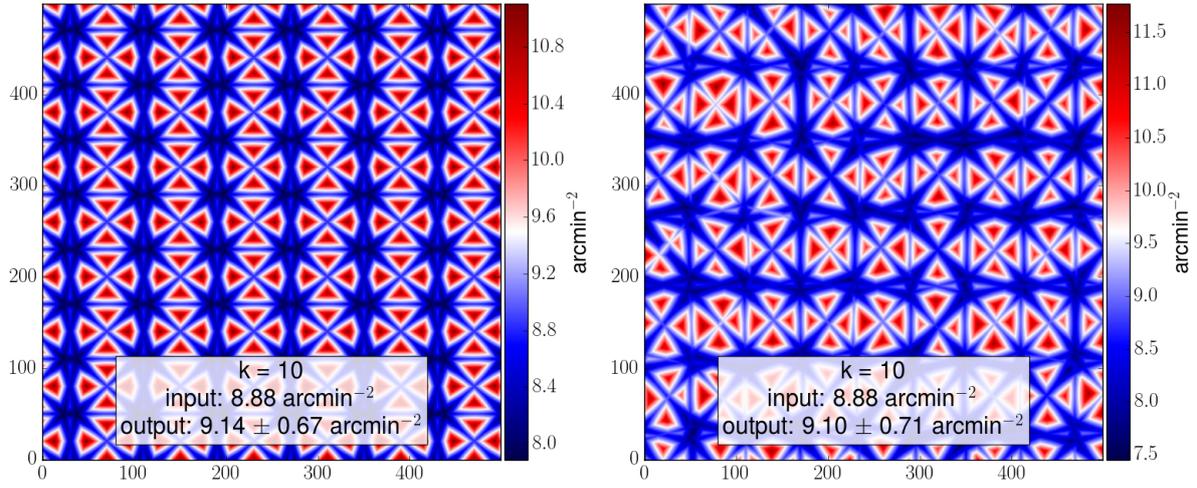


FIGURE 3.10 – Écart-type de la densité en fonction de celle-ci, en échelles linéaire (gauche) et logarithmique (droite). Dans les deux cas, un ajustement linéaire est une approximation satisfaisante.

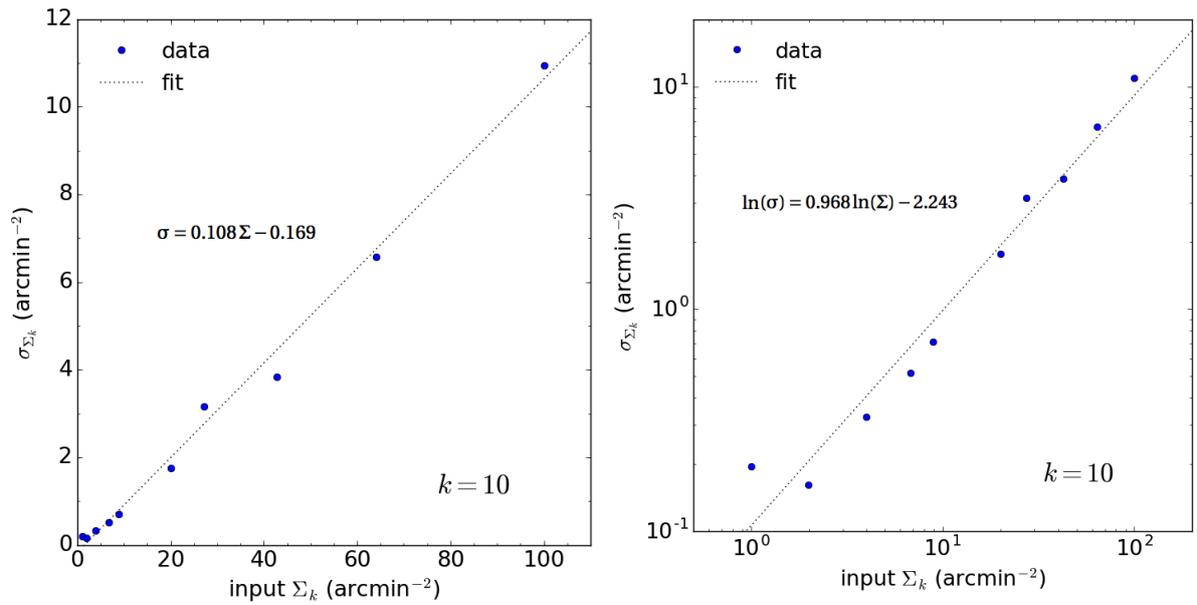


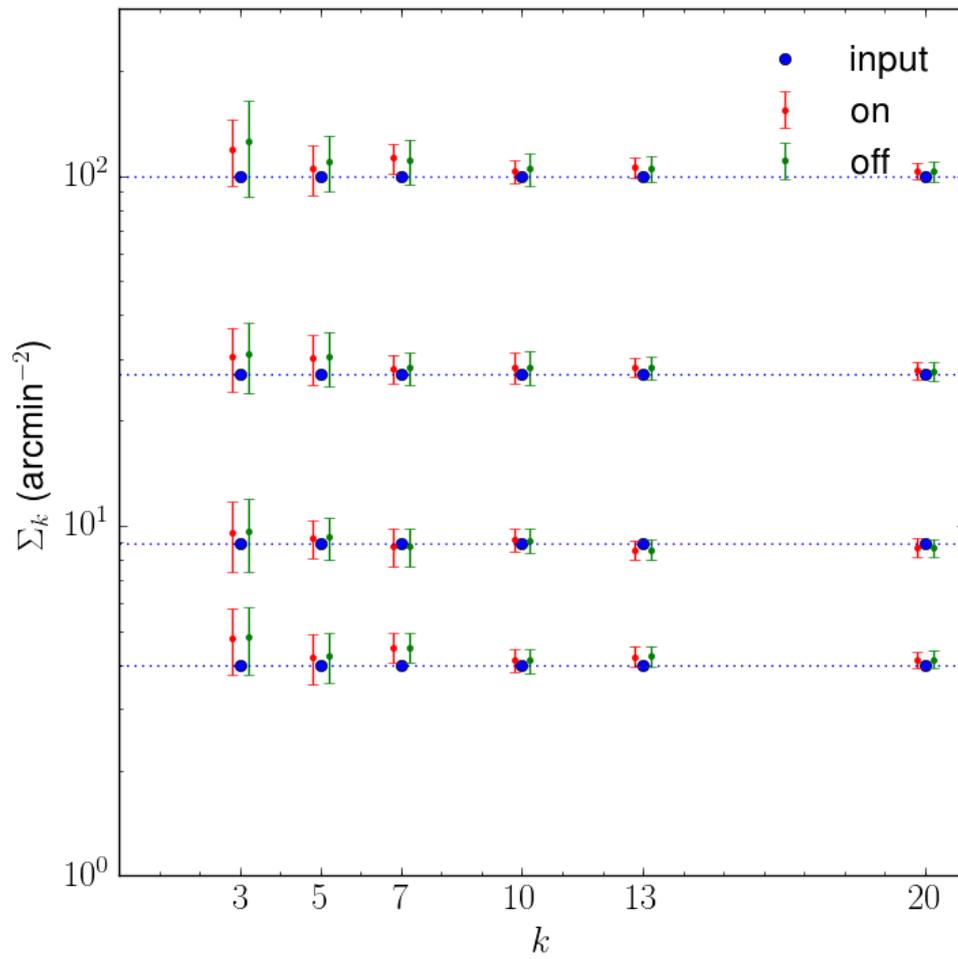
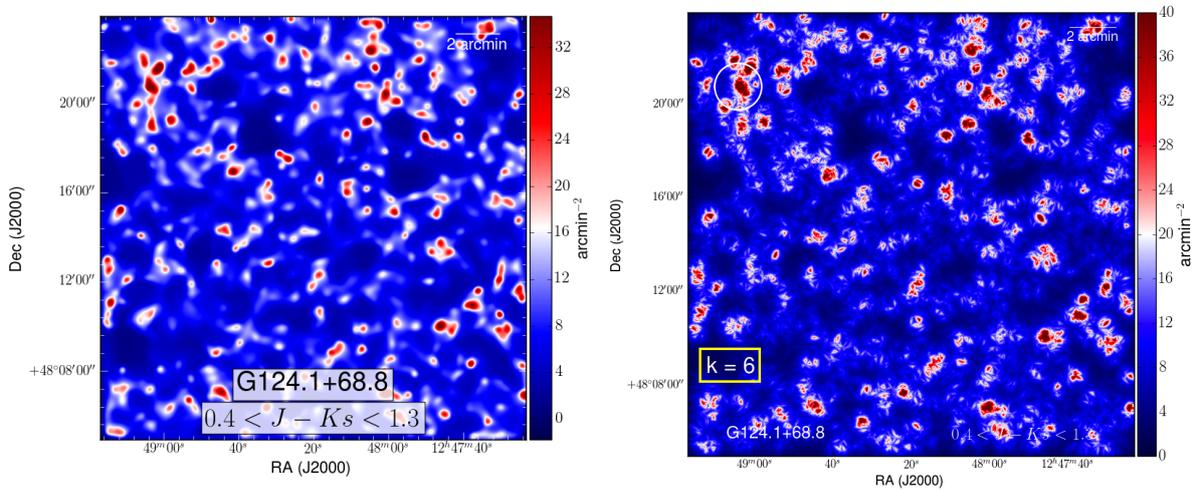
FIGURE 3.11 – $\Sigma \pm \sigma$ en fonction de k et de la position des sources : sur une grille (on) ou décalées (off)


FIGURE 3.12 – Cartes de densité générées avec la méthode de Delaunay (gauche) et 6NN (droite) : les deux méthodes sont parfaitement compatibles.



3.3.7 Conclusion

En conclusion, toutes les méthodes sont compatibles entre elles et je décide d'utiliser dans mon analyse la méthode kNN avec $k = 10$.

3.4 Les cartes de densité de nos candidats

J'ai créé un grand nombre de cartes de densité : pour un candidat dans une tranche en couleur, j'ai les cartes de densité de tout le champ (cartes dites larges) et zoomées dans un rayon d' $1'$ autour du centre du candidat (cartes dites zoomées ou ROI (region of interest)). Pour les cartes ROI, j'ai les cartes avec et sans prior IRAC-rouge, qui représente la densité des sources IRAC-rouges⁶ vue en bande Ks. Ce qui donne un total de (13 candidats) * (8 couleurs/candidat) * (2 niveaux de zoom) * (1.5 prior/couleur) = 312 cartes. Les 208 cartes sans prior IRAC se trouvent en annexe A.4, j'en montre ici quelques-unes concernant G124 à titre d'illustration.

3.4.1 Exemple : G124

6. c'est-à-dire qui respectent le critère $[3.6] - [4.5] > -0.1$, voir chapitre 1

FIGURE 3.13 – Cartes de densité all de G124 : large (haut) et ROI (bas). Le cercle blanc indique un rayon d'1' autour du centre du candidat ; cette région est elle-même appelée "candidat". Les cercles jaunes représentent les sources SPIRE-rouges, le rayon du cercle est proportionnel à leur flux à 350 μm . Les contours pointillés orange / rouges / bordeaux représentent les contours de densité de sources IRAC-rouges à 50 / 75 / 90% du pic de densité.

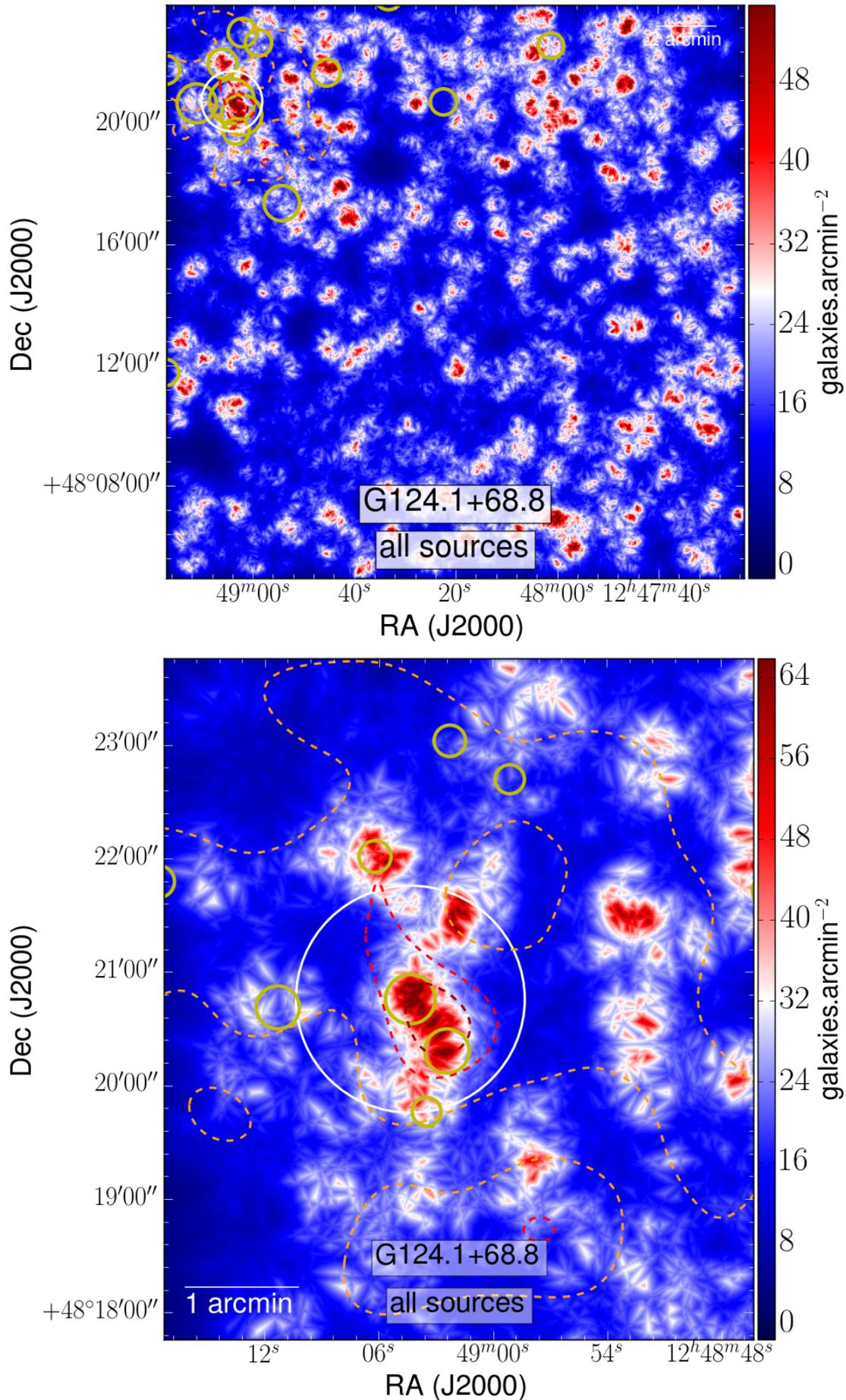


FIGURE 3.14 – Cartes de densité rao de G124 : large (haut) et ROI (bas). Même légende que figure 3.13

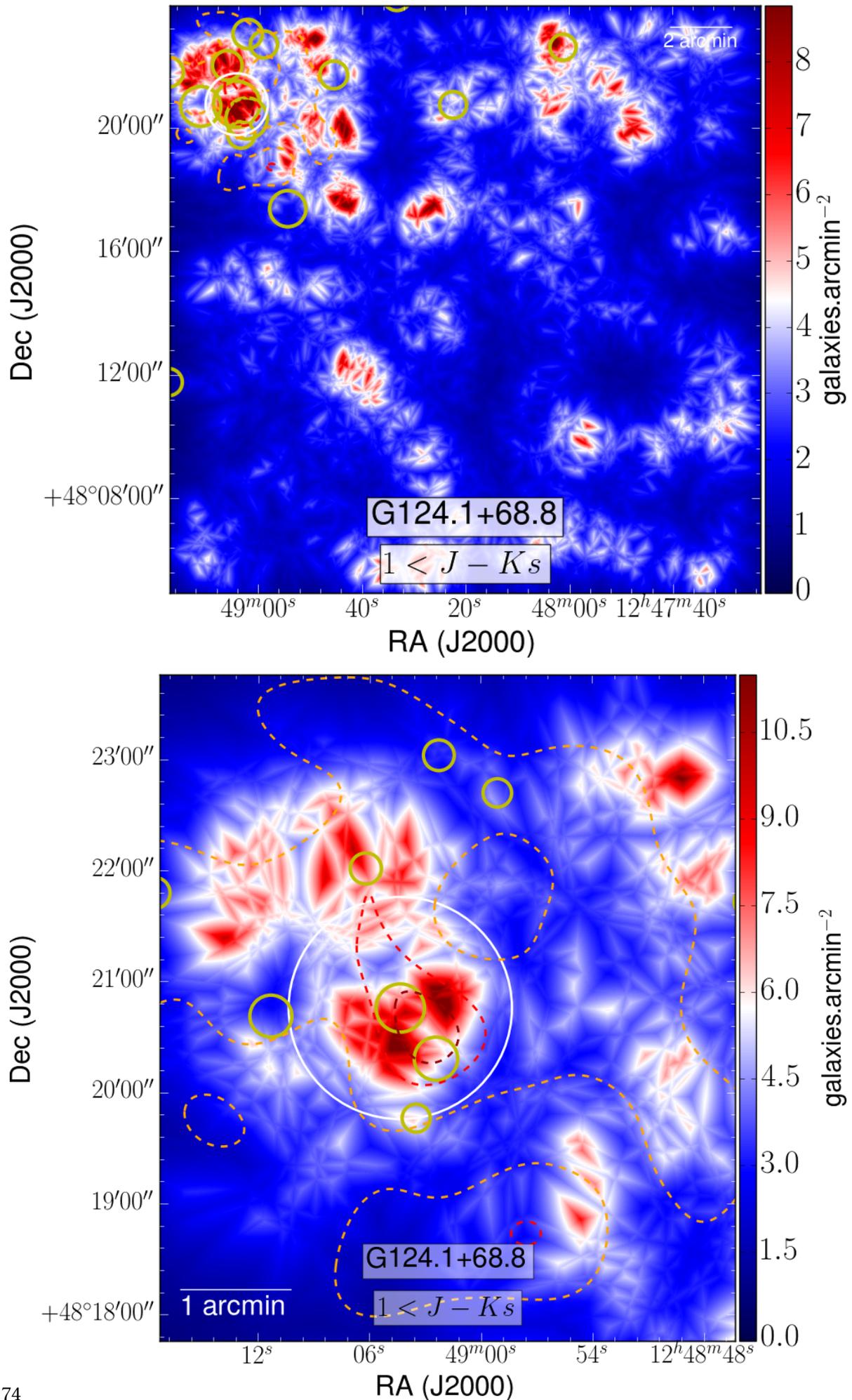
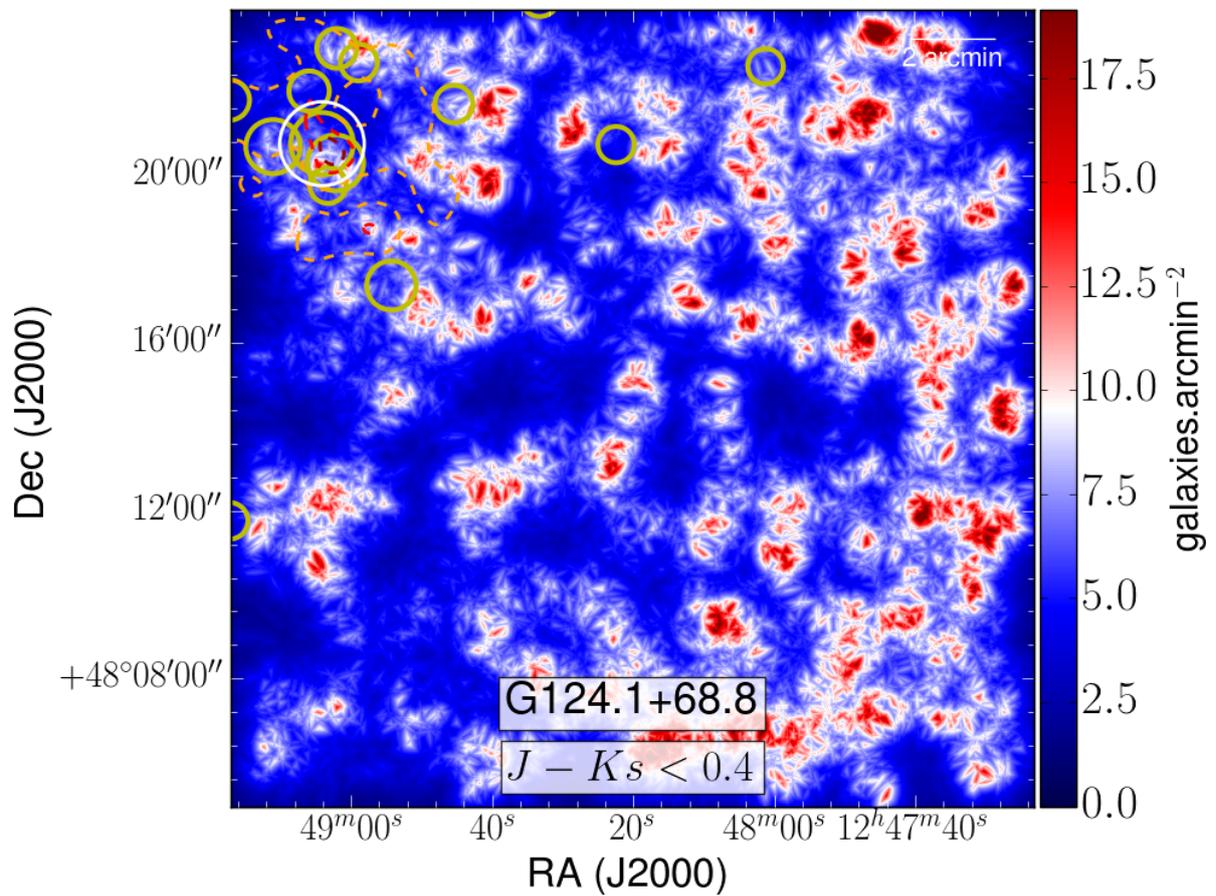
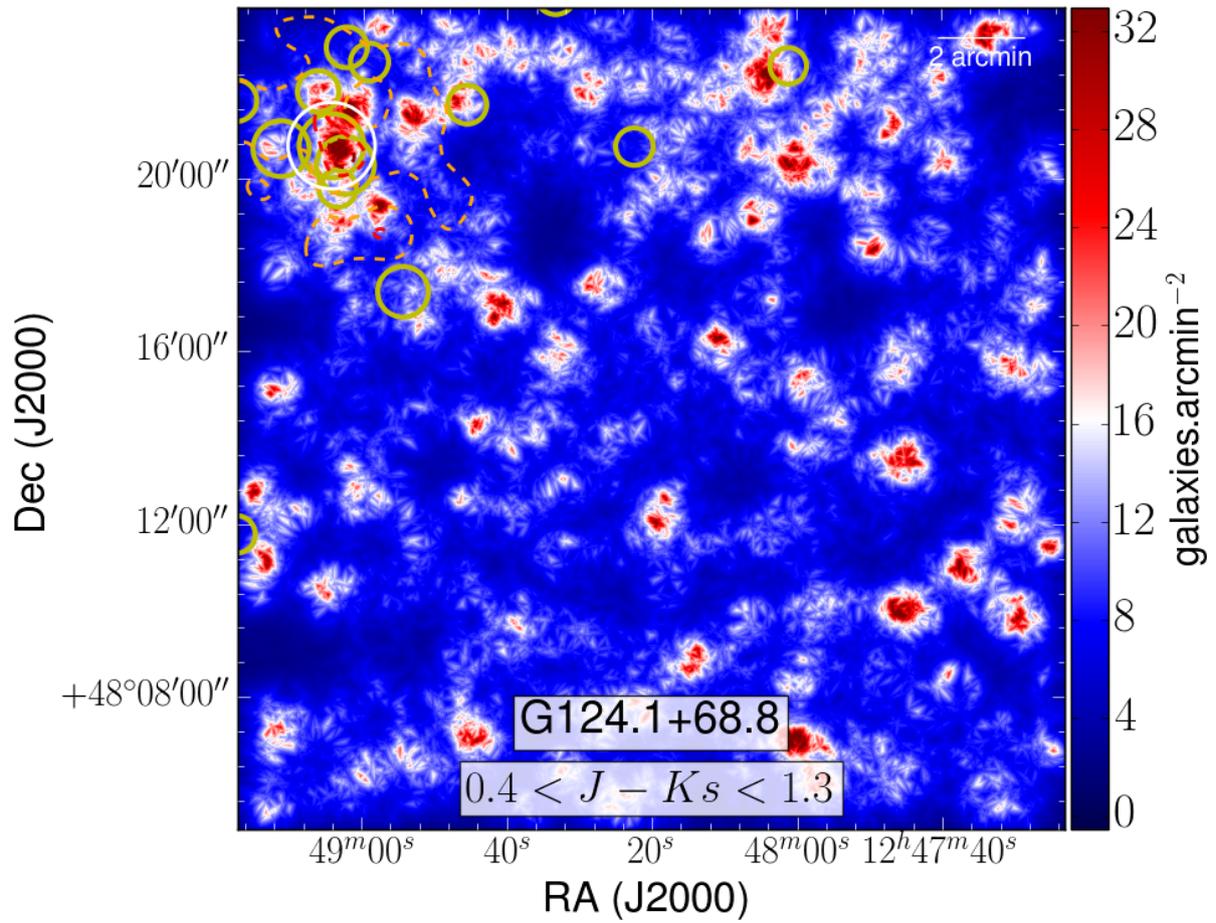


FIGURE 3.15 – Cartes de densité larges de G124 : vert (haut) et bleu (bas). Même légende que figure 3.13



3.4.2 Surdensités et significances

Pour traduire les cartes de densités en quantités qui peuvent être comparées à d'autres, on calcule leur surdensité et leur signification. On utilise la définition classique d'une surdensité d'objet :

$$\delta\text{gal}_{\text{cand}} := \frac{\Sigma_{\text{cand}}}{\Sigma_{\text{field}}} - 1 \quad (3.9)$$

où $\delta\text{gal}_{\text{cand}}$ est la surdensité de galaxies du candidat et Σ_{cand} et Σ_{field} les densités moyennes du candidat et du champ. On rappelle que le candidat est la zone d'1' autour du centre de chaque candidat amas. L'erreur associée est :

$$\delta\delta\text{gal}_{\text{cand}} = |\delta\text{gal}_{\text{cand}}| \left(\left| \frac{\sigma_{\text{cand}}}{\Sigma_{\text{cand}}} \right| + \left| \frac{\sigma_{\text{field}}}{\Sigma_{\text{field}}} \right| \right) \quad (3.10)$$

où σ_{cand} et σ_{field} sont les erreurs sur les densités moyennes du candidat et du champ. La figure 3.16 (haut) donne une vue synthétique des surdensités rouge / orange / jaune / bleue pour les 13 candidats, la figure A.125 (haut) en annexe est similaire avec la couleur verte à la place des couleurs orange et jaune et le tableau A.1 en annexe donne les valeurs numériques.

La signification, grandeur qui quantifie le niveau de confiance qu'on peut accorder à la valeur d'une surdensité, peut être définie de plusieurs façons. La première est d'adopter la définition de e.g. STRAZZULLO et al. [2015] et WANG et al. [2016], à savoir :

$$\sigma_{\text{cand}} := \frac{\log_{10}(\text{max}_{\text{in}}(\Sigma_{\text{cand}})) - \mu_{\text{fit}}}{\sigma_{\text{fit}}} \quad (3.11)$$

où μ_{fit} et σ_{fit} sont la moyenne et l'écart-type de la fonction gaussienne qui s'ajuste au mieux à la distribution des $\log(\{\text{densités}\})$ du champ entier, et $\text{max}_{\text{in}}(\Sigma_{\text{cand}})$ le pic des valeurs des pixels à l'intérieur du candidat. Les figures 3.17 et 3.18 illustrent le calcul de deux significances avec cette méthode.

J'utiliserai plutôt une autre construction, plus adaptée à notre cas : soit ζ_{field} l'écart-type de la densité du champ. Alors la signification σ_{cand} du candidat est définie par

$$\sigma_{\text{cand}} := \frac{\Sigma_{\text{cand}} - \Sigma_{\text{field}}}{\zeta_{\text{field}}} \quad (3.12)$$

Si le champ moyen varie peu (ζ_{field} petit), la moindre surdensité acquiert une grande signification, car on est certain que la densité observée, même faible, est supérieure à la valeur du champ. À l'inverse, si le champ moyen a une grande dispersion (ζ_{field} grand), une surdensité devra être très importante pour acquérir une signification clairement différente de zéro. De même que pour les surdensités, la figure 3.16 (bas) donne une vue synthétique des significances rouge / orange / jaune / bleue pour les 13 candidats, la figure A.125 (bas) est similaire avec la couleur verte à la place des couleurs orange et jaune, le tableau A.1 donnent les valeurs numériques, et la figure 3.19 et le tableau 3.3 comparent les deux définitions de la signification. Même si les valeurs diffèrent beaucoup, il existe une relation linéaire entre elles, ce qui permet de les utiliser de manière indifférente. Pourquoi alors prendre une autre définition ? En réalité, si la méthode de Strazzullo et al. est pertinente pour mesurer la signification d'une surdensité avérée, elle ne l'est pas pour une sous-densité, comme illustré figures 3.17 et 3.18. La méthode utilise la valeur maximale des pixels, en supposant qu'elle représente la surdensité. Mais en l'absence de surdensité, il s'agit du fond de ciel, le pixel de plus grande valeur n'en est qu'une fluctuation, et la valeur de la signification qui en découle n'a pas de sens. Ma méthode, qui considère un ensemble de pixels, sera robuste face à l'absence de surdensité, mais les valeurs numériques des significances ne doivent pas être comparées telles quelles entre méthodes.

FIGURE 3.16 – Valeur des surdensités (haut) et des significances (bas) pour les 13 champs dans les tranches rouge / orange / jaune / bleue. Les distributions dans chaque couleur sont aussi données.

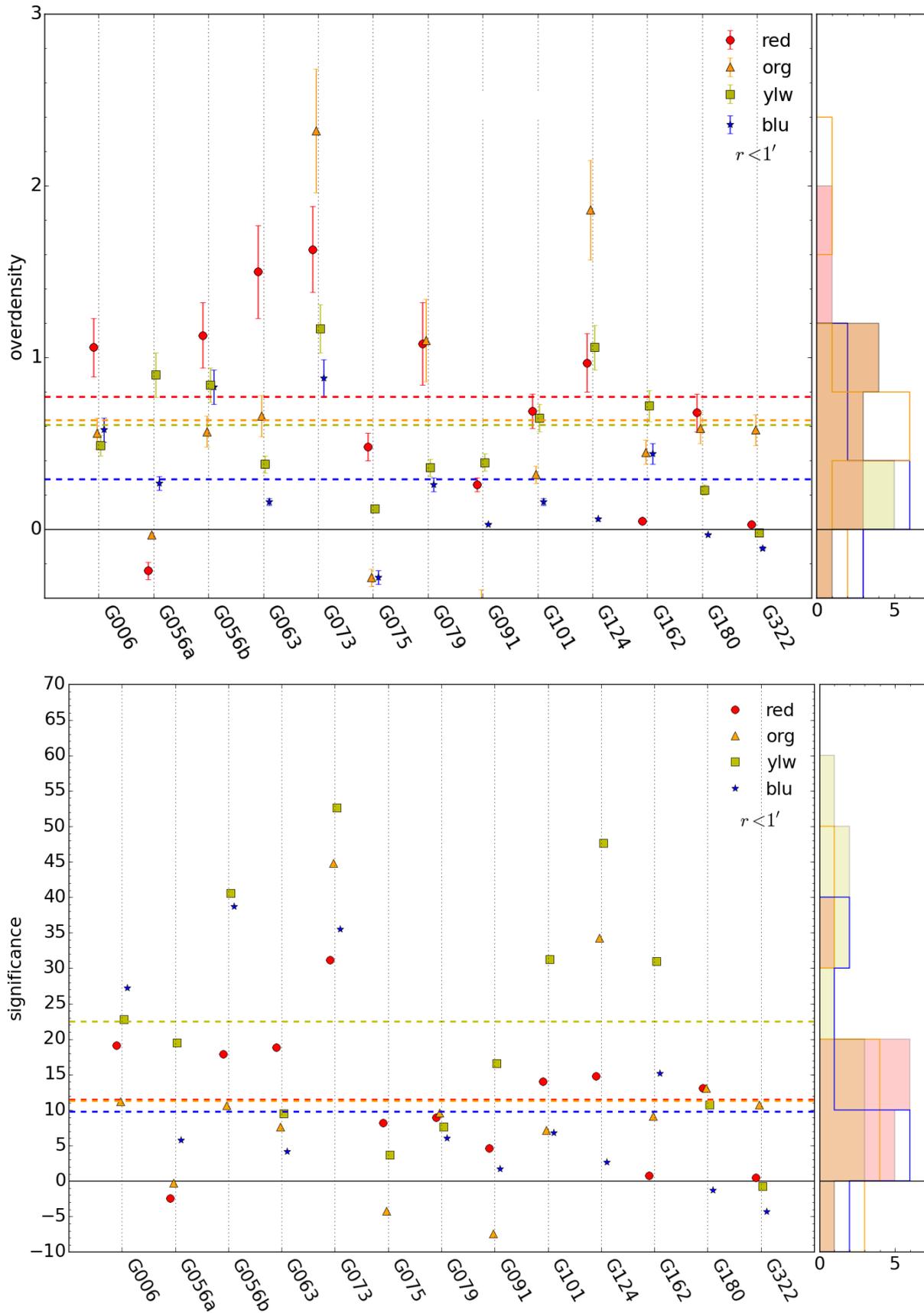
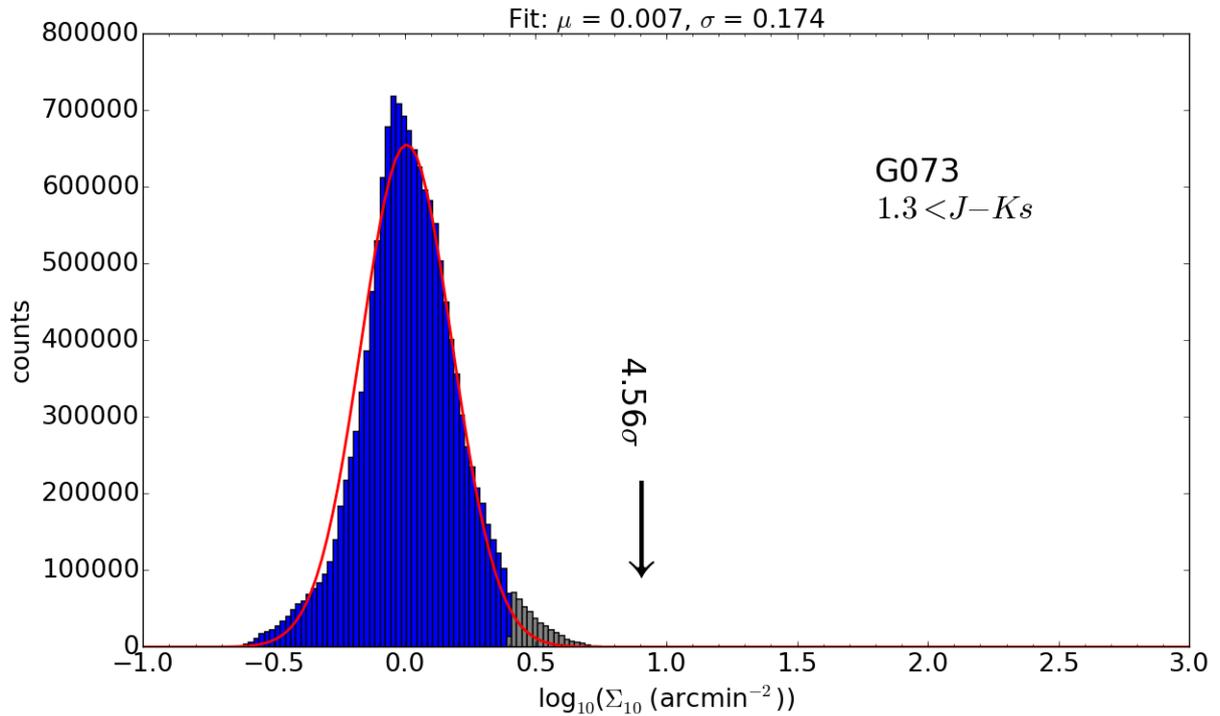
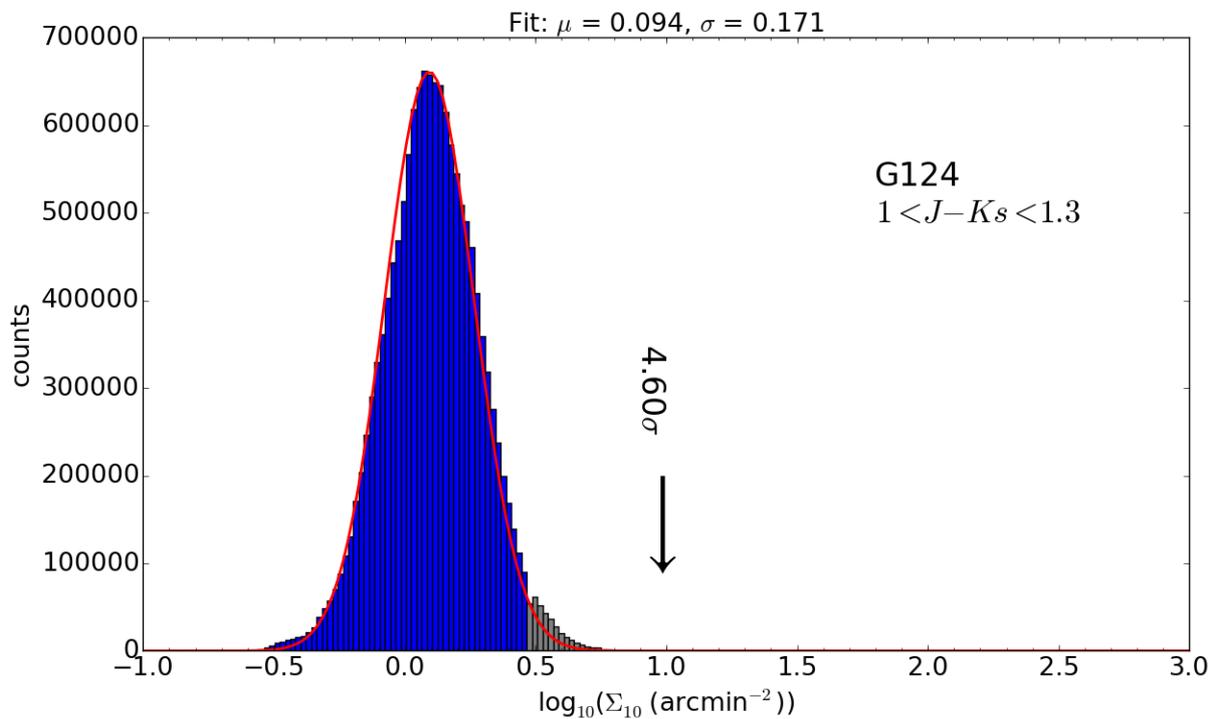


FIGURE 3.17 – Calcul de significances avec la méthode de Strazzullo et al. (équation (3.11)) pour (a) G073 en rouge et (b) G124 en orange. La courbe rouge est une gaussienne s'ajustant sur la partie non grisée de la distribution (les valeurs au-delà de 2σ). La valeur de la signification du candidat est indiquée par la flèche.



(a)



(b)

FIGURE 3.18 – Calcul de signification avec la méthode de Strazzullo et al. (équation (3.11)) pour G091 en orange, qui est une *sous*-densité. La courbe rouge est une gaussienne s’ajustant sur la partie non grisée de la distribution (les valeurs au-delà de 2σ). La valeur de la signification du candidat est indiquée par la flèche. La méthode de Strazzullo et al. donne une signification légèrement positive, laissant entendre qu’il s’agit d’une petite sur-densité. Cette méthode ne convient donc pas pour mesurer la signification de sous-densités.

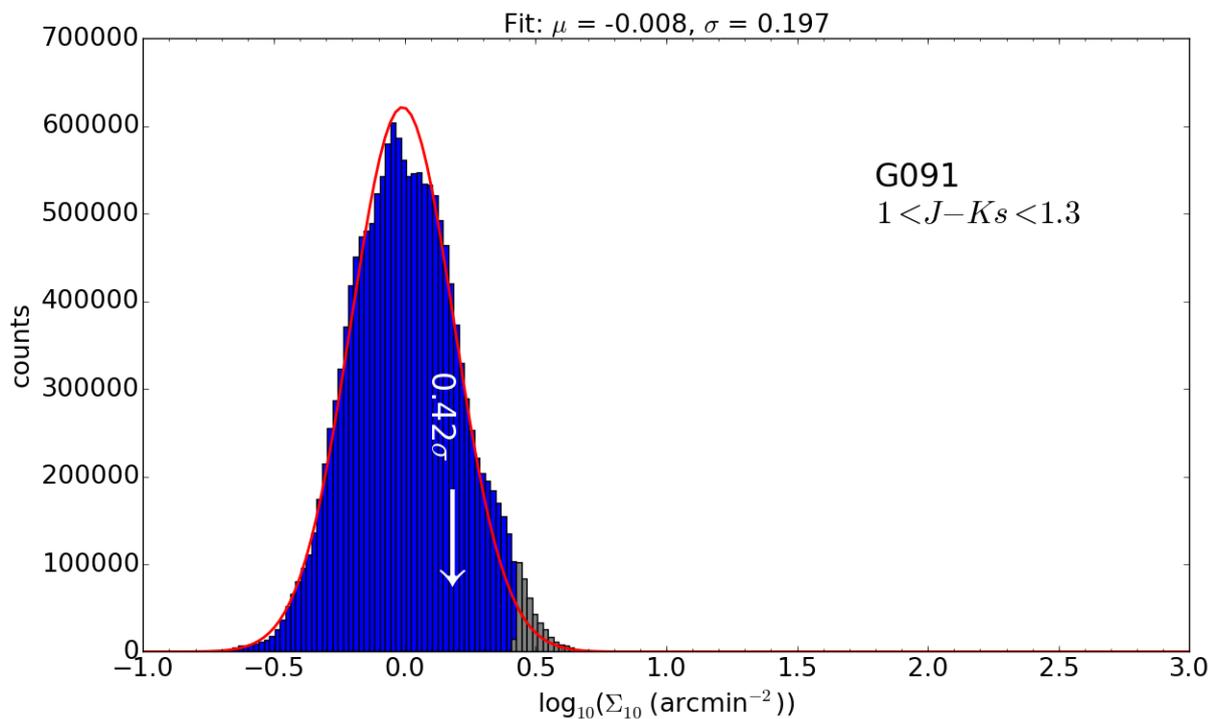
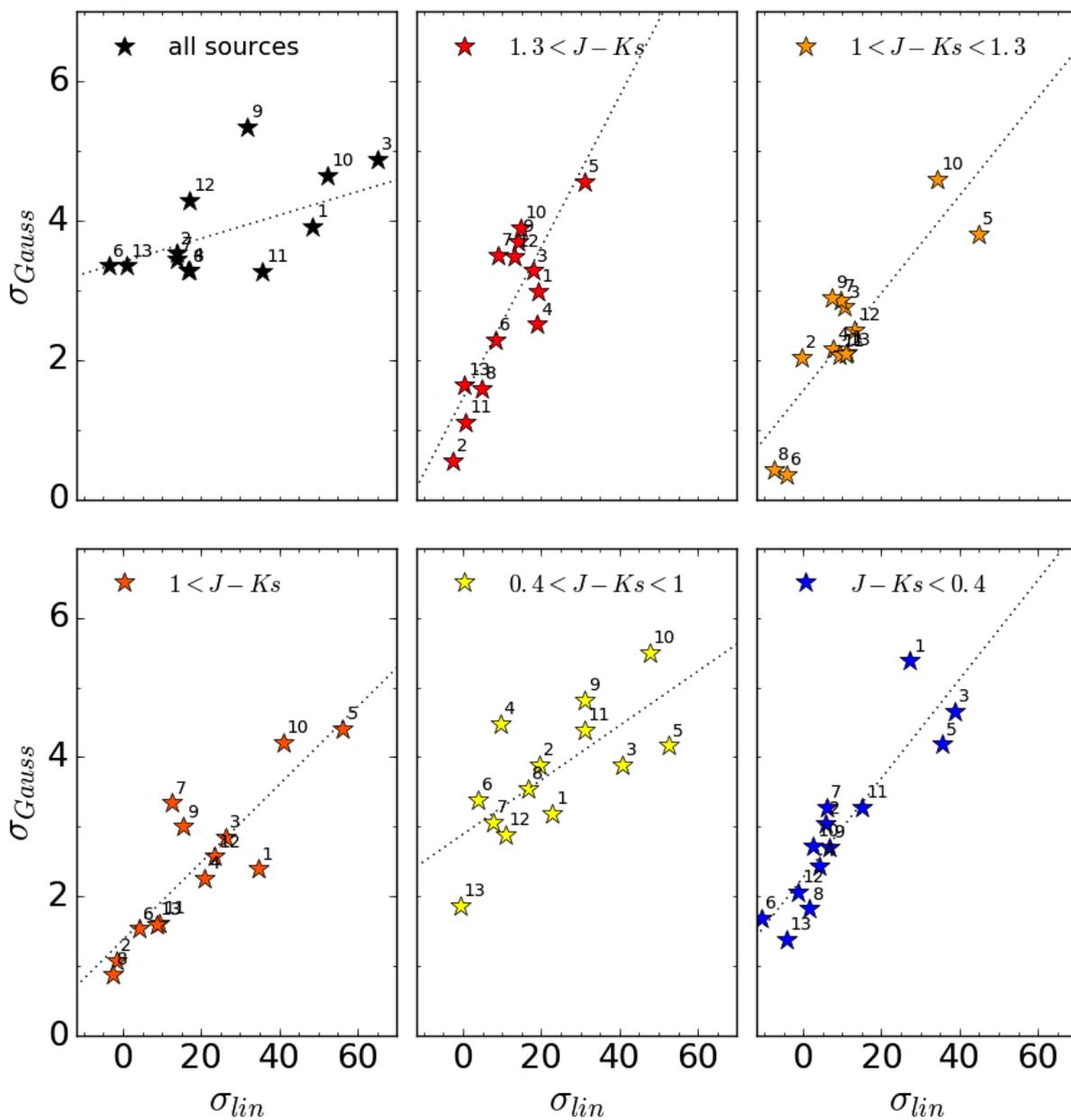


TABLEAU 3.3 – Valeurs des significances en σ pour chaque champ dans chaque tranche en couleur. Pour chacune d’entre elles, la première colonne contient les valeurs calculées par ma méthode et la seconde celles calculées par la méthode de Strazzullo et al. Les valeurs supérieures à 3σ avec cette méthode sont indiquées en gras (pour les couleurs rouge, orange, rao et rog uniquement).

champ	all		rouge		orange		rao		jaune		vert		rog		bleu	
$\mathcal{C} := J - Ks$			$1.3 < \mathcal{C}$		$1 < \mathcal{C} < 1.3$		$1 < \mathcal{C}$		$0.4 < \mathcal{C} < 1$		$0.4 < \mathcal{C} < 1.3$		$0.4 < \mathcal{C}$		$\mathcal{C} < 0.4$	
G006	48.41	3.91	19.11	2.98	11.23	2.11	34.54	2.39	22.82	3.19	30.74	3.45	36.67	3.83	27.17	5.38
G056a	13.75	3.53	-2.48	0.55	-0.31	2.04	-1.68	1.08	19.50	3.89	16.14	4.01	14.01	3.78	5.72	3.05
G056b	65.11	4.88	17.87	3.28	10.66	2.76	26.33	2.85	40.62	3.88	43.74	3.55	49.63	3.50	38.71	4.66
G063	16.81	3.29	18.85	2.51	7.59	2.15	20.97	2.25	9.48	4.47	12.23	3.91	18.32	3.17	4.17	2.43
G073	77.85	4.22	31.19	4.56	44.82	3.80	56.24	4.40	52.65	4.16	65.13	3.89	69.84	4.08	35.48	4.18
G075	-3.62	3.35	8.17	2.29	-4.19	0.35	4.05	1.53	3.68	3.38	0.89	2.95	5.51	3.35	-10.55	1.68
G079	13.90	3.45	8.98	3.50	9.59	2.85	12.48	3.34	7.67	3.06	10.88	2.81	11.47	2.45	6.04	3.27
G091	16.95	3.28	4.66	1.59	-7.38	0.42	-2.50	0.88	16.61	3.54	12.78	3.11	18.06	4.27	1.67	1.82
G101	31.89	5.35	14.08	3.70	7.18	2.89	15.57	3.00	31.22	4.82	35.01	5.06	35.28	4.67	6.76	2.70
G124	52.37	4.65	14.79	3.89	34.27	4.60	40.97	4.21	47.62	5.49	59.40	5.39	62.63	6.10	2.61	2.72
G162	35.67	3.27	0.75	1.11	9.14	2.06	9.34	1.61	30.96	4.39	30.98	3.83	29.79	3.53	15.16	3.27
G180	16.97	4.29	13.05	3.48	13.06	2.43	23.40	2.57	10.76	2.88	18.42	2.91	23.29	3.61	-1.31	2.06
G322	1.06	3.35	0.46	1.64	10.74	2.08	8.54	1.59	-0.72	1.86	4.37	2.02	3.56	2.37	-4.34	1.38

À ce stade, je n’ai pas mentionné le calcul de la densité du champ Σ_{field} (ainsi que de ζ_{field}). En effet, la taille d’ $1'$ de rayon choisie pour les candidats est une valeur moyenne, les structures peuvent tout à fait s’étendre au-delà. De plus, le centre du candidat a été défini comme la position du pic d’émission SPIRE, qui n’est pas forcément superposé au pic dans une couleur $J - Ks$ donnée. Il a fallu donc être plus conservatif dans le choix des régions à prendre en compte et à rejeter dans l’estimation de Σ_{field} . Le choix a été de rejeter une région de $2'$ de rayon autour de chaque candidat d’un champ. Rejeter une région d’ $1'$ n’était pas suffisant comme évoqué, et rejeter une région de $3'$ aurait trop réduit l’aire restante pour les 4 petits champs (G056a, G063, G075 et G079). Les figures 3.20 et 3.21 l’illustrent.

FIGURE 3.19 – Abscisses : significances en adoptant notre définition (équation (3.12)). Ordonnées : significances en adoptant la définition de STRAZZULLO et al. [2015] et WANG et al. [2016] (équation (3.11)) pour les couleurs all, rouge, orange, jaune, verte et bleue. Dans chaque cas une corrélation linéaire existe.



- | | |
|----------|----------|
| 1: G006 | |
| 2: G056a | 8: G091 |
| 3: G056b | 9: G101 |
| 4: G063 | 10: G124 |
| 5: G073 | 11: G162 |
| 6: G075 | 12: G180 |
| 7: G079 | 13: G322 |

FIGURE 3.20 – Cartes de densité rouges de G056b. Les cercles épais de taille fixe font respectivement 1', 2' et 3' de rayon et représentent les zones rejetées autour des candidats afin de calculer la densité du champ. Les cercles fins de taille variable représentent les zones rejetées dues à des étoiles trop brillantes. Les croix rouges représentent les sources du champ. Ne rejeter qu'1' (haut gauche) laisse des surdensités manifestes dans le champ, ce qui n'est pas souhaitable (suite figure 3.21).

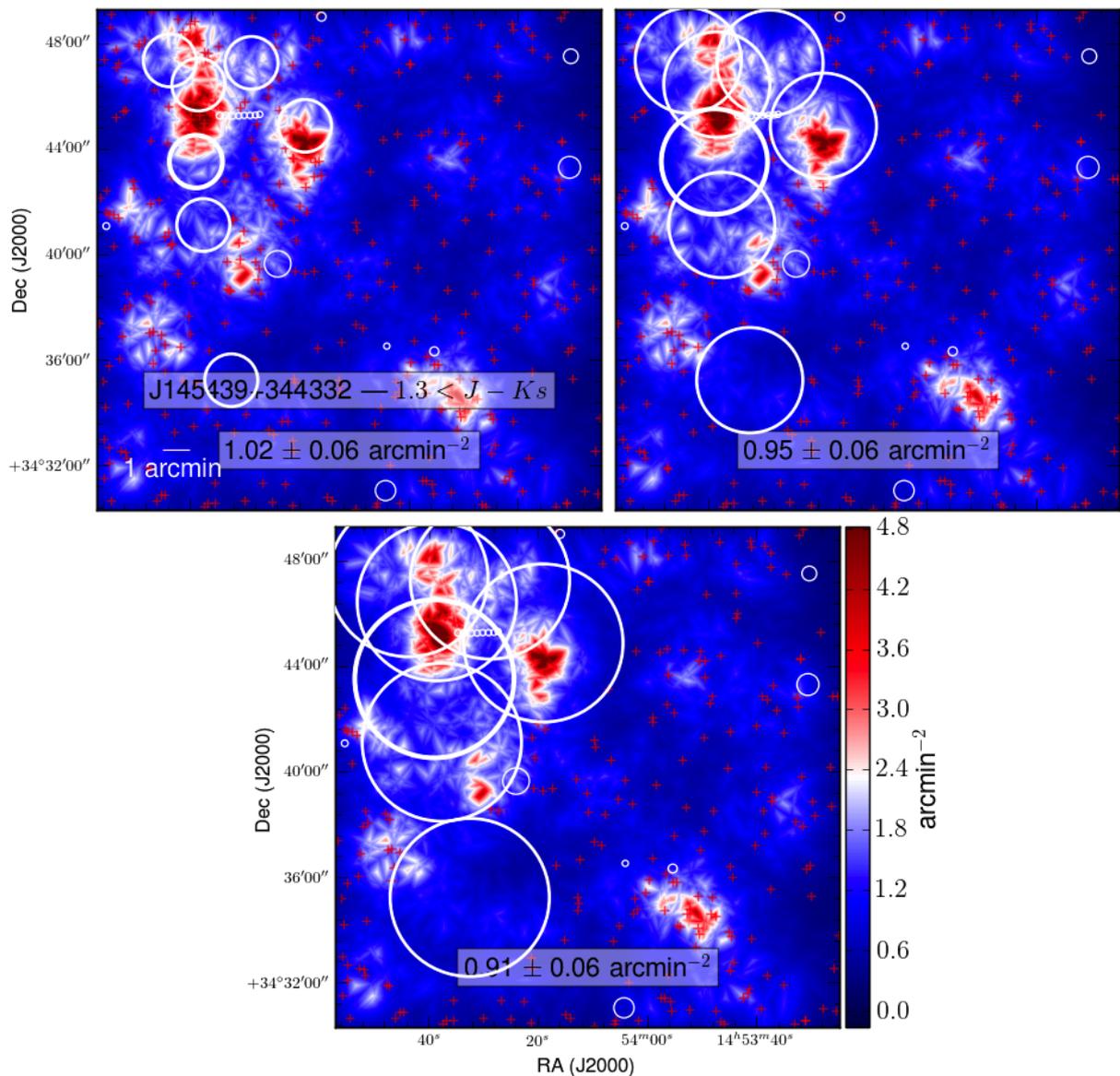
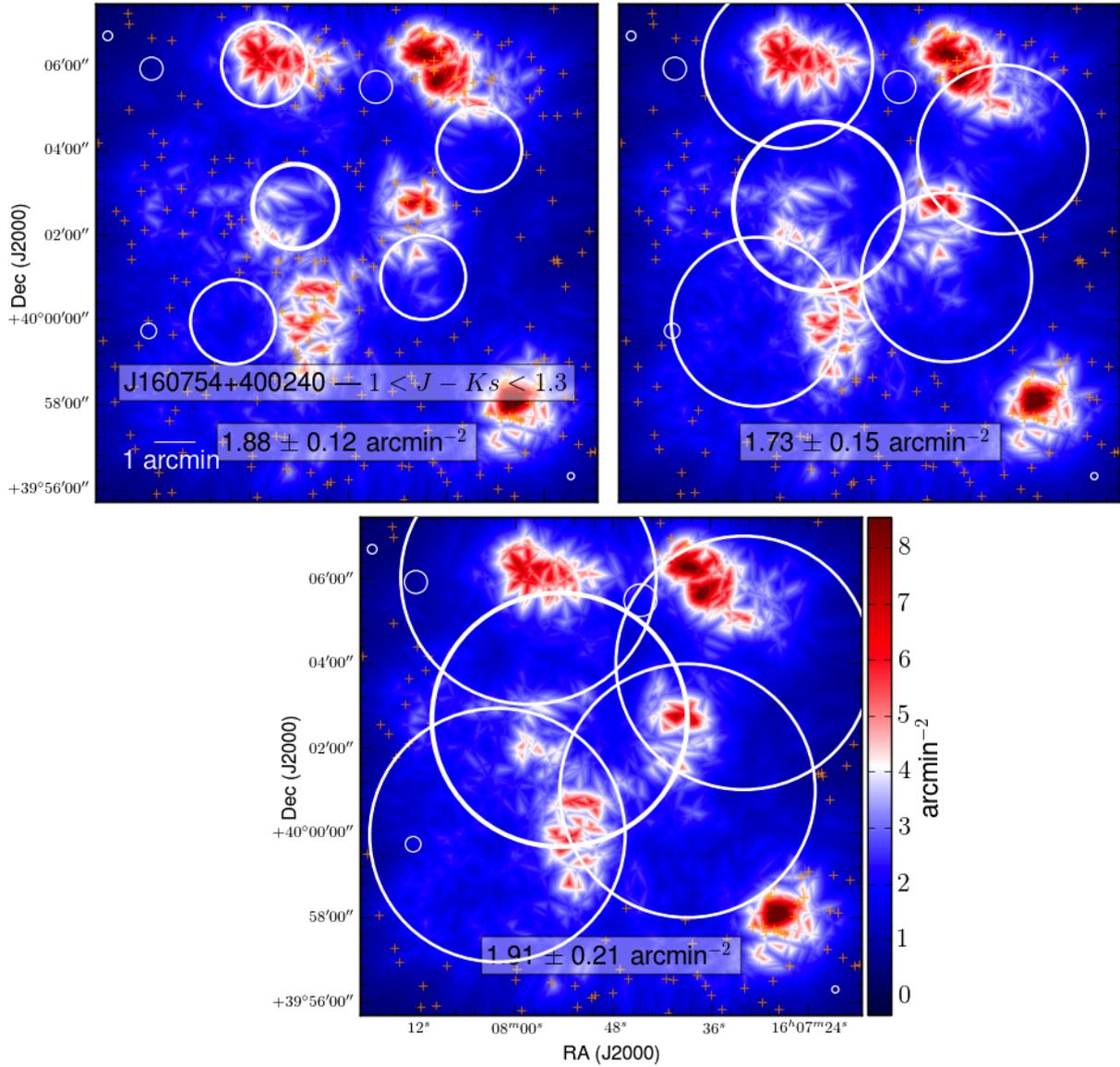


FIGURE 3.21 – Cartes de densité orange de G063. Même légende que figure 3.20. Les croix orange représentent les sources du champ. Rejeter 3' (bas) laisse trop peu de sources dans le champ, ce qui n'est pas souhaitable non plus. Rejeter une région de 2' de rayon est un bon compromis.



3.4.3 Analyse

J'analyse ici la figure 3.16. Je rappelle que les surdensités rouges correspondent potentiellement à des galaxies à $z > 2$, les surdensités orange potentiellement aussi mais si elles sont en coïncidence spatiale avec des surdensités rouges, les couleurs verte et jaune correspondent à des galaxies à n'importe quel redshift, et le bleu indique des avant-plans (voir figure 3.3 et tableau 3.1).

Statistiquement, on constate que nos candidats sont surdenses. Même si les valeurs des surdensités ne sont pas très élevées, 2.5 tout au plus toutes couleurs confondues, les valeurs des significances nous confortent quant à l'existence de celles-ci, puisque surdensités et significances sont très corrélées. De plus, on sonde ici des régions larges (plusieurs Mpc²) où les membres d'un possible proto-amas peuvent être dispersés, la surdensité moyenne de toute la région ne peut donc pas prendre des valeurs élevées comme on s'y attend lorsqu'on sonde par exemple le cœur d'un amas mature. Il est donc plausible que les densités ne prennent que de faibles valeurs.

En moyenne, la couleur la plus surdense est le rouge, puis le vert (orange et jaune sont quasiment au même niveau), puis le bleu. Le fait que les surdensités rouges soient en moyenne plus grandes que les autres nous conforte dans l'idée que nos candidats sont bien à grand z . Mais le fait que les sources bleues soient significativement plus surdenses que le champ est quelque peu étonnant. Cela signifie qu'à l'intérieur même du disque d' $1'$ de rayon autour de la position du pic d'émission SPIRE, les avant-plans sont en excès. Est-ce attendu? Il n'y a a priori pas de raison que ce soit le cas, vu la sélection qui a donné naissance à SPHerIC. Une explication pourrait être que la valeur moyenne de la surdensité bleue est artificiellement augmentée par G056b et G073 pour qui elle vaut presque 1, et ce par coïncidence spatiale (alignement fortuit). En effet, seuls 4 candidats sont plus surdenses que la moyenne des 13. Cette moyenne vaut 0.25 ± 0.01 , et en retirant G056b et G073 elle tombe à 0.14 ± 0.01 , non compatible avec 0. Ces 2 champs en excès bleu ne sont donc pas les seuls responsables de cette anomalie.

Individuellement, on note que 3 champs sont sous-denses en couleur bleue, ce qui devrait être statistiquement le cas pour 50% des candidats, et que seul 2 champs sont sous-denses dans une autre couleur : G056a en rouge et orange, et G075 en orange. La présence d'une surdensité orange n'est pas nécessaire pour avoir un candidat à grand z , aussi seule la sous-densité rouge de G056a interpelle. En fait, G056a a de belles surdensités rouges, elles ne sont simplement pas proches du pic d'émission SPIRE, l'une par exemple est près d'une autre source SPIRE un peu moins intense à $350 \mu\text{m}$.

La candidat le plus surdense quelle que soit la couleur est G073. Cette source exceptionnelle a été l'objet d'observations dans beaucoup de bandes photométriques et spectroscopiques, et a donné lieu à un papier accepté et à paraître, [KNEISSL et al. \[2018\]](#) (reproduit en annexe A.6). C'est aussi l'une des quelques sources SPHerIC dont on a une (quasi-)confirmation du redshift d'au moins un membre : $z = 1.54$ ⁷. [KNEISSL et al. \[2018\]](#) indiquent aussi qu'une partie du candidat G073 est probablement un groupe de galaxies d'avant-plan à $z \approx 1$, ce qui est compatible avec les surdensités jaune et verte.

Enfin, le fait que G124 ait une grande surdensité en couleur orange est attendu vu son redshift (voir chapitre suivant).

3.5 Conclusion

Les diagrammes couleur – magnitude semblent indiquer que 12 de nos 13 candidats présentent une séquence rouge, autrement dit que le centre de la structure, si elle existe, est composée principalement de galaxies matures en coévolution peuplées en majorité d'étoiles vieilles. Ce résultat n'est pas garanti car les données ne nous permettent pas de distinguer les ETG des LTG, ce qui est habituellement fait pour chercher une séquence rouge. Quoi qu'il en soit, le nombre important de sources

7. grâce à l'observation par ALMA d'une transition du CO, vraisemblablement $5 \rightarrow 4$

potentiellement à grand redshift est validé par les cartes de densité, qui indiquent dans 75% des cas la présence de surdensité de galaxies compatibles avec $z \gtrsim 1.5$. Le candidat le plus surdense est G073, il est décrit en détail dans [KNEISL et al. \[2018\]](#) (auquel j'ai collaboré, voir annexe [A.6](#)). Ces résultats sont compatibles avec les prévisions faites avec SPIRE et IRAC. J'anticipe ici un résultat de l'analyse individuelle des candidats, qui est faite au chapitre suivant à la lumière des données *Spitzer*/IRAC et *Herschel*/SPIRE.

Chapitre 4

Les données CFHT combinées à IRAC et SPIRE

Sommaire

4.1 Association des catalogues JKs avec IRAC	88
4.2 Coïncidence spatiale des surdensités : WIRCam vs SPIRE et IRAC	91
4.2.1 G006	91
4.2.2 G056a	93
4.2.3 G056b	94
4.2.4 G063	95
4.2.5 G073	96
4.2.6 G075	97
4.2.7 G079	98
4.2.8 G091	99
4.2.9 G101	100
4.2.10 G124	101
4.2.11 G162	102
4.2.12 G180	103
4.2.13 G322	105
4.2.14 Aspect statistique	106
4.2.15 G124 avec JWST	106
4.3 Diagrammes couleur – couleur	107
4.4 Conclusion	109

Ce chapitre analyse les données CFHT/WIRCam à la lumière des données *Herschel*/SPIRE et de l'analyse des données *Spitzer*/IRAC faite par Clément Martinache (CM).

4.1 Association des catalogues JKs avec IRAC

WIRCam et IRAC (ch1 et ch2) observant à des longueurs proches et à une résolution similaire (environ $1''$ pour WIRCam et $1.7''$ pour IRAC), il est intéressant de comparer les catalogues de sources extraites. Pour chaque champ, j'ai combiné mon catalogue WIRCam (détection en bande Ks) avec le catalogue IRAC de CM (détection à $4.5 \mu\text{m}$). Le rayon de match a été fixé à $1''$ (voir figure 4.1). 99% des sources ch2 sont des sources uniques Ks, 1% un doublet Ks, et jamais un triplé ou plus (voir figure 4.2). Dans la majorité des cas (9/13), le champ de vue IRAC est entièrement contenu dans celui de WIRCam; dans tous les cas, au moins 90% le sont. On note néanmoins que les candidats G056a et G091 sont partiellement à l'extérieur du champ de vue IRAC (voir figure 4.3), donc l'analyse combinée perd de sa pertinence; cependant les catalogues combinés WIRCam + IRAC gardent une utilité statistique.

1. voir définition section 1.2.3

FIGURE 4.1 – Distribution des séparations angulaires des sources détectées à la fois en ch2 et en Ks. Le rayon de match a été fixé à 1', en deçà duquel se trouvent 91% des sources.

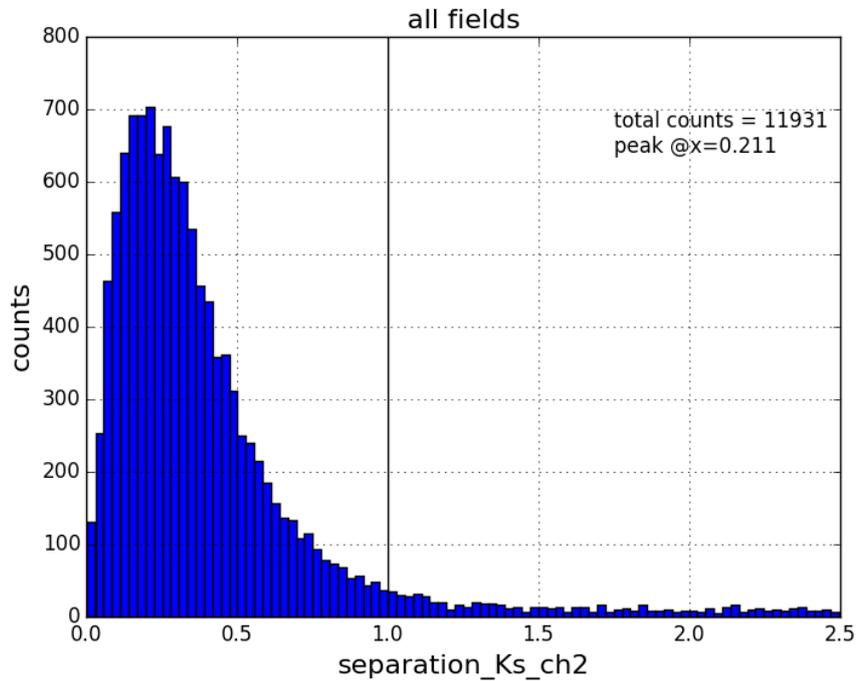


FIGURE 4.2 – Distribution du nombre de source Ks par source ch2 : 99% des sources sont uniques, 1% des sources sont doubles et aucune n'est triple ou plus.

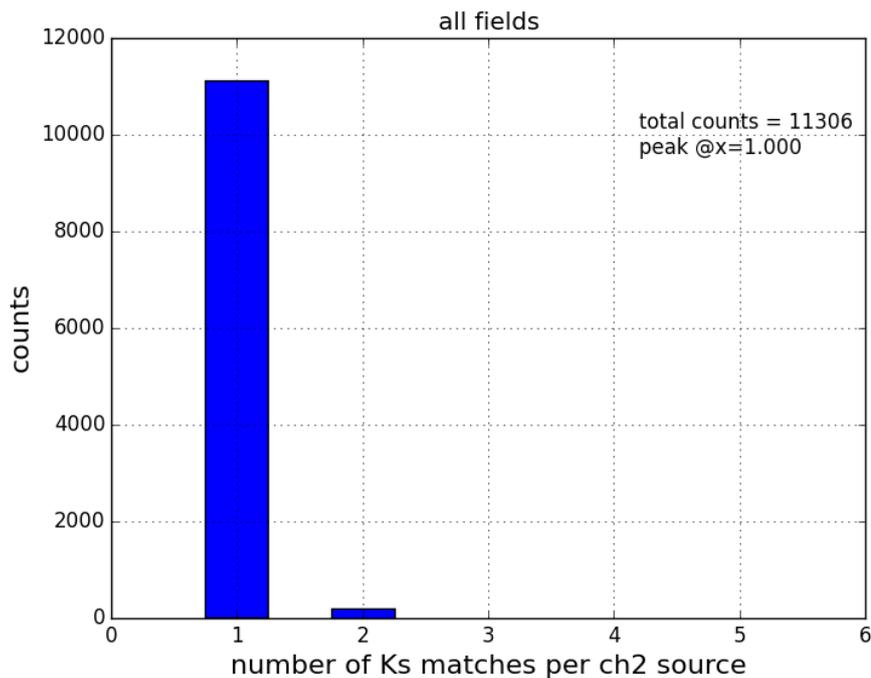
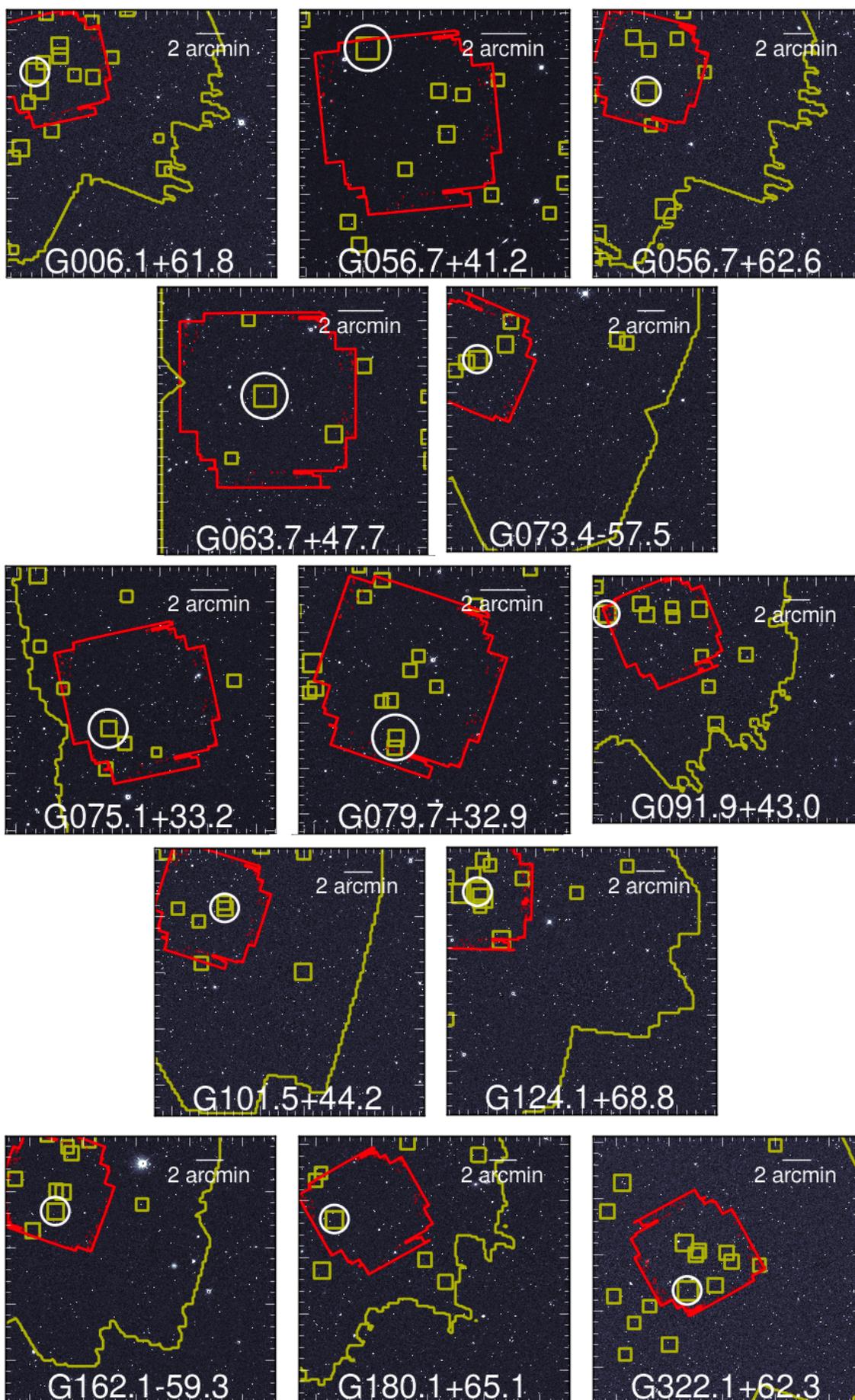


FIGURE 4.3 – Champs de vue des 13 champs sur leur mosaïque Ks. Les polygones rouges indiquent les champs de vue de *Spitzer*/IRAC les polygones jaunes les contours des données *Herschel*/SPIRE. Les carrés jaunes indiquent la position des sources SPIRE-rouges¹, leur taille est proportionnelle à leur flux à 350 μm . Les cercles indiquent la position du candidat principal de chaque champ et font 1' de rayon.



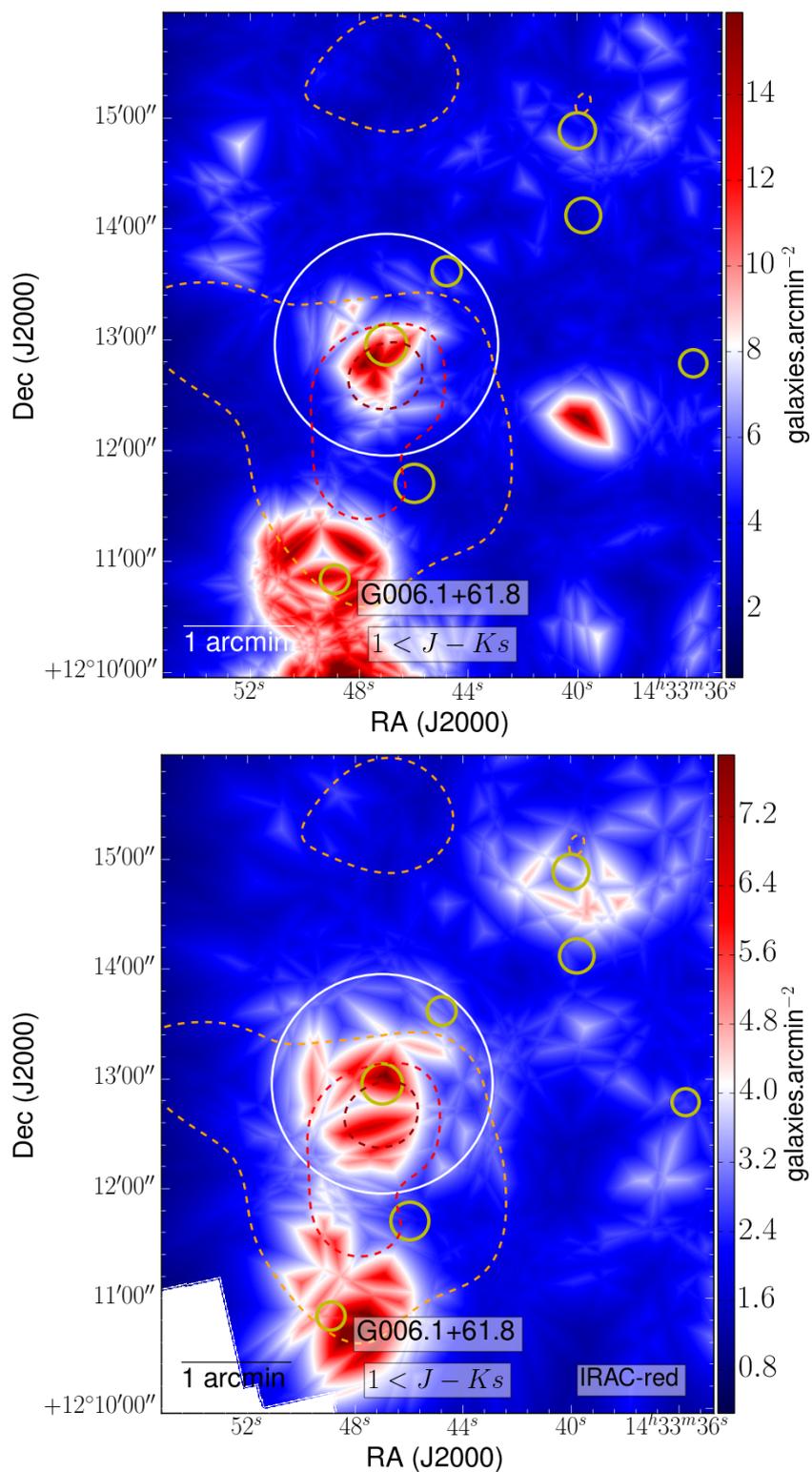
4.2 Coïncidence spatiale des surdensités : WIRCam vs SPIRE et IRAC

Les surdensités CFH sont-elles toujours présentes lorsqu'on ne sélectionne que les sources IRAC-rouges? Comparons les cartes de densité des sources rao ($1 < J - K_s$) avec et sans sélection IRAC-rouge (ci-après sélection IRAC) pour nos 13 candidats, dont 10 ou 11 présentent une surdensité rao. Ci-dessous je décris les candidats un à un, en illustrant la description avec, dans chaque cas, les deux cartes de densité rao.

4.2.1 G006

G006 a une surdensité rao $\delta = 1.25 \pm 0.17$, pour 2/3 due à sa surdensité rouge. La surdensité persiste après sélection IRAC, comme attendu puisque le centre du candidat est superposé à une surdensité de sources IRAC-rouges. Les couleurs JKs confirment donc les prédictions IRAC de sources à $z > 1.3$.

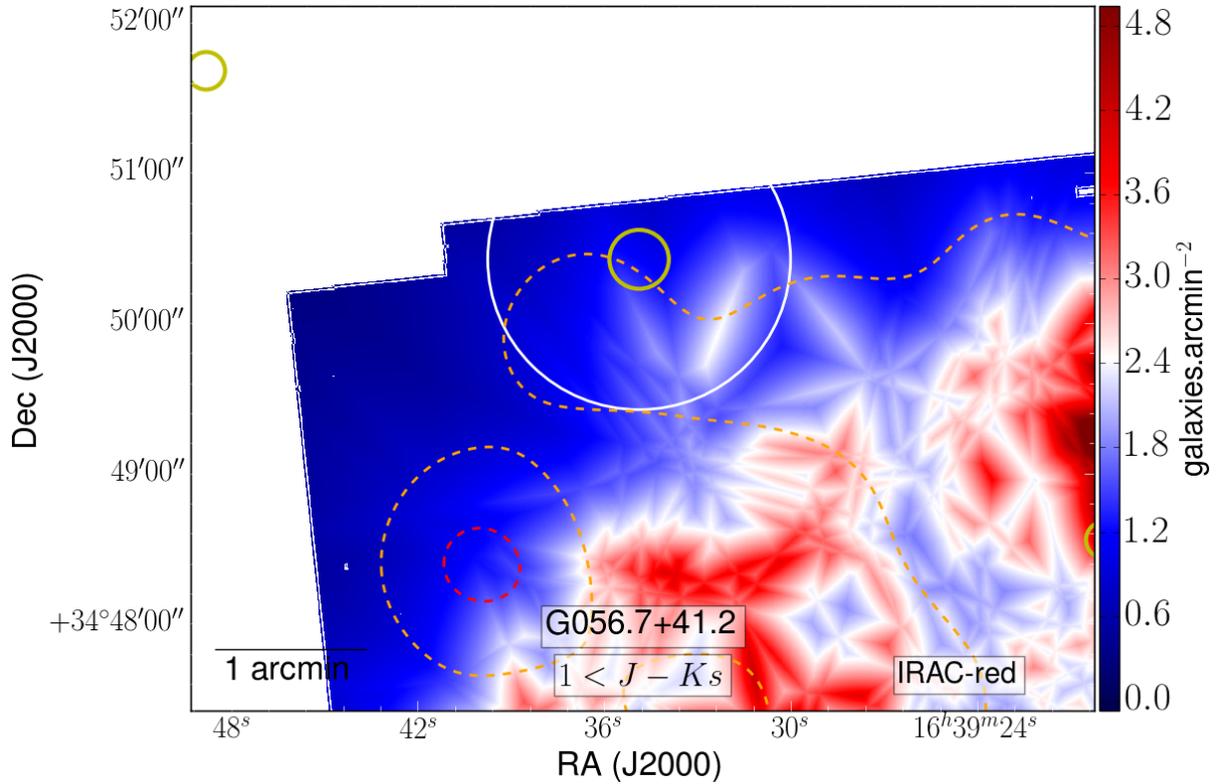
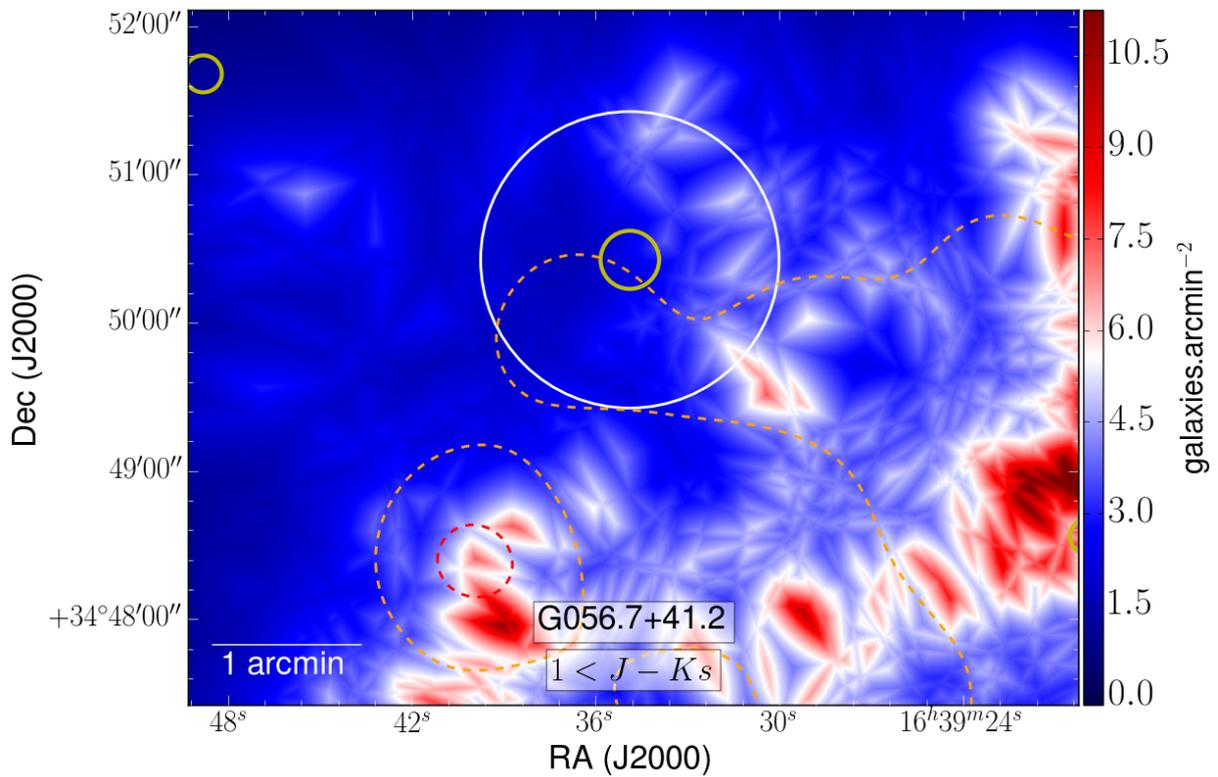
FIGURE 4.4 – Carte de densité de G006 pour les sources de couleur rao sans prior IRAC-rouge (haut) et avec (bas). Les cercles jaunes représentent les sources SPIRE-rouges, la taille du cercle est proportionnelle à leur flux à $350\ \mu\text{m}$. Les contours pointillés orange / rouge / bordeaux représentent les contours de densité de sources IRAC-rouges à 50 / 75 / 90% du pic de densité.



4.2.2 G056a

G056a n'est surdense ni en rouge ni en orange, donc pas non plus en rao. La sélection IRAC n'apporte pas d'information supplémentaire.

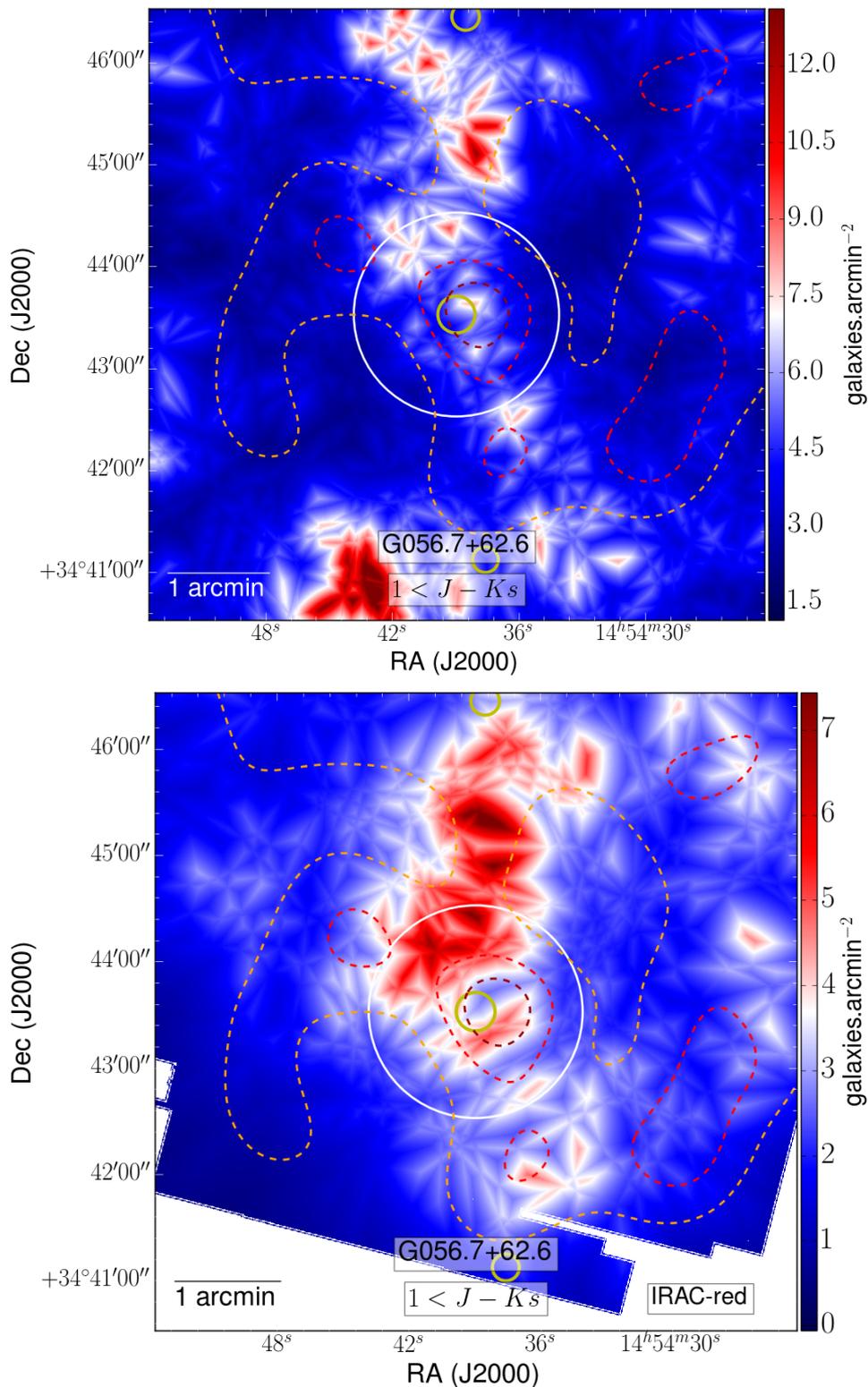
FIGURE 4.5 – Carte de densité de G056a, même légende que figure 4.4



4.2.3 G056b

G056b a une surdensité $\delta = 1.04 \pm 0.15$, pour 2/3 due à sa surdensité rouge. Le contraste est plus marqué avec sélection IRAC. Là encore le centre du candidat est superposé à une surdensité IRAC-rouge, donc le résultat était attendu.

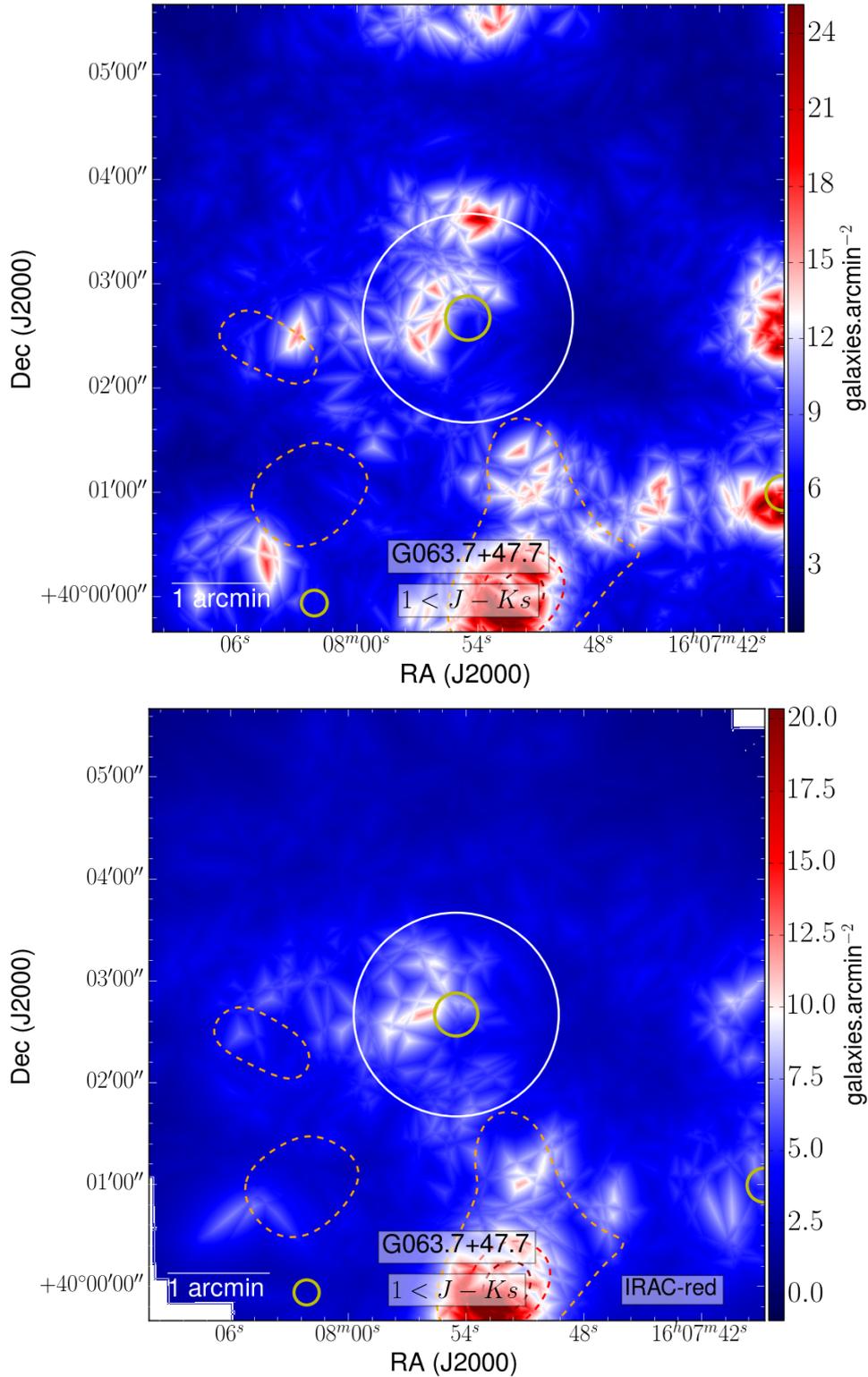
FIGURE 4.6 – Carte de densité de G056b, même légende que figure 4.4



4.2.4 G063

G063 a une surdensité $\delta = 1.22 \pm 0.19$, pour 3/4 due à sa surdensité rouge. Après sélection IRAC la surdensité persiste, et pourtant le candidat n'apparaît pas dans un pic de densité IRAC-rouge. La densité IRAC-rouge environnante est à $\sim 40\%$ de son maximum. Mais ce maximum est anormalement haut à cause de la très forte surdensité IRAC-rouge au sud du candidat, les 40% du maximum représentent toutefois une surdensité importante.

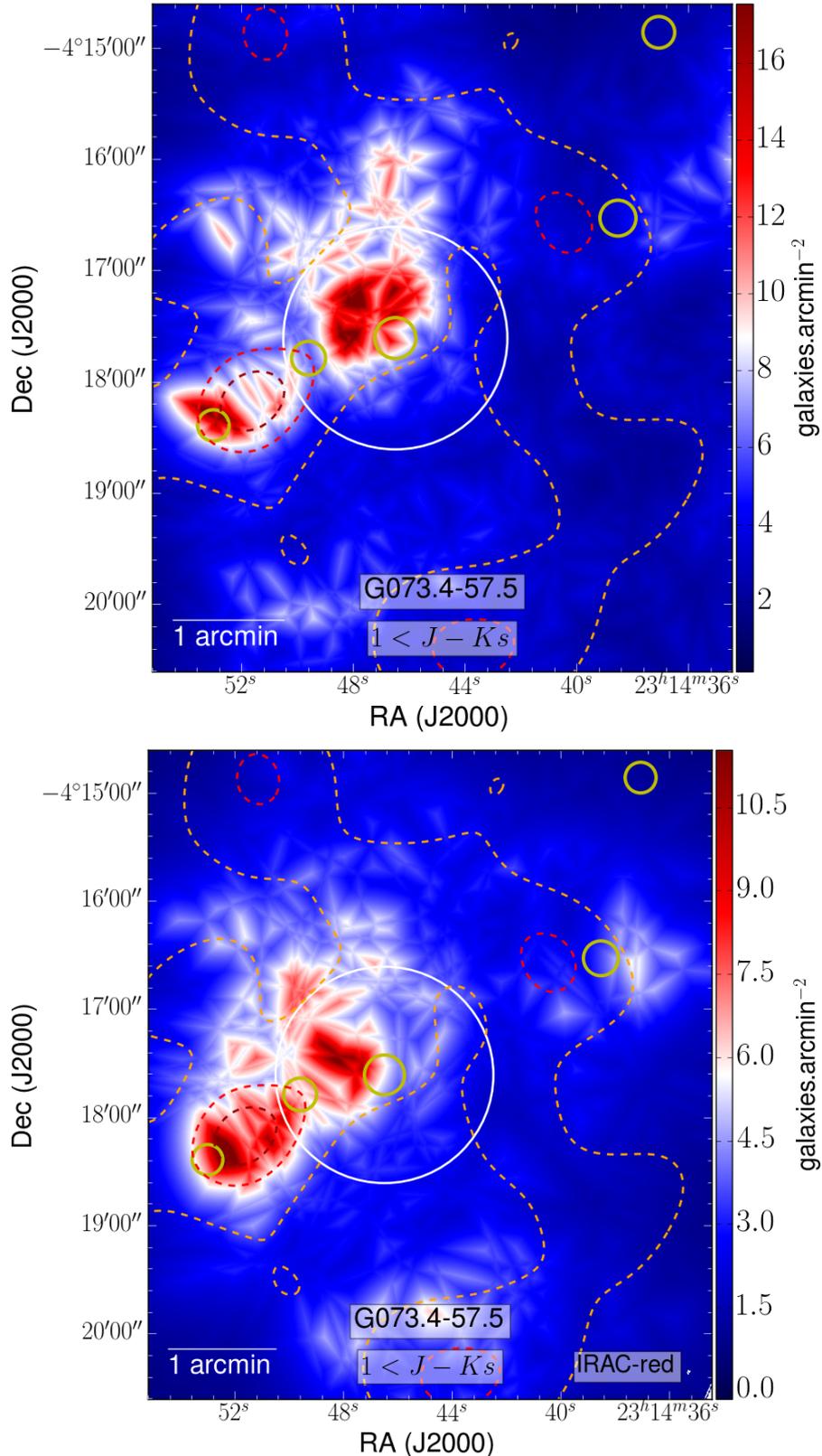
FIGURE 4.7 – Carte de densité de G063, même légende que figure 4.4



4.2.5 G073

G073 a une grande surdensité $\delta = 2.19 \pm 0.30$, pour 1/3 due à sa surdensité rouge. À l'instar de G063, la surdensité persiste après sélection IRAC, mais le candidat est dans une surdensité IRAC-rouge de seulement $\sim 50\%$ de son maximum, qui est dû à une autre (partie de la?) structure, à $1.5'$ au sud-est (l'est est sur la gauche), qui est très intense à $4.5 \mu\text{m}$.

FIGURE 4.8 – Carte de densité de G073, même légende que figure 4.4

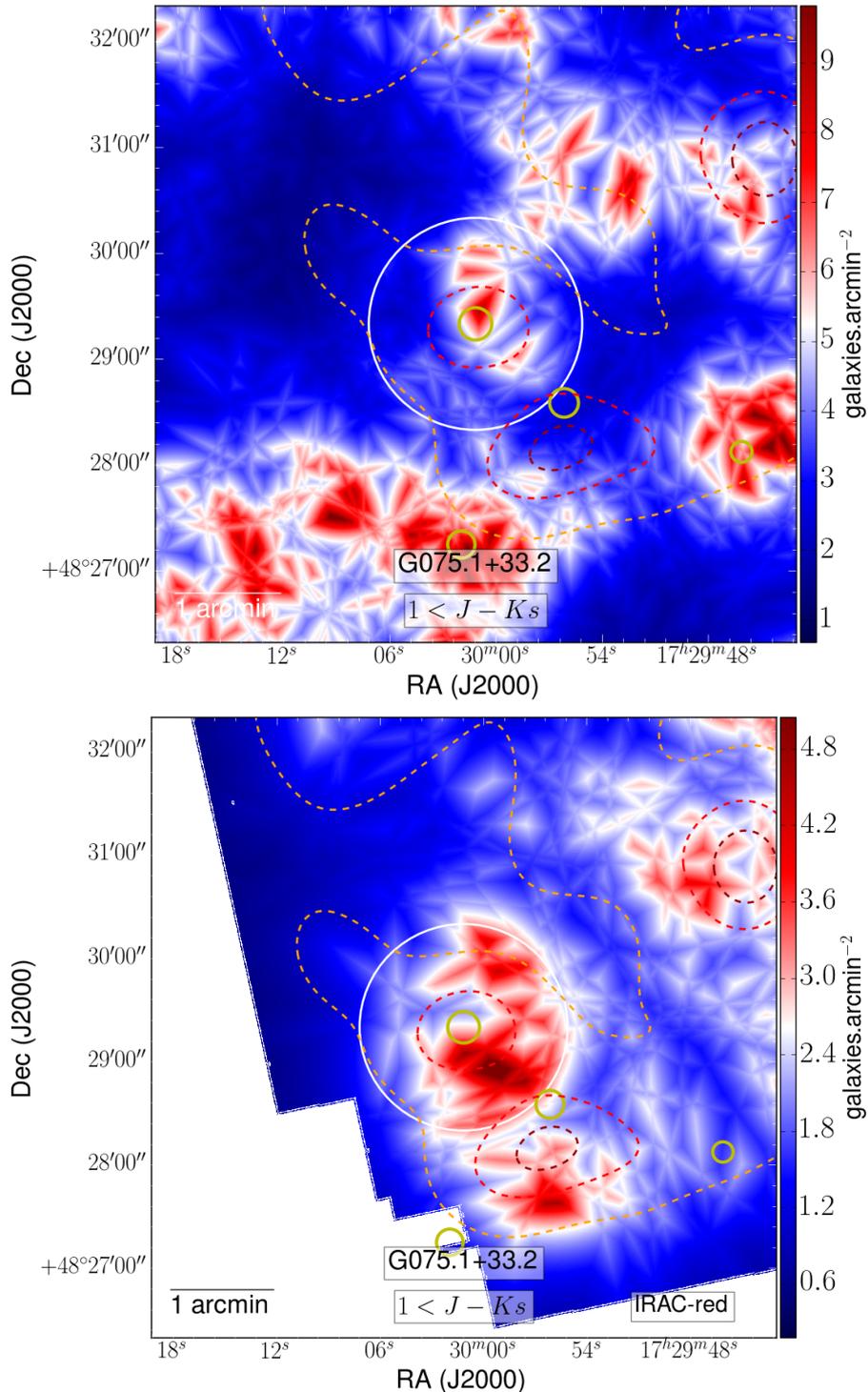


4.2.6 G075

G075 a une légère surdensité $\delta = 0.18 \pm 0.03$. Il est surdense en rouge ($\delta = 0.48 \pm 0.08$) mais pas en orange. Le candidat est dans une surdensité IRAC-rouge à $\sim 80\%$ de son maximum, et comme attendu cette surdensité reste présente après sélection IRAC.

On note que le pic de densité IRAC-rouge (au nord-ouest) est dans une zone sans surdensité rao. Ce fait interroge. Ce sont peut-être des avant-plans à $z \approx 0.3$, les contaminants principaux après avoir appliqué le critère de [PAPOVICH \[2008\]](#). La carte de densité CFH-bleue ($J - K_s < 0.4$, qui implique $z < 0.8$) a bien une surdensité dans cette zone. Une autre possibilité est que les flux IRAC aient été mal mesurés, le candidat étant au bord de son champ de vue.

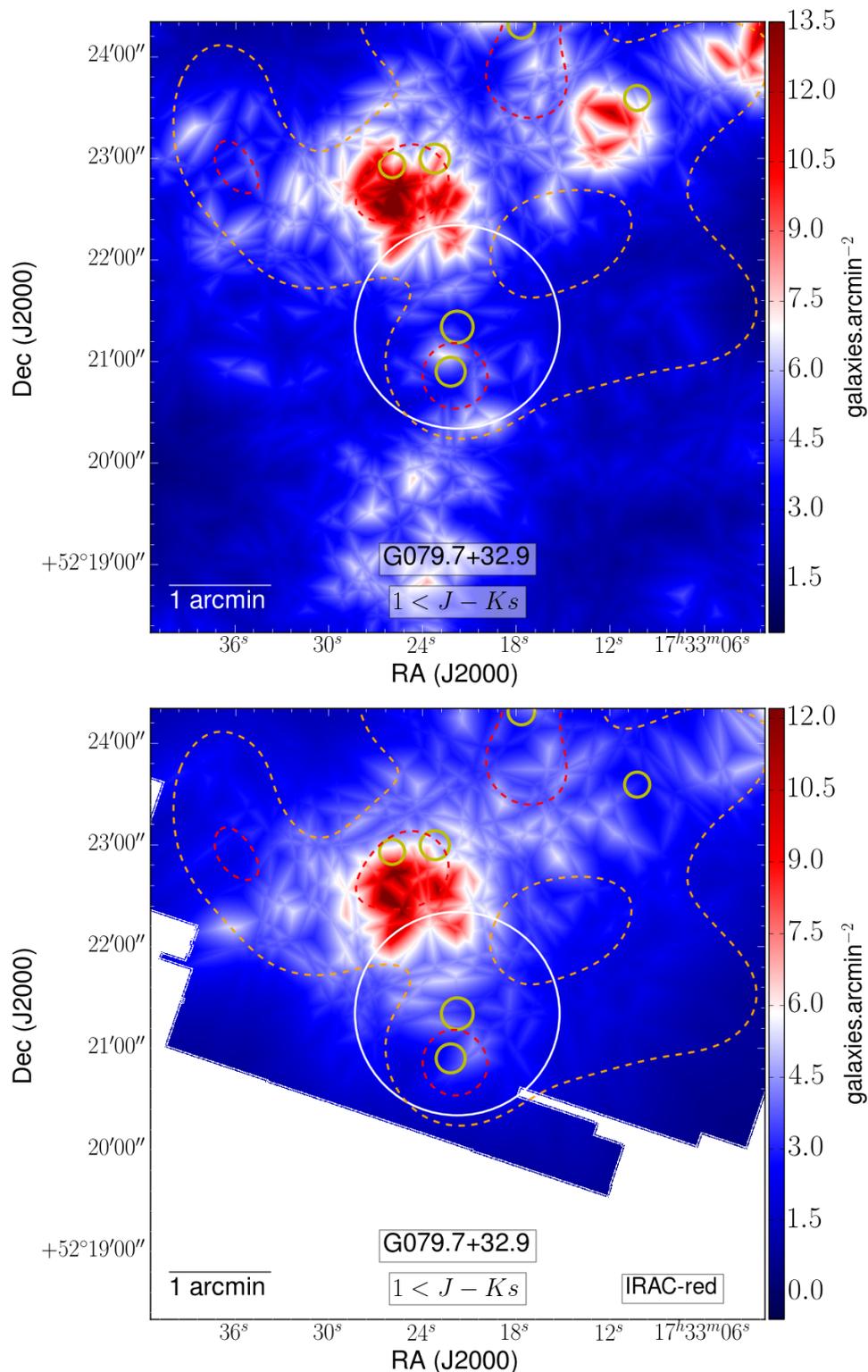
FIGURE 4.9 – Carte de densité de G075, même légende que figure 4.4



4.2.7 G079

G079 a une surdensité rao $\delta = 1.05 \pm 0.20$, pour moitié due à sa surdensité rouge. Mais cette surdensité est sans aucun doute due aux galaxies voisines à $1.5'$ au nord, qui sont dans une forte surdensité rao *et* IRAC-rouge *et* associée à deux sources SPIRE-rouges, qui s'étendent jusque dans notre candidat.

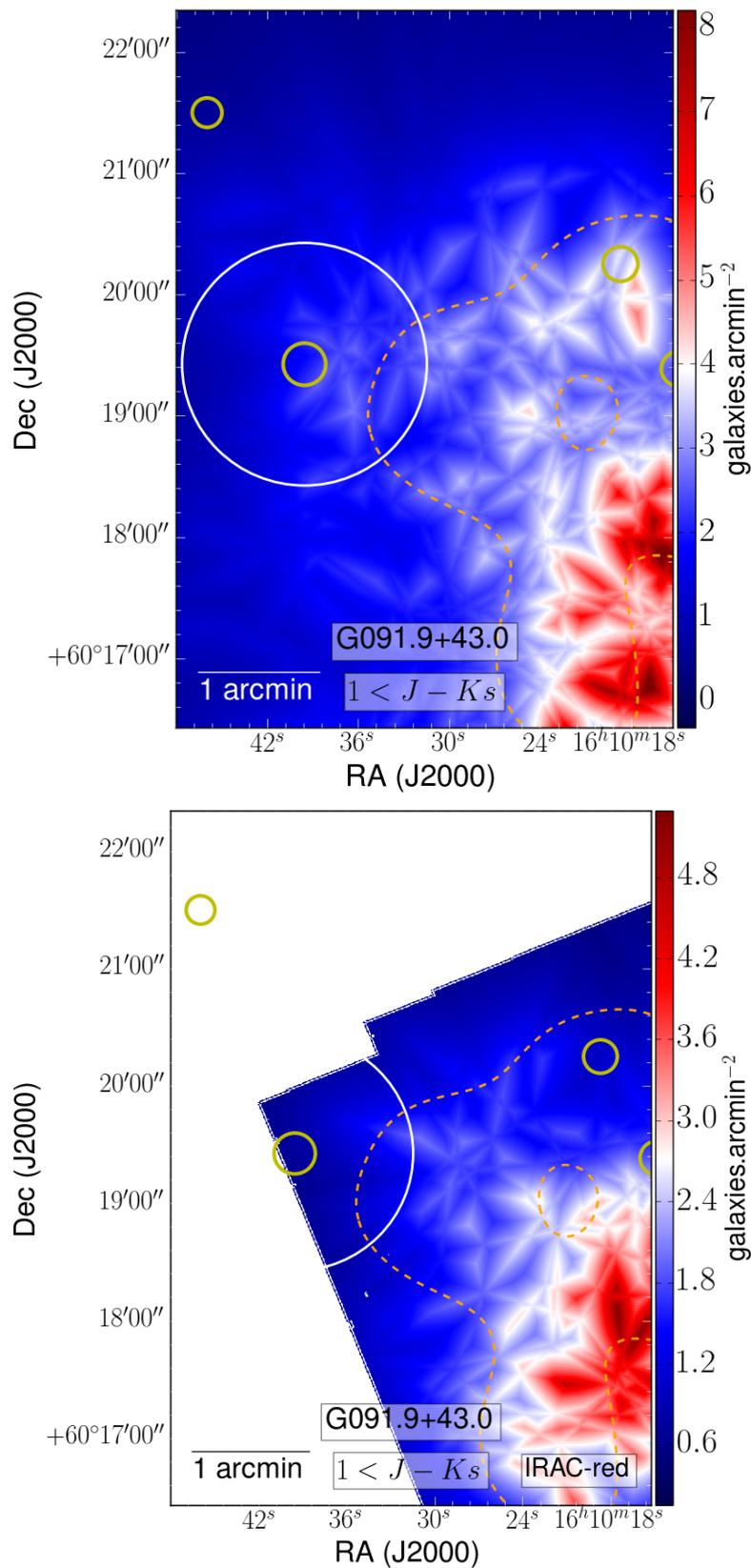
FIGURE 4.10 – Carte de densité de G079, même légende que figure 4.4



4.2.8 G091

G091 n'est surdense ni en orange ni en rao, mais l'est légèrement en rouge ($\delta = 0.26 \pm 0.04$). Les deux tiers du candidat sont hors du champ de vue IRAC, l'analyse n'est pas possible.

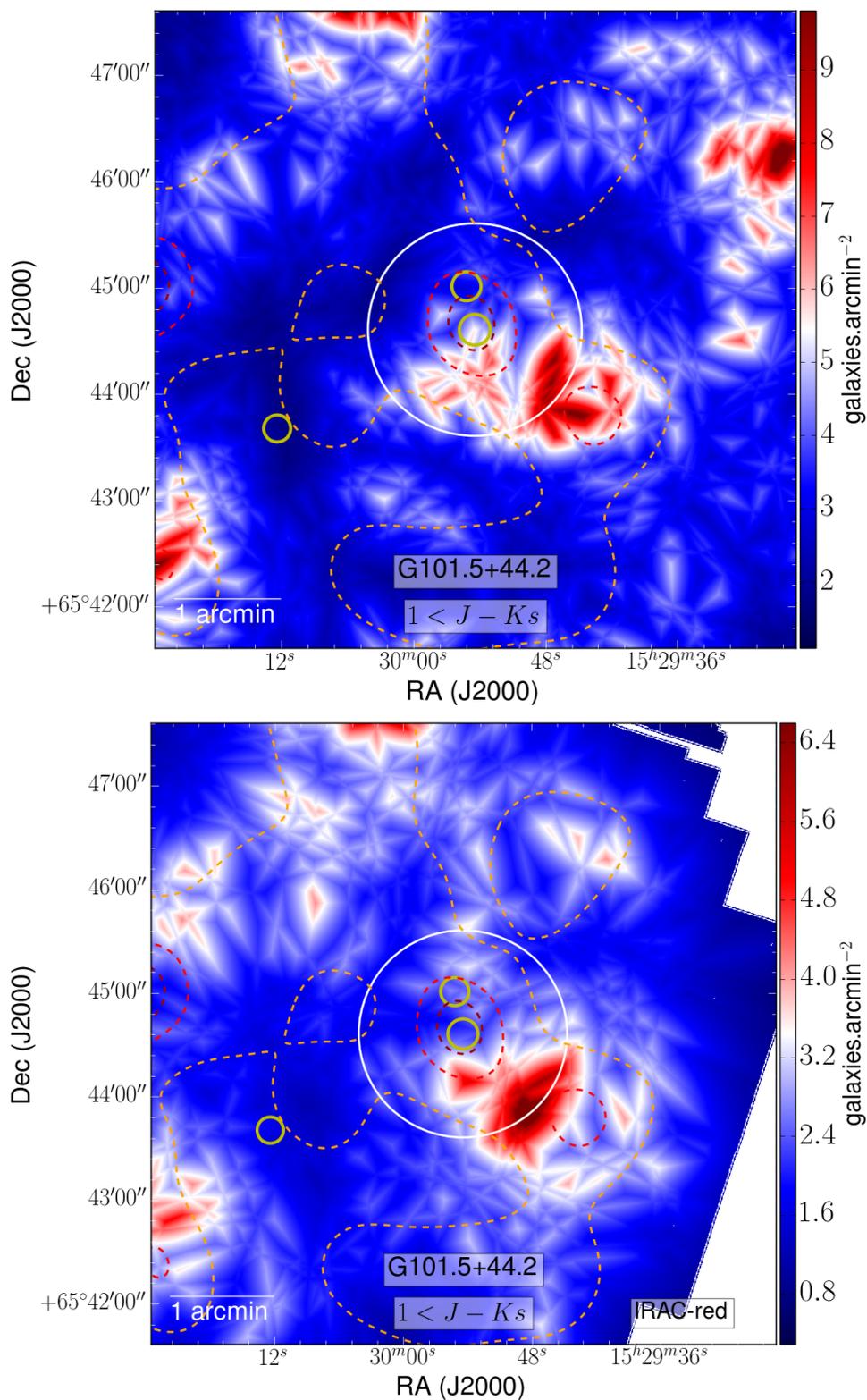
FIGURE 4.11 – Carte de densité de G091, même légende que figure 4.4



4.2.9 G101

G101 a une surdensité rao $\delta = 0.56 \pm 0.08$, pour 2/3 due à sa surdensité rouge. Il est situé dans un pic de surdensité IRAC-rouge qui coïncide avec 2 sources SPIRE-rouges. La surdensité rao s'étend au-delà de l'arcminute, aussi la surdensité calculée de façon systématique est ici sous-estimée. La surdensité après sélection IRAC est bien présente.

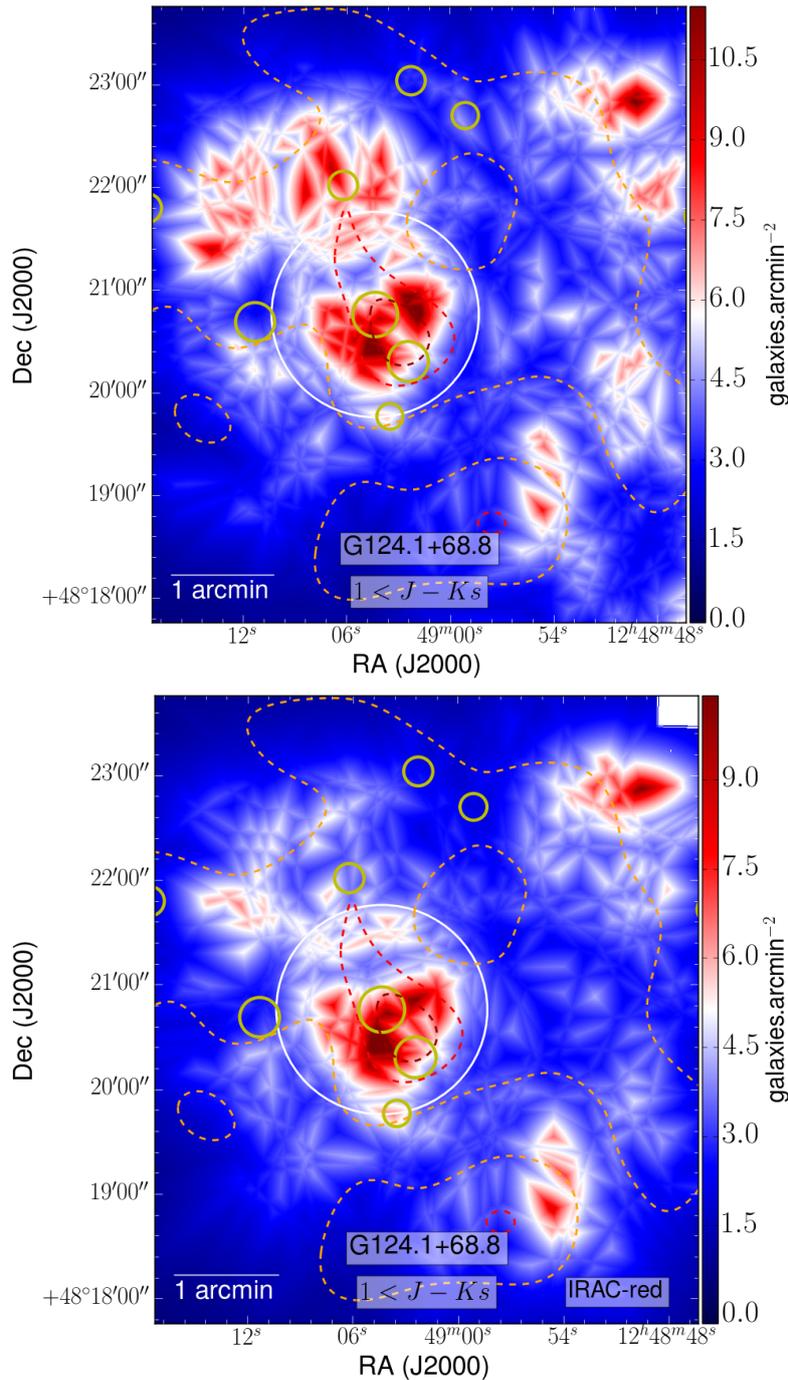
FIGURE 4.12 – Carte de densité de G101, même légende que figure 4.4



4.2.10 G124

G124 a une surdensité $\delta = 1.68 \pm 0.24$, pour 1/3 due à sa surdensité rouge (ou pas, voir la suite). Comme G101, il est associé à un pic de surdensité IRAC-rouge et à 2 sources SPIRE-rouges. On sait que ces deux sources SPIRE sont à $z = 2.16$ (voir chapitre 6). Les modèles de Berta et al. prédisent une couleur orange pour de tels objets, et c'est précisément ce qu'on observe. Alors pourquoi a-t-on un tiers de la surdensité due à des sources CFH-rouges? On note la présence au nord-est d'une autre source SPIRE-rouge associée à une surdensité CFH-rouge, et il n'y a pas de surdensité orange. Cette source s'étendant là encore dans notre candidat principal, et notre candidat n'ayant en fait *pas* de surdensité rouge dans un rayon plus petit qu' $1'$, on peut supposer que le tiers indiqué plus haut est en fait entièrement dû à cette source voisine, et que les galaxies de notre candidat sont toutes orange.

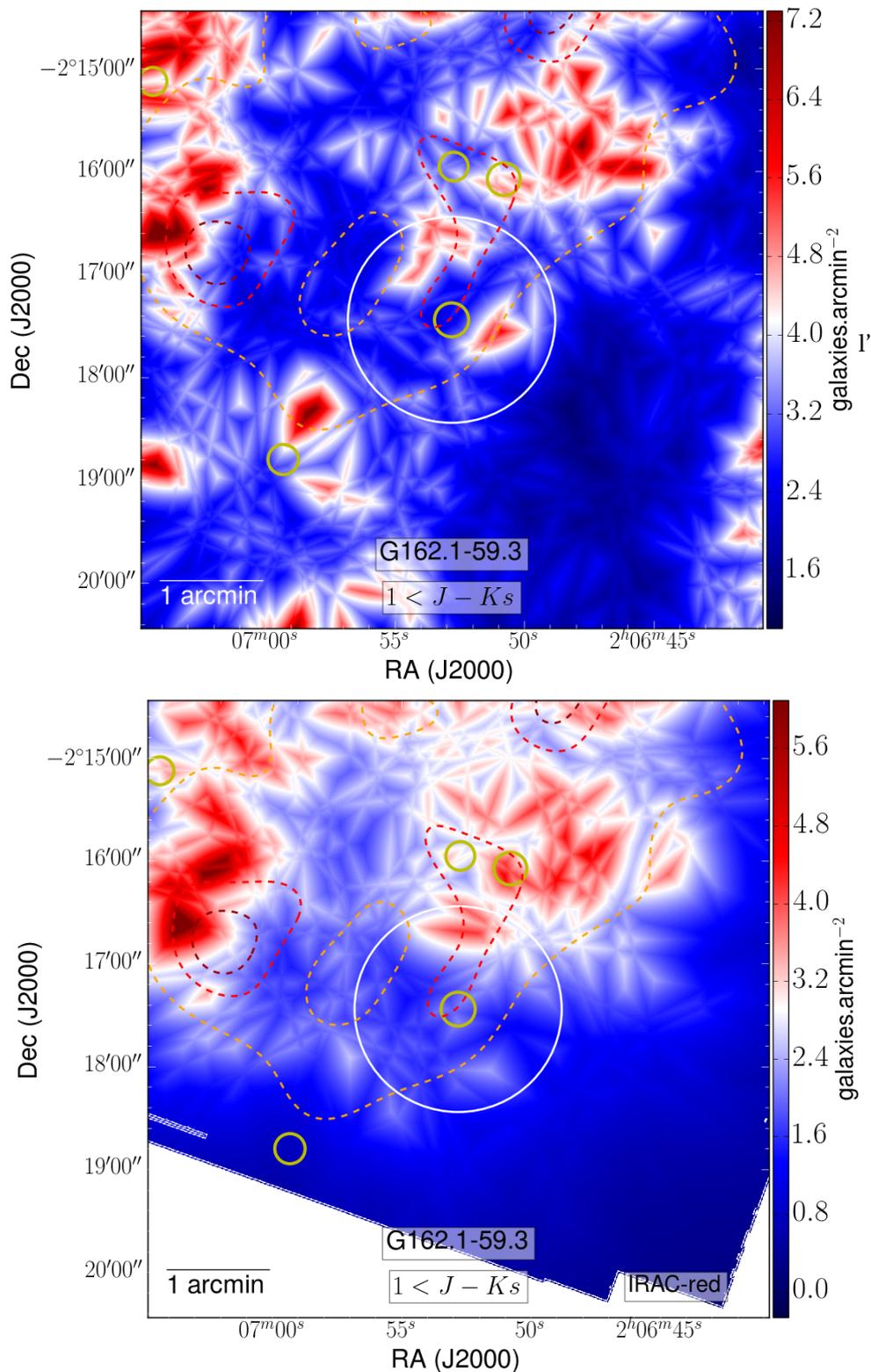
FIGURE 4.13 – Carte de densité de G124, même légende que figure 4.4



4.2.11 G162

G162 a une surdensité $\delta = 0.35 \pm 0.05$, et n'est pas surdense en rouge (ou marginalement). Il coïncide avec une surdensité IRAC-rouge à $\sim 70\%$ de son maximum. La région est visiblement morcelée, la surdensité JKs ne vient pas d'une structure d'un seul tenant et est légèrement excentrée, d'où la faible valeur (moyennée) de δ .

FIGURE 4.14 – Carte de densité de G162, même légende que figure 4.4



4.2.12 G180

G180 a une surdensité rao $\delta = 0.81 \pm 0.11$, pour moitié due à sa surdensité rouge, mais n'étudier que ce candidat n'est pas suffisant. En effet, il est au cœur d'une structure elle très intéressante d'environ $8'$ de diamètre (voir figure 4.15) : les sources rao et IRAC-rouges occupent une région centrale et s'"enroulent" autour d'elle sur environ un tiers de cercle. La région d'enroulement n'apparaît pas nettement sans sélection IRAC, et on peut la découper en deux zones : celle des sources CFH-orange qui occupe un quart de la couronne, et celle des sources CFH-rouges qui occupent la région centrale et une portion continue de la couronne (voir figure 4.16).

FIGURE 4.15 – Carte de densité de G180 pour les sources rao avec sélection IRAC. Même légende que figure 4.4. On constate l'existence d'une structure à grande échelle d'environ $8'$ (~ 4 Mpc) de diamètre. Cette structure n'apparaît pas clairement sans sélection IRAC, et peut être découpée en deux zones (voir figure 4.16).

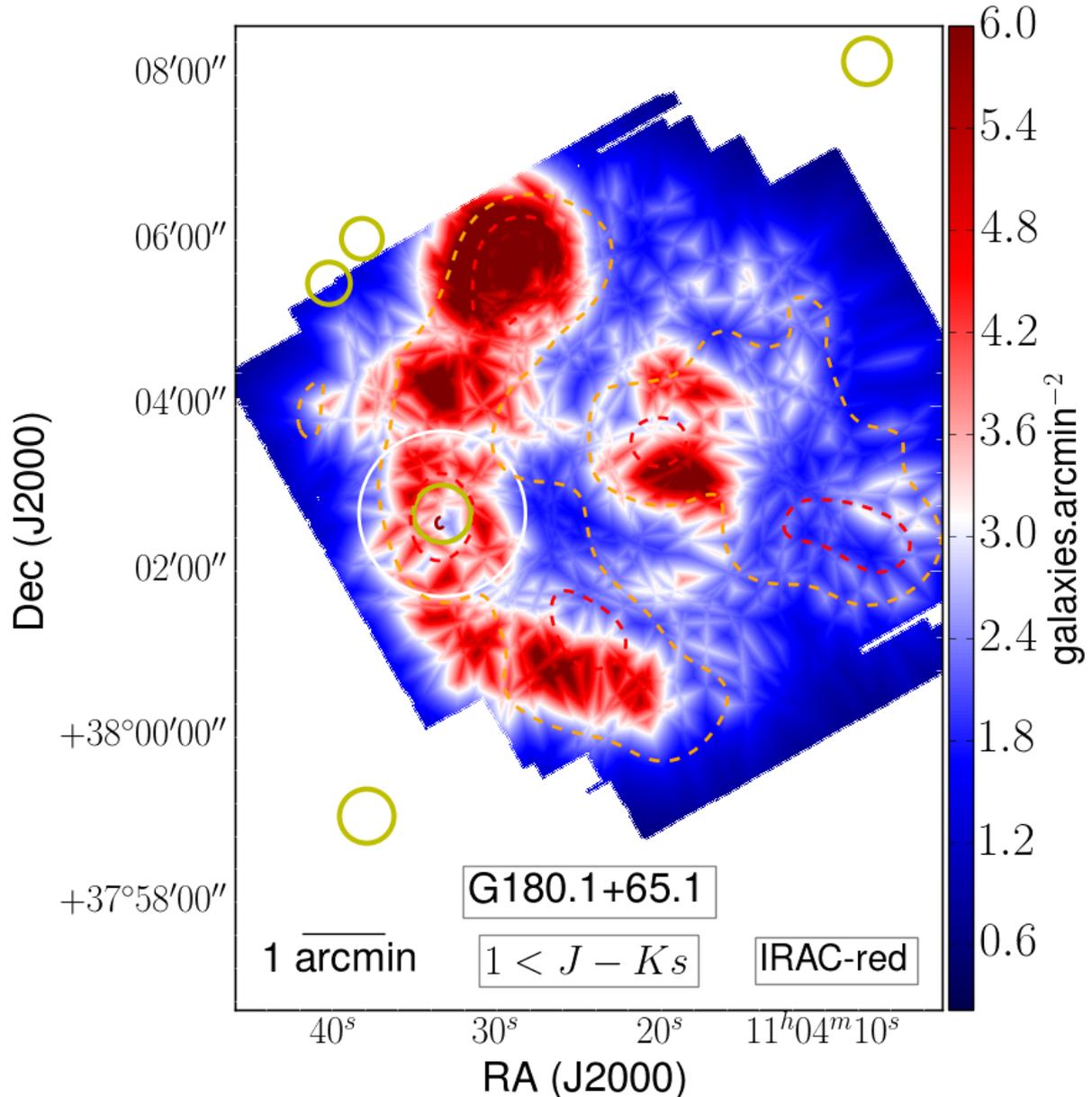
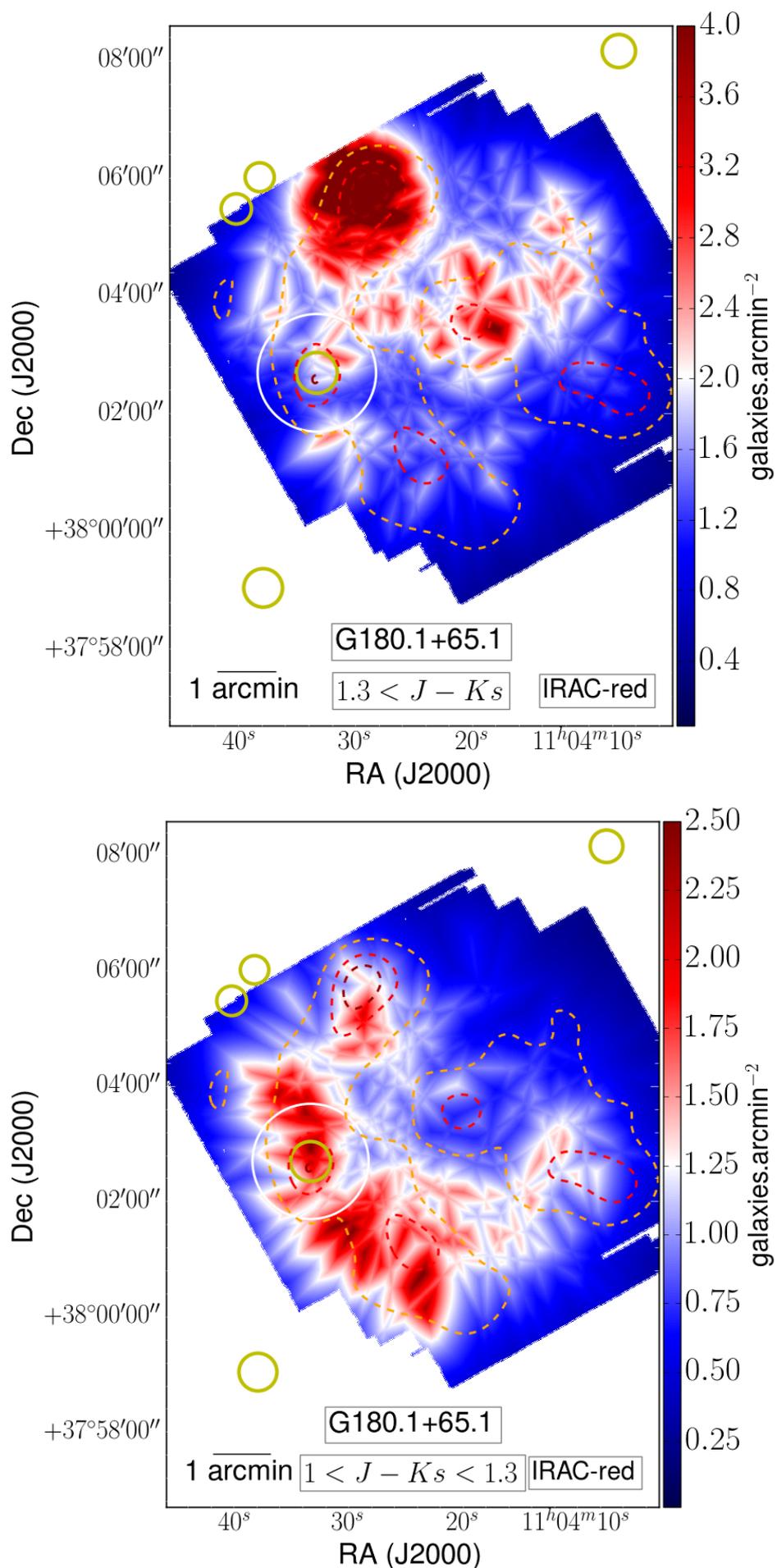


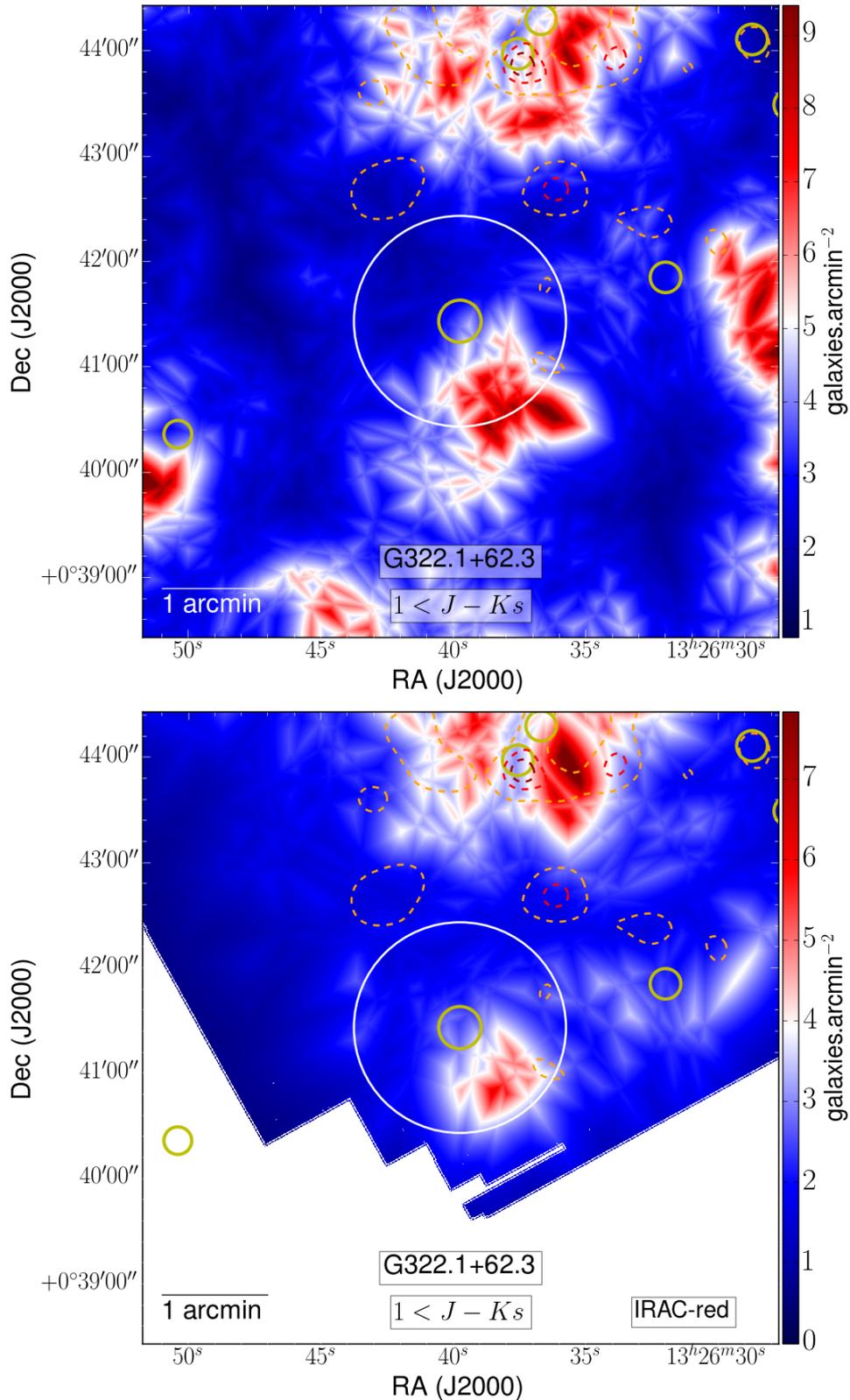
FIGURE 4.16 – Carte de densité de G180 pour les sources rouges (haut) et orange (bas) avec sélection IRAC. Même légende que figure 4.15. On voit clairement la séparation des zones de sources orange et rouges qui donnent naissance à la structure.



4.2.13 G322

G322 a une surdensité $\delta = 0.32 \pm 0.04$, et n'est pas surdense en rouge (ou marginalement). La surdensité JKs est légèrement excentrée donc le "vrai" δ est un peu plus grand. Il n'y a pas de grande surdensité IRAC-rouge, même si après sélection IRAC celle-ci ne disparaît pas complètement. Ce champ est globalement très morcelé, aussi bien dans les cartes de densité CFHT que dans celles de *Spitzer*.

FIGURE 4.17 – Carte de densité de G322, même légende que figure 4.4



4.2.14 Aspect statistique

Après ces observations individuelles, voyons l'aspect statistique. Les sources SPIRE principales coïncident-elles angulairement avec des pics de surdensité JKs? Ces pics JKs correspondent-ils à une couleur compatible avec $z \gtrsim 1.5$? Quelles sont les conséquences si on impose préalablement un prior IRAC-rouge? Le tableau 4.1 donne la fraction de sources SPIRE associées à une surdensité JKs en fonction de cette couleur, avec et sans sélection IRAC. On ne prend pas en compte les sources CFH-bleues (des avant-plans probables), on considère uniquement les surdensités rog ($0.4 < J - Ks$), rao ($1 < J - Ks$) et rouges ($1.3 < J - Ks$). On considère qu'une coïncidence est présente si tout ou partie d'une surdensité JKs est présente à moins d' $1'$ du centre du candidat.

TABLEAU 4.1 – Existence ou non d'une surdensité JKs autour du pic de flux SPIRE, en couleurs rog ($0.4 < J - Ks$), rao ($1 < J - Ks$) et rouge ($1.3 < J - Ks$). ? indique soit une valeur élevée de la densité imputable au bruit, soit qu'une surdensité est en partie dans le candidat mais peut être due à une source de l'un des autres candidats du champ, proche du candidat principal (voir chapitre 5).

champ prior IRAC?	rog ($0.4 < J - Ks$)		rao ($1 < J - Ks$)		rouge ($1.3 < J - Ks$)	
	non	oui	non	oui	non	oui
G006	✓	✓	✓	✓	?	?
G056a	✓	N/A	×	×	×	×
G056b	✓	✓	✓	✓	?	?
G063	✓	✓	✓	✓	✓	✓
G073	✓	✓	✓	✓	✓	✓
G075	✓	✓	✓	✓	✓	✓
G079	✓	✓	×	×	×	×
G091	✓	N/A	×	×	×	×
G101	✓	✓	✓	✓	✓	✓
G124	✓	✓	✓	✓	×	×
G162	✓	✓	?	?	×	×
G180	✓	✓	✓	✓	×	×
G322	✓	✓	✓	✓	?	?
fraction	100%	100%	69-77%	69-77%	31-54%	31-54%

Plusieurs remarques concernant le tableau 4.1 :

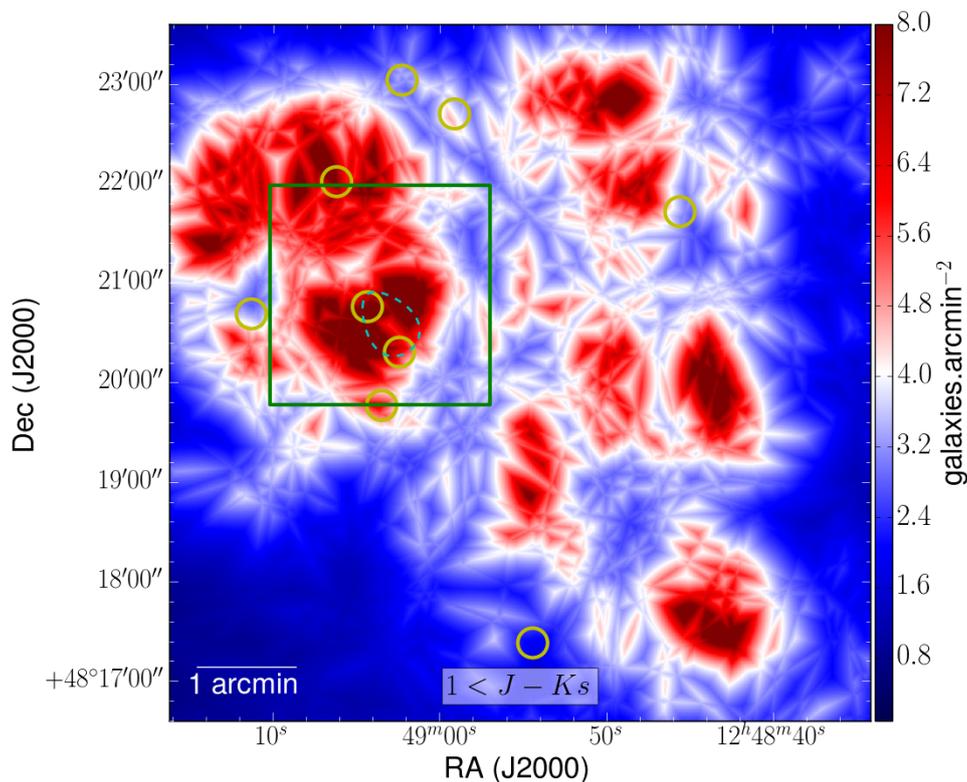
- Les sources SPIRE-rouges correspondent systématiquement à des surdensités de galaxies compatibles avec $z > 0.3$ (colonne rog), et ces surdensités sont compatibles avec $z \gtrsim 1.5$ dans $\sim 75\%$ des cas (colonne rao), et avec $z > 2$ dans $\sim 40\%$ des cas (colonne rouge).
- Lorsqu'une surdensité JKs est associée à une source SPIRE-rouge (✓), la sélection IRAC ne la supprime jamais.
- Lorsqu'une surdensité JKs est possiblement associée à une source SPIRE-rouge (?), la sélection IRAC ne permet pas de dissiper le doute.

4.2.15 G124 avec JWST

J'ai collaboré à une demande de temps sur le [James Webb space telescope \(JWST\)](#) pour le programme GO1² (PI : Brenda Frye) en produisant une carte de densité autour de G124, qu'on voudrait observer avec le [near infrared imager and slitless spectrograph \(NIRISS\)](#) (voir figure 4.18). Le champ de vue de NIRISS fait $2.2' \times 2.2'$, obtenir les spectres des objets dans une région aussi grande autour du cœur de G124 serait probablement décisif pour en déterminer la nature.

2. general observers, cycle 1

FIGURE 4.18 – Carte de densité rao autour de G124 ($7' \times 7'$). Les cercles jaunes sont les sources SPIRE-rouges, le contour cyan est le contour à 90% du pic de densité de sources IRAC-rouges, le carré vert est le champ de vue de JWST/NIRISS (4.8 arcmin^2).



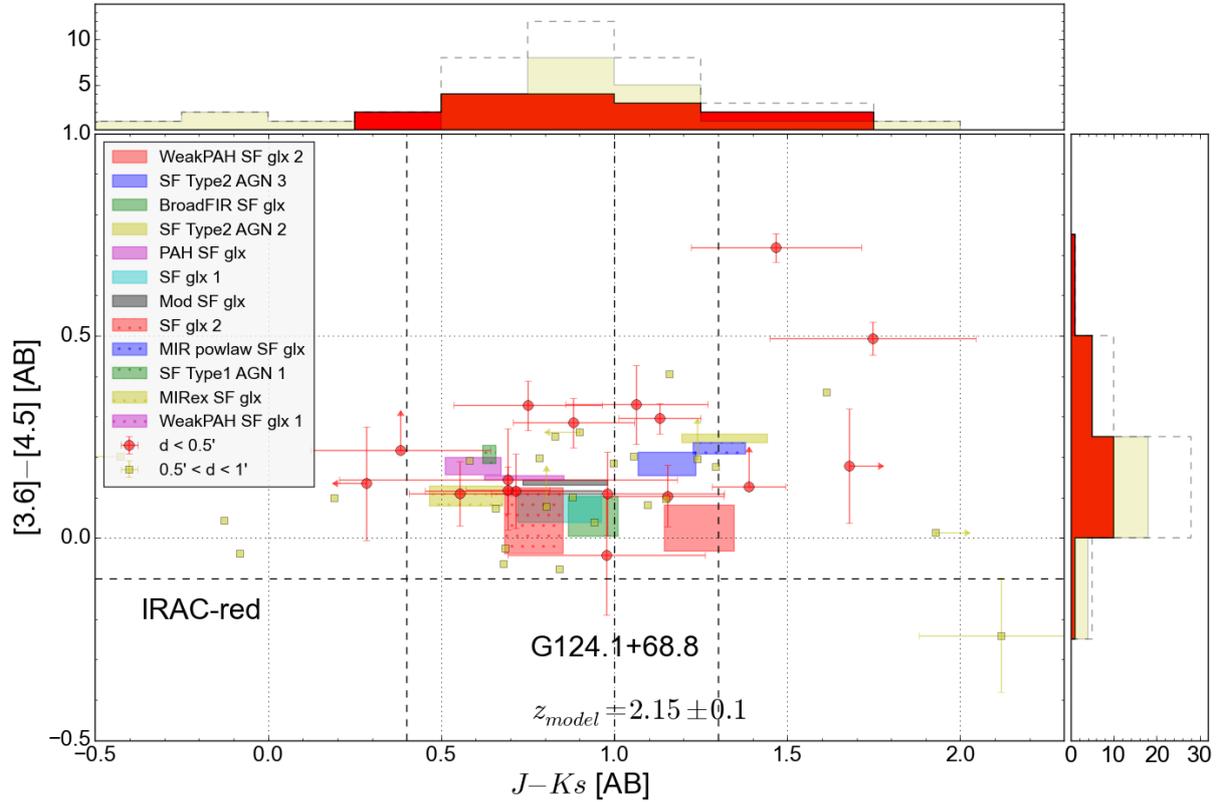
4.3 Diagrammes couleur – couleur

À l'instar des CMD (voir section 3.2), on peut définir des diagrammes couleur – couleur (*color – color diagrams* (CCD)). Ils permettent notamment de repérer les sources qui sont simultanément IRAC-rouges et CFH-rouges, donc des candidats encore plus robustes. Sur la figure 4.19 je montre le CCD $([3.6] - [4.5])$ vs $(J - K_s)$ pour G124 ainsi que les prédictions des modèles de Berta et al. à $z = 2.15$. L'ensemble des CCD est en annexe A.3. On ne considère que les sources IRAC-rouges $([3.6] - [4.5]) > -0.1$, PAPOVICH [2008]). Une animation montrant l'évolution des modèles avec le redshift est disponible à l'adresse suivante : https://www.ias.u-psud.fr/pperso/bclarenc/gif_berta.html.

Mettons d'ores et déjà à part les candidats G056a et G091, qui sont en partie hors du champ de vue IRAC : les diagrammes couleur – couleur sont amputés d'une partie des sources potentielles. De plus, la section précédente nous a convaincus que ce ne sont pas des surdensités rao, il y a donc peu à explorer. Sur les CCD des 11 champs restants, on constate que les modèles principaux de BERTA et al. [2013] à $z = 2$ (2.15 pour G124) sont globalement compatibles avec nos données. Les points qui s'en éloignent significativement sont souvent entachés d'incertitudes importantes. De plus, je n'ai représenté que les 12 modèles les plus peuplés de l'échantillon de Berta et al. (sur 32), il n'est pas exclu que certaines galaxies soient atypiques et représentées par un modèle plus rare de la librairie. En effet, à $z = 2$, les autres modèles "gravitent" autour de la zone des 12 modèles principaux, donc certains sont compatibles avec les sources qui paraissent atypiques ici.

Comptons combien les candidats ont de sources rouges et/ou orange. Étant donné que les surdensités JKs ne sont pas toujours exactement centrées en la source SPIRE, on ne tiendra pas compte de leur distance à celle-ci ($d < 30''$ ou $30'' < d < 1'$). La figure 4.20 donne le nombre de sources rouges et orange et leur somme (rao) à moins d' $1'$ de la source SPIRE, pour chaque candidat. Après avoir exclu G056a, G079 et G091, qui ne sont pas des surdensités, il reste 10 champs dont le nombre typique de sources rao / rouges / orange est 10.3 / 4.6 / 5.7 dans un disque de rayon $1'$ (voir tableau 4.2). Pour les sources n'ayant pour couleur $J - K_s$ qu'une limite basse, j'ai considéré celle-ci dans le comptage.

FIGURE 4.19 – Diagramme couleur – couleur de G124. Les points rouges et jaunes représentent les galaxies IRAC-rouges situées respectivement à moins de $30''$ et à une distance comprise entre $30''$ et $1'$ du centre de l'amas (défini table 2.1). Pour les points jaunes, les barres d'erreur médianes sont indiquées en bas à droite. Les pointillés indiquent les frontières entre les différentes couleurs. Les rectangles colorés sont les prédictions des modèles principaux de BERTA et al. [2013] (voir section 3.1) à $z = 2.15$. Les distributions en couleur sont montrées en haut et à droite, celle en pointillés est la somme des deux autres. L'ensemble des diagrammes couleur – couleur est en annexe A.3.



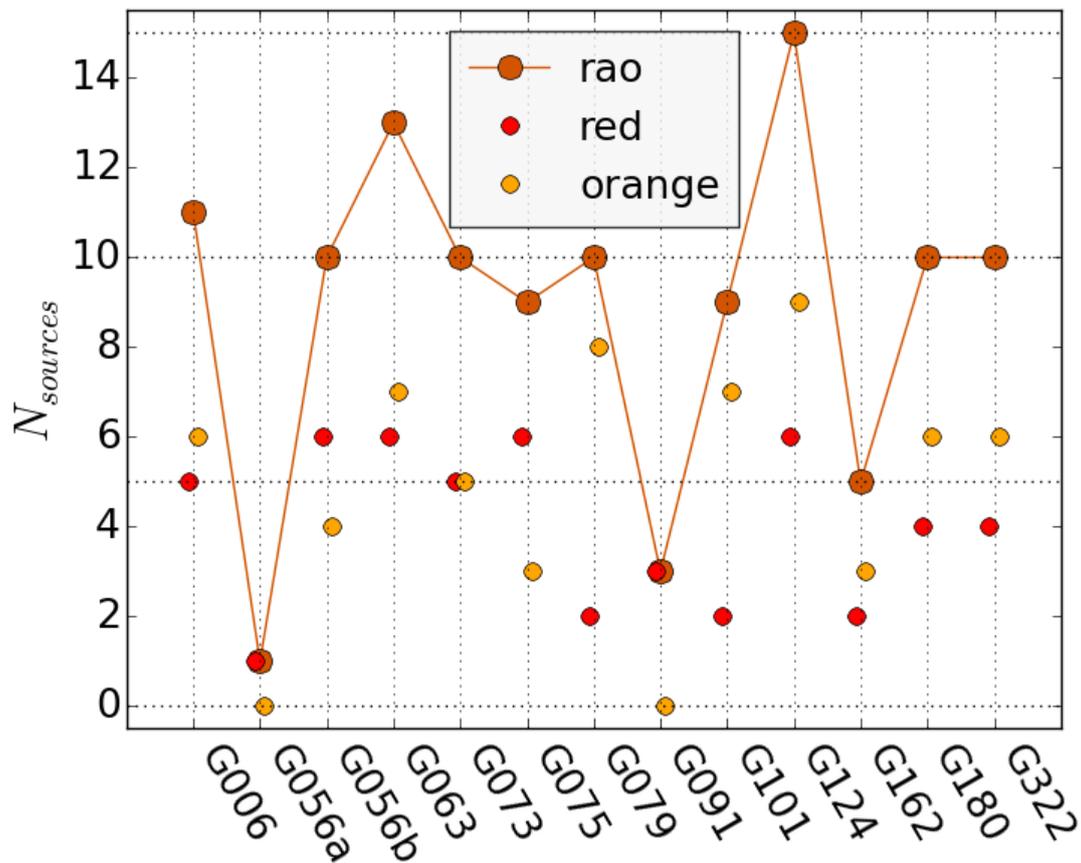
Les nombres de sources rouges et rao sont donc des limites inférieures, car une source comptée parmi les orange est peut-être rouge, et une source dans la zone jaune est peut-être orange. Mais comme le nombre de ces sources à limite basse est faible, le comptage donne le bon ordre de grandeur.

TABLEAU 4.2 – Nombre typique de sources rao, rouges et orange dans les 10 champs surdenses en rao, après sélection IRAC

	couleur	N_{sources}
rao	$(1 < J - K_s)$	10.3 ± 2.5
rouge	$(1.3 < J - K_s)$	4.6 ± 1.5
orange	$(1 < J - K_s < 1.3)$	5.7 ± 1.9

La figure 4.20 donne des résultats attendus : G056a et G091 n'ont quasiment aucune source rao, et G124 en a de nombreuses. G073 et G180, les deux autres candidats très intéressants, font partie de structures à plus grande échelle, ce qui ne transparait pas forcément sur la figure. G079 semble être une surdensité, mais comme vu précédemment c'est une autre source SPIRE qui le contamine.

FIGURE 4.20 – Nombre de sources rao, rouges et orange dans les 13 candidats, après sélection IRAC



4.4 Conclusion

Cette analyse systématique illustre la pertinence des données J et Ks. En premier lieu, on corrobore les prédictions faites avec SPIRE et IRAC quant à l'existence de surdensités de sources à grand redshift potentiel. C'est particulièrement vrai pour G073 et G124 : [KNEISSL et al. \[2018\]](#) estime que G073 est constitué en partie d'une structure à $z \sim 1$ et d'une autre à $z \sim 1.5$, et la carte de densité jaune conforte cette hypothèse. Concernant G124, son redshift spectroscopique $z_{\text{spec}} = 2.16$ doit donner une surdensité orange (si l'on en croit les modèles de Berta et al.), et c'est précisément ce que l'on observe.

Dans un second temps, les cartes de densité orange et rouge ont révélé que G180 se trouve au cœur d'une grande structure particulièrement intrigante, ce que n'indique pas Herschel³. J et Ks permettent donc, entre autres, de rendre plus robustes les estimations de redshift avec *Herschel* et *Spitzer* et de découvrir incidemment des objets très intéressants.

3. mais qu'on peut voir sur les cartes de densité IRAC-rouge une fois qu'on sait quoi chercher

Chapitre 5

Les autres candidats

« Les sentiers battus n'offrent guère de richesse, les autres en sont pleins. »

Jean Giono

Sommaire

5.1 Sélection	112
5.2 Diagnostics	112
5.2.1 Surdensités et significances	112
5.2.2 Diagrammes couleur – magnitude et couleur – couleur	113
5.3 Perspectives	118

Les candidats principaux sont les sources SPIRE-rouges de plus grand flux SPIRE à 350 μm (voir chapitre 1). Les autres sources SPIRE-rouges intenses n'ont pas été considérées jusqu'à présent. Pourtant, en regardant une carte de densité large, on voit manifestement d'autres sources intéressantes, où une surdensité JKs coïncide angulairement avec une autre source SPIRE-rouge et/ou une surdensité IRAC-rouge. Ce chapitre traite de 2 de ces candidats dits secondaires.

5.1 Sélection

On appelle candidat secondaire une région d' $1'$ de rayon autour d'une surdensité rao ($1 < J - Ks$) en coïncidence angulaire soit avec une source SPIRE-rouge, soit avec une surdensité IRAC-rouge, soit avec les deux. Le tableau 5.1 donne le nombre estimé de tels candidats après inspection visuelle des cartes de densité rao. 78 candidats secondaires sont à première vue identifiés dont 21 sont simultanément près d'une source SPIRE-rouge et dans une surdensité IRAC-rouge. Les 13 champs sont assez homogènes de ce point de vue, avec un nombre typique de candidats secondaires $N_{\text{sec}} = 6.0 \pm 1.8$.

TABLEAU 5.1 – Nombre de candidats secondaires par champ en fonction de leur type : S s'ils sont proches d'une source SPIRE-rouge, I s'ils présentent une surdensité IRAC-rouge, SI si les deux

champ	N_S	N_I	N_{SI}	total
G006	2	0	0	2
G056a	2	1	2	5
G056b	4	0	2	6
G063	3	2	1	6
G073	1	3	2	6
G075	4	1	0	5
G079	4	3	2	9
G091	2	0	4	6
G101	2	3	1	6
G124	3	1	1	5
G162	2	1	2	5
G180	3	4	1	8
G322	4	2	3	9
total	36	21	21	78

Je présente ici 2 de ces candidats, G063_s1 et G091_s1. Ils appartiennent aux champs G063 et G091 (voir tableau 5.2), s signifie source, les s0 sont les candidats principaux.

TABLEAU 5.2 – Coordonnées des centres des candidats secondaires (J2000), couleur de la surdensité et présence ou non d'une source SPIRE-rouge et d'une surdensité IRAC-rouge

candidat	RA hh:mm:ss	DEC dd:mm:ss	couleur	SPIRE-rouge?	IRAC-rouge?
G063_s1	16:07:39	+40:00:59	rouge	✓	×
G091_s1	16:09:41	+60:16:13	orange	✓	✓

5.2 Diagnostics

5.2.1 Surdensités et significances

Les cartes de densité avec et sans prior IRAC-rouge pour les deux candidats sont présentées figures 5.1 et 5.2.

G063_s1 a une densité rouge $\Sigma_{\text{red}} = 6.01 \pm 0.60 \text{ arcmin}^{-2}$, soit une surdensité $\delta_{\text{red}} = 2.18 \pm 0.39$, ce qui en fait la plus grande (sur)densité rouge, au-delà de tous les candidats principaux. C'est même la troisième plus grande surdensité toutes couleurs confondues, derrière G073_s0 orange et rao. D'après les modèles de Berta et al., une surdensité rouge garantit un excès de sources à $z \gtrsim 2$, pourtant on n'observe pas de surdensité IRAC-rouge, qui elle indique des sources à $z > 1.3$. En effet, le candidat réside dans une zone dont la densité de sources IRAC-rouges est autour de 40% de son maximum et n'a pas de maximum local prononcé, on ne peut pas parler de surdensité. Cependant, G063_s1 est au bord des mosaïques *Spitzer* (son centre est à $\sim 1'$ du bord), où le signal est dégradé. Peut-être cela implique-t-il moins de sources détectées et par suite une plus faible densité de sources IRAC-rouges par rapport au reste de l'image ?

G091_s1 a une densité orange $\Sigma_{\text{org}} = 2.83 \pm 0.29 \text{ arcmin}^{-2}$, soit une surdensité $\delta_{\text{org}} = 1.69 \pm 0.27$, ce qui en fait la seconde plus grande (sur)densité orange, derrière G124_s0. Toutes couleurs confondues, c'est la 5^e plus grande surdensité, derrière les 4 candidats précédemment mentionnés. Sa surdensité rouge $\delta_{\text{red}} = 1.06 \pm 0.17$ la rend deux fois plus dense que le champ dans cette couleur et nous conforte dans l'idée que ses sources orange sont à grand redshift ($z \gtrsim 1.5$) et non à redshift intermédiaire ($z < 1.5$). On note la présence d'une surdensité IRAC-rouge qui pique à 75% de son maximum sur ce candidat secondaire.

Le tableau 5.3 donne la valeur des significances pour ces deux candidats secondaires, et leur candidat principal respectif pour comparaison.

TABLEAU 5.3 – Valeurs des significances en σ dans chaque tranche en couleur pour G063_s1 et G091_s1, et G063_s0 et G091_s0 pour comparaison. Pour chaque couleur, la première colonne contient les valeurs calculées par notre méthode et la seconde celles calculées par la méthode de Strazzullo et al. Les valeurs supérieures à 3σ avec cette méthode sont indiquées en gras (pour les couleurs rouge, orange, rao et rog uniquement). Les valeurs colorées rappellent le critère qui m'a fait choisir d'analyser ces sources.

champ $\mathcal{C} := J - K_s$	all	rouge $1.3 < \mathcal{C}$		orange $1 < \mathcal{C} < 1.3$		rao $1 < \mathcal{C}$		jaune $0.4 < \mathcal{C} < 1$		vert $0.4 < \mathcal{C} < 1.3$		rog $0.4 < \mathcal{C}$		bleu $\mathcal{C} < 0.4$		
G063_s0	16.81	3.29	18.85	2.51	7.59	2.15	20.97	2.25	9.48	4.47	12.23	3.91	18.32	3.17	4.17	2.43
G063_s1	15.39	3.40	27.49	3.67	5.26	2.31	24.66	3.84	6.64	3.12	9.97	3.52	18.31	2.89	-0.11	1.73
G091_s0	16.95	3.28	4.66	1.59	-7.38	0.42	-2.50	0.88	16.61	3.54	12.78	3.11	18.06	4.27	1.67	1.82
G091_s1	46.53	4.12	19.37	2.90	29.61	3.71	39.72	3.49	42.32	3.81	54.58	3.96	59.61	3.73	3.94	3.03

5.2.2 Diagrammes couleur – magnitude et couleur – couleur

Les figures 5.3 et 5.4 donnent les diagrammes $(J - K_s)$ vs K_s et $([3.6] - [4.5])$ vs $(J - K_s)$ pour nos deux candidats secondaires. Comme pour les candidats principaux, on cherche s'il peut exister une séquence rouge. Concernant G063_s1, on note une dispersion assez homogène des points dans le CMD, ce qui laisse penser qu'une séquence rouge n'est pas encore établie, alors que pour G091_s1 une semble se dessiner vers $z = 1.9$. Le tableau 5.4 résume ces résultats. Les CCD nous indiquent que pour les deux candidats les couleurs sont compatibles avec les prévisions de Berta et al. à $z = 2$.

TABLEAU 5.4 – Estimation de l'existence ou non d'une séquence rouge, et son redshift approximatif le cas échéant

candidat	présence d'une séquence rouge ?	
	possiblement	@ $z =$ apparemment pas
G063_s1		×
G091_s1	✓	1.9

G091_s0 et G091_s1 ont des redshifts compatibles ($z \sim 1.8$ et 1.9) mais sont distants de $8'$ (12 Mpc à $z = 1.9$) donc ce sont vraisemblablement des structures différentes. G063_s0 et G063_s1 ne sont distants que de $3'$ (5 Mpc à $z = 2$), mais on n'a pas d'estimation de leur redshift, impossible donc de conclure sur l'appartenance à une éventuelle même structure.

FIGURE 5.1 – Cartes de densité de sources rouges de G063_s1 sans prior IRAC-rouge (haut) et avec (bas). Le cercle blanc indique un rayon d'1' autour du centre de la source SPIRE-rouge. Les contours jaune / orange / rouge / bordeaux représentent les contours de densité IRAC-rouge à 33 / 50 / 75 / 90%. Il n'y a pas de véritable surdensité IRAC-rouge dans ce candidat.

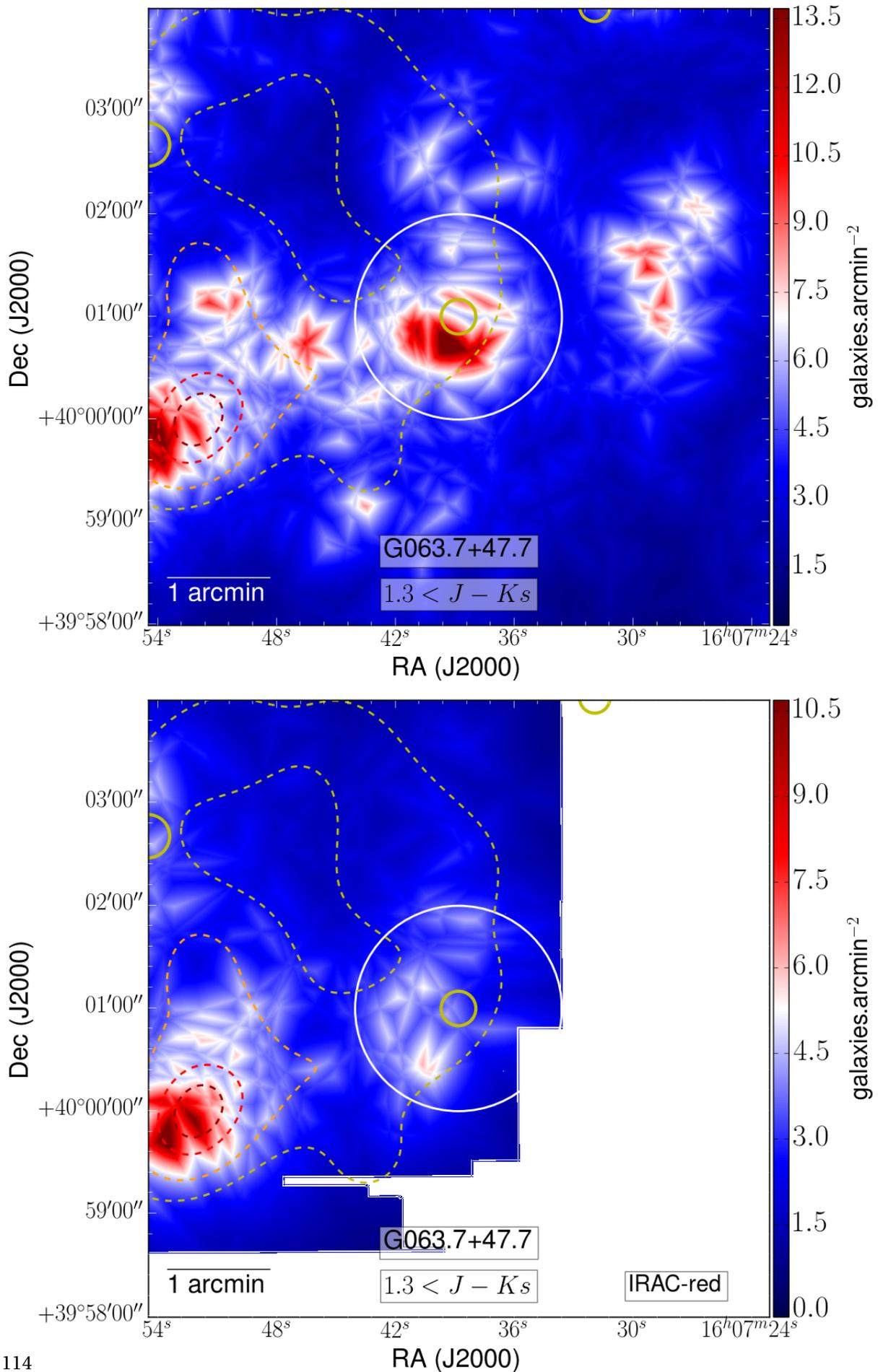


FIGURE 5.2 – Cartes de densité de sources orange de G091_s1 sans prior IRAC-rouge (haut) et avec (bas). Même légende que figure 5.1. Il y a une surdensité IRAC-rouge dans ce candidat.

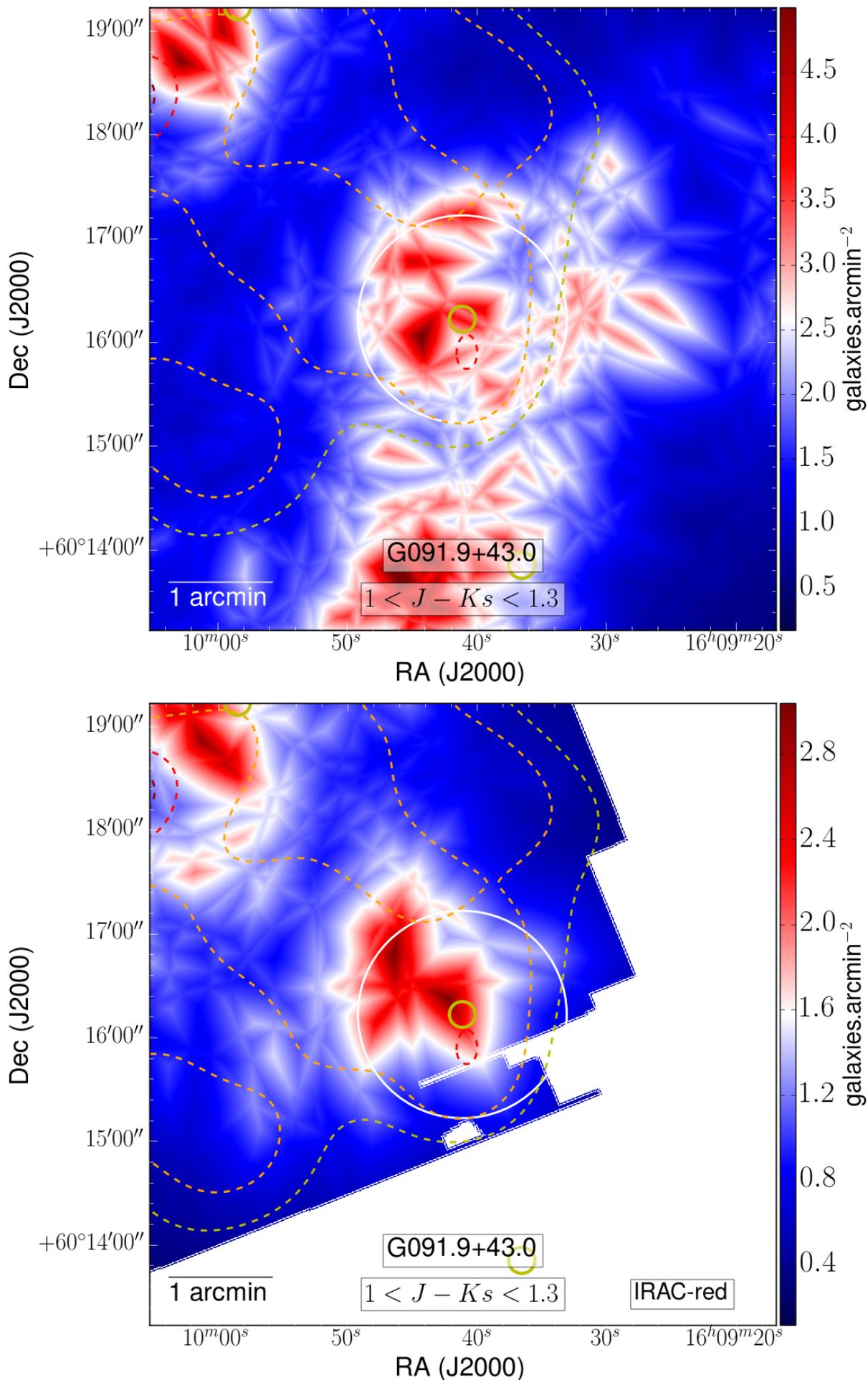


FIGURE 5.3 – Diagrammes couleur – magnitude (haut) et couleur – couleur (bas) de G063_s1. Les points rouges et jaunes représentent les galaxies situées respectivement à moins de $30''$ et à une distance comprise entre $30''$ et $1'$ du centre du candidat amas. Les barres d'erreur médianes sont indiquées en bas à droite. Les distributions en couleur sont montrées en haut et à droite, celle en pointillés est la somme des deux autres. Sur le CMD, la droite bleue est la séquence rouge tirée du modèle de KODAMA et al. [1998] pour un amas similaire à Coma situé à $z = 2$. Le niveau de gris illustre la densité de points dans chaque domaine (rouges et jaunes confondus). Sur le CCD, seules les galaxies IRAC-rouges sont représentées.

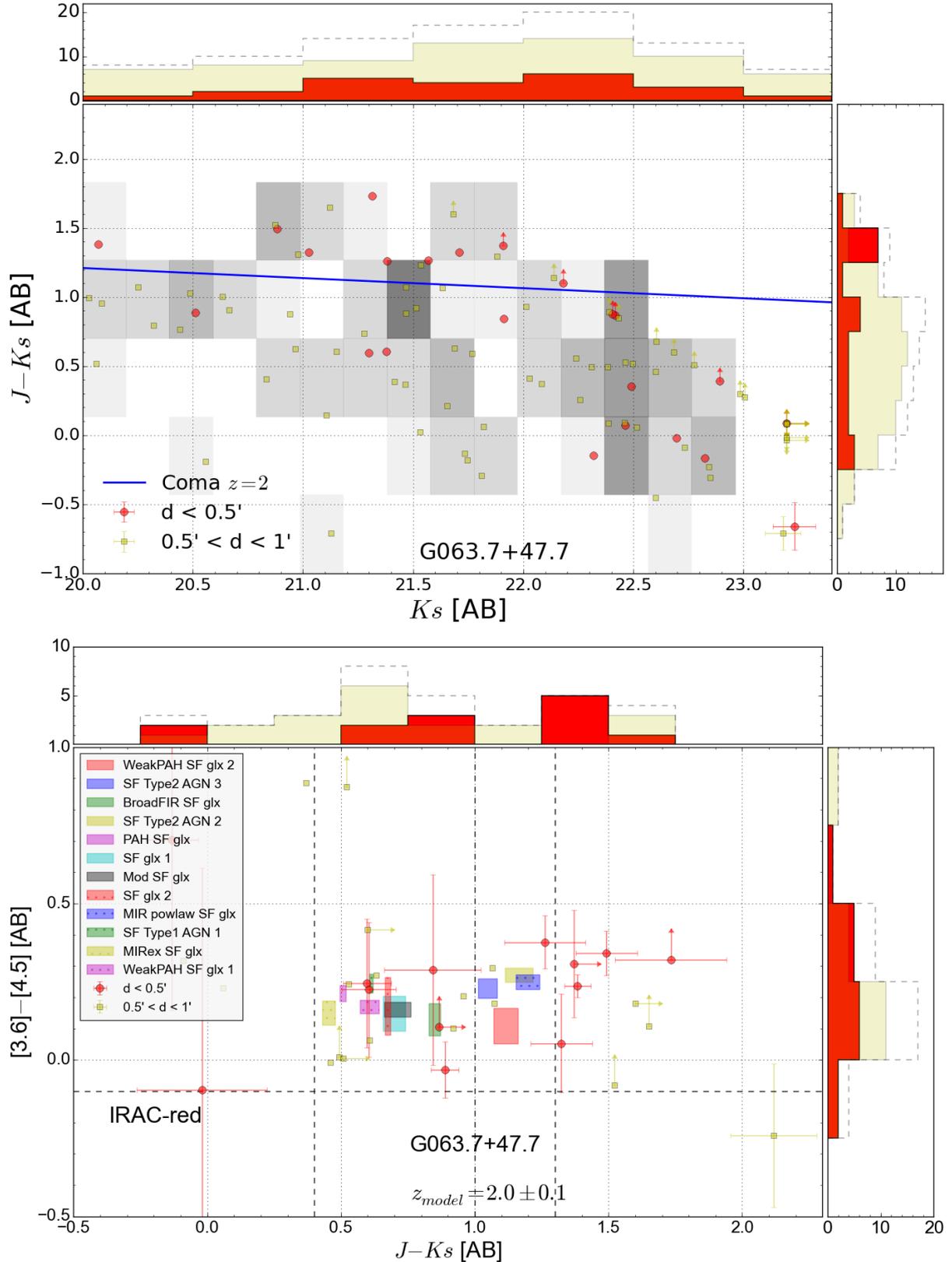
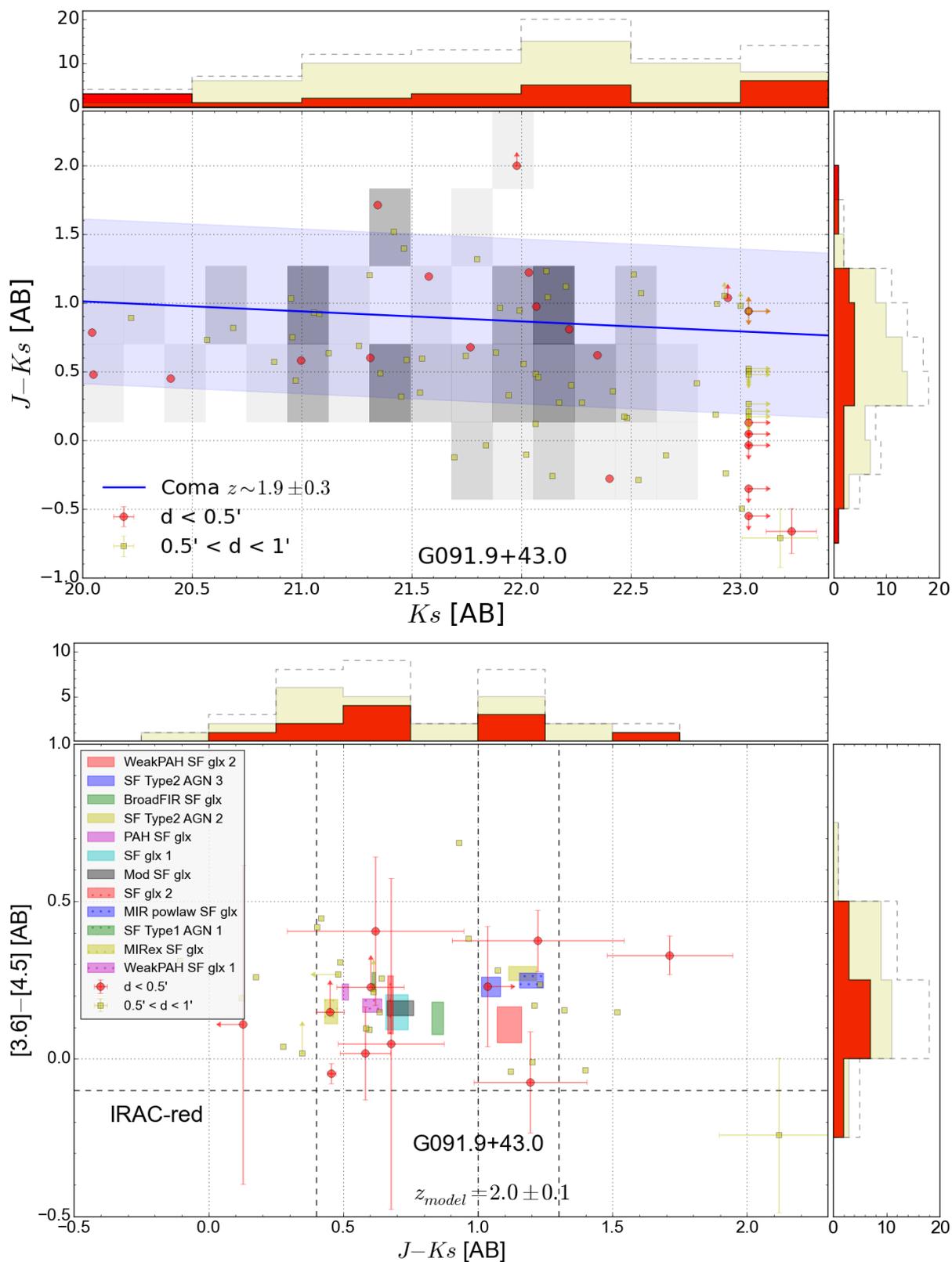


FIGURE 5.4 – Diagrammes couleur – magnitude (haut) et couleur – couleur (bas) de G091_s1. Même légende que figure 5.3. La séquence rouge est donnée pour $z = 1.9$, le redshift estimé visuellement (voir tableau 5.4).


5.3 Perspectives

Le travail amorcé sur ces nombreux autres candidats laisse penser que leur analyse permettra de découvrir d'autres structures. En effet, de nombreux candidats sont spatialement proches ($\lesssim 5'$). Certaines sources SPIRE-rouges sont mêmes distantes entre elles de moins d' $1'$, particulièrement dans G073 et G124, nos deux champs les plus surdenses. Les 21 candidats secondaires non associés à une source SPIRE-rouge pourraient quant à eux être des structures lointaines passives, donc complémentaires des cibles de *Planck* et *Herschel*.

Chapitre 6

Confirmations spectroscopiques à l'IRAM

« Ah ! Monsieur, c'est un spectre : je le reconnais au marcher. »

Sganarelle – *Dom Juan*, Molière

Sommaire

6.1 L'IRAM, le 30m et EMIR	120
6.2 Des raies de CO à LIR et SFR	120
6.3 Synthèse des confirmations	124
6.4 G131 à $z = 1.32$	125
6.5 G124 à $z = 2.16$	129
6.6 G176 à $z = 2.75$	133
6.7 Synthèse des résultats	137
6.8 Conclusion	138

Jusqu'à présent, les redshifts utilisés étaient photométriques, autrement dit basés sur des données large-bande, et les grandeurs en découlant (T_d , L_{IR} , SFR, etc.) étaient tributaires de ce redshift. Il est donc nécessaire, du moins hautement préférable, d'avoir *le* redshift des sources investiguées. Plusieurs campagnes spectroscopiques ont été menées pour des candidats SPHERIC (IRAM/NOEMA, ALMA¹), dont plusieurs auprès du télescope de 30m de l'IRAM. Je présente les campagnes passées et celles auxquelles j'ai participé en tant qu'observateur et analyste des données.

6.1 L'IRAM, le 30m et EMIR

L'institut de radioastronomie millimétrique (IRAM) est une entité composée de deux télescopes :

- Le [northern extended millimeter array \(NOEMA\)](#), un réseau de 9 antennes paraboliques de 15 m de diamètre, situé à 2550 m d'altitude dans les Alpes françaises.
- Le radiotélescope de 30 m de diamètre appelé sobrement le 30m, situé à 2850 m d'altitude dans la Sierra Nevada espagnole. C'est sur celui-ci que l'on a effectué le plus d'observations et que j'ai fait les miennes.

Le 30m possède actuellement plusieurs récepteurs :

- Le [eight mixed receiver \(EMIR\)](#) ([CARTER et al. \[2012\]](#)) est un récepteur hétérodyne constitué d'un unique pixel capable d'observer deux plages de 8 GHz de large entre 73 GHz et 375 GHz (0.8 mm et 4.1 mm). C'est le récepteur que l'on va utiliser. Sa résolution angulaire varie de 16'' à 26'' dans la gamme où l'on a observé nos raies (entre 92 GHz et 154 GHz).
- Le [heterodyne receiver array 2 \(HERA2\)](#) ([SCHUSTER et al. \[2004\]](#)) est aussi un récepteur hétérodyne, de 3*3 pixels, observant entre 215 GHz et 272 GHz (1.1 mm et 1.4 mm) avec une résolution de $\sim 10''$.
- Le [new IRAM KID arrays 2 \(NIKA-2\)](#) ([ADAM et al. \[2018\]](#)) est une caméra observant à 150 GHz et 260 GHz (1.15 mm et 2 mm) dans un champ de vue de $6.5' \times 6.5'$.

6.2 Des raies de CO à LIR et SFR

La molécule d' H_2 est la plus abondante dans l'ISM et trace la quantité totale de gaz contenu dans une galaxie. Cependant, détecter ses raies d'émission est presque impossible au vu des températures nécessaires ($T > 100$ K) ou des temps de désintégration spontanée ($\tau \sim 100$ yr, [BOLATTO et al. \[2013\]](#)). La molécule de CO, suffisamment abondante dans le milieu interstellaire, n'a pas ces désavantages : son asymétrie lui confère plus de niveaux d'excitation disponibles et ceux-ci peuvent être atteints dans un environnement de quelques dizaines de kelvins seulement. Le CO est donc une molécule dont les raies d'émission sont souvent utilisées pour tracer le contenu en gaz d'une galaxie (moyennant des facteurs de conversion plus ou moins bien établis comme X_{CO} , celui entre CO et H_2 ([BOLATTO et al. \[2013\]](#))).

Dans notre cas, nous utilisons les raies de CO comme indicateur du redshift. Les fréquences d'émission étant connues, les fréquences reçues permettent de déterminer z via

$$z = \frac{v_0}{v_{\text{rec}}} - 1 \quad (6.1)$$

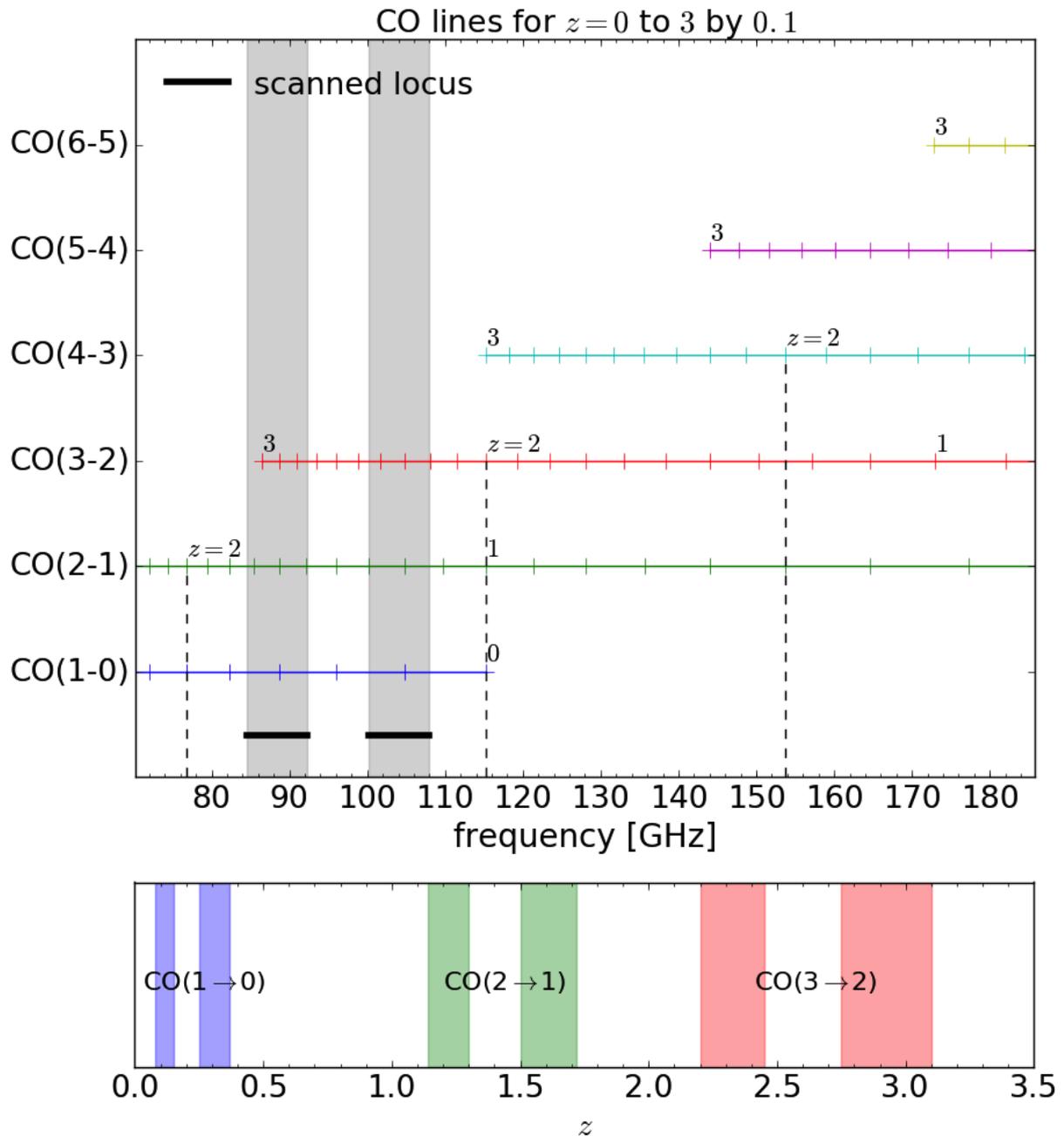
avec v_0 et v_{rec} les fréquences au repos et reçue.

On fait une recherche de raie en aveugle, dont le principe est le suivant : à partir des deux intervalles de 8 GHz de large à notre disposition, il faut couvrir de façon optimale l'intervalle en fréquence dans lequel les transitions de CO sont susceptibles de tomber. La plage de 16 GHz disponible représentant seulement une fraction des 300 GHz de large que peut couvrir EMIR, les intervalles de fréquences où chercher doivent être choisis avec soin. Deux cas se présentent à nous : si une source a

1. Atacama large millimeter array

un redshift photométrique, on cherchera la signature de l'une de ses émissions redshiftée de cette valeur. Pour une source sans redshift photométrique, on fixera nos plages de 16 GHz de façon à couvrir des plages de redshift raisonnables, entre $z = 1$ et 3. La figure 6.1 et le paragraphe suivant en donnent un exemple.

FIGURE 6.1 – *Haut* : fréquence de la transition $J \rightarrow J-1$ ($J = 1..6$) de la molécule de CO en fonction du redshift de la galaxie. Chaque ligne horizontale correspond à une transition, la position sur cette ligne donne le redshift, qui va de 0 à 3 par pas de 0.1 (matérialisés par les marqueurs). Les pointillés indiquent les fréquences reçues pour une galaxie à $z = 2$, notre prior basique. Les traits épais et les régions grisées correspondent à un setup, qui totalise 16 GHz de large. La plage en fréquence représentée en abscisse ne couvre que les deux récepteurs basse-fréquence d'EMIR (E0 et E1). *Bas* : loci en redshift scannés avec le setup ci-dessus.



La configuration instrumentale (ci-après setup) de la figure 6.1 permet d'observer plusieurs transitions suivant le redshift de la source :

- on pourra observer la transition CO(1-0) (ligne bleue) si la source a un redshift compris dans les intervalles $[0.08, 0.15]$ ou $[0.25, 0.37]$
- on pourra observer la transition CO(2-1) (ligne verte) si la source a un redshift compris dans les

intervalles [1.14, 1.30] ou [1.50, 1.72]

- on pourra observer la transition CO(3–2) (ligne rouge) si la source a un redshift compris dans les intervalles [2.20, 2.45] ou [2.75, 3.10]
- observer les transitions supérieures est très peu probable, cela indiquerait une source au-delà de $z = 3$

Une fois que l'on a observé une raie, il faut la convertir en grandeurs physiques plus concrètes.

Du spectre EMIR à L'CO

WEISS et al. [2007] donnent la définition de la luminosité CO L'_{CO} ² à partir des grandeurs directement mesurables sur un spectre EMIR (équation (6.2)).

De L'CO au LIR

GAO et SOLOMON [2004] (ci-après GS04) donnent une relation entre la luminosité infrarouge L_{IR} et celle des raies de CO(1–0) (équation (6.3)). Cette relation pourrait être la résultante de deux autres plus étroites, d'une part entre les luminosités infrarouge et de HCN (traceur du gaz moléculaire dense, donc au cœur des nuages de gaz formant des étoiles), et d'autre part entre HCN et CO (qui lui trace le gaz moléculaire dans sa totalité). GREVE et al. [2014] (ci-après G14) donnent eux la relation empirique entre luminosité infrarouge et luminosité des raies de CO en fonction de la transition en jeu (équation (6.4)). Contrairement à GAO et SOLOMON [2004], ils se sont affranchis de la température de poussière et prennent en compte la [spectral line energy distribution \(SLED\)](#), qui donne l'intensité relative des raies de CO en fonction des transitions. La SLED dépend de la nature et de l'état d'évolution de l'objet observé (exciter des transitions plus hautes requiert des températures et des densités plus grandes), aussi les valeurs utilisées sont une moyenne des SLED de 68 [LIRG](#) et [ultra-luminous infrared galaxies \(ULIRG\)](#) locales ($z < 0.1$) et de 35 [dusty star-forming galaxies \(DSFG\)](#) à $z > 1$.

On peut aussi calculer L_{IR} en intégrant directement le spectre de la source (émis). À partir des 3 flux SPIRE, j'ai ajusté un spectre de corps noir modifié ([modified blackbody \(MBB\)](#)) puis j'ai calculé la luminosité infrarouge correspondante (équation (6.5)), qui donne une estimation du vrai L_{IR} . Pour notre étude, on utilisera les trois formules pour les comparer.

Du LIR au SFR

BELL [2003] fournit une prescription pour convertir la luminosité infrarouge L_{IR} en taux de formation stellaire SFR (équation (6.6)). Mais elle est à prendre avec extrême précaution (dixit l'auteur) : son échantillon de galaxies locales ne contient aucun AGN, dont la présence surestimerait le SFR, et la validité pour tout z n'est pas garantie.

Les équations

Les cinq équations mentionnées ci-dessus sont regroupées ici :

2. L'_{CO} car L_{CO} existe et s'exprime en L_{\odot} .

$$(Weiss) \quad L'_{CO} := \frac{c^2}{2k_B} (S_{CO}\Delta\nu) \frac{D_L^2}{v_{obs}^2 (1+z)^3} \quad (6.2)$$

$$(GS04) \quad L_{IR} = 61 \left(\frac{T_d}{35} \right)^{5.7} L'_{CO} \quad (6.3)$$

$$(G14) \quad L_{IR} = 10^\beta (L'_{CO})^\alpha \quad (6.4)$$

$$(MBB) \quad L_{IR} = \frac{4\pi D_L^2}{1+z} \int_{8\mu m}^{1mm} S_\nu(\lambda(1+z)) \frac{c}{\lambda^2} d\lambda \quad (6.5)$$

$$(Bell) \quad SFR = 10^{-10} \kappa L_{IR} \left(1 + \sqrt{\frac{10^9}{L_{IR}}} \right), \kappa = \begin{cases} 1.57, L_{IR} > 10^{11} \\ 1.17, L_{IR} < 10^{11} \end{cases} \quad (6.6)$$

avec :

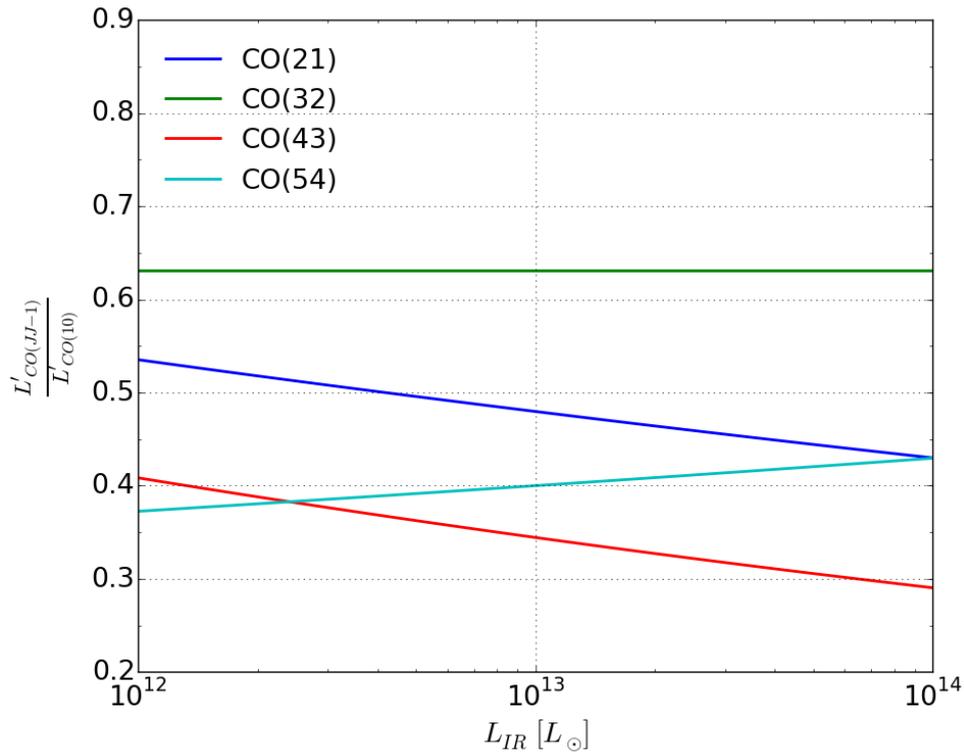
- L'_{CO} l'intensité de la raie de CO, en $K \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^2$
- $S_{CO}\Delta\nu$ le flux CO intégré, en Jy km s^{-1}
- D_L la distance de luminosité, en Mpc
- v_{obs} la fréquence observée, en GHz
- z le redshift
- L_{IR} la luminosité infrarouge, en L_\odot
- T_d la température de poussière, en K
- α et β calibrés en fonction de la transition $J \rightarrow J-1$, voir tableau 6.1
- $S_\nu(\lambda)$ la SED de la source dans son référentiel, en Jy
- SFR en $M_\odot \text{ yr}^{-1}$

TABLEAU 6.1 – Facteurs α et β reliant L_{IR} et L'_{CO} dans l'équation (6.4) (reproduit de GREVE et al. [2014]), et facteurs de conversion entre $L'_{CO}(J-J-1)$ et $L'_{CO}(1-0)$, pour pouvoir appliquer la formule (6.3). Ces derniers facteurs sont les valeurs pour $L_{IR} = 10^{13} L_\odot$ et varient peu sur la plage d'intérêt (voir figure 6.2).

transition	α	β	$\frac{L'_{CO}(J-J-1)}{L'_{CO}(1-0)}$
CO(2-1)	1.05 ± 0.10	1.7 ± 0.9	0.48
CO(3-2)	1.00 ± 0.05	2.2 ± 0.5	0.63
CO(4-3)	1.08 ± 0.09	1.5 ± 0.9	0.34
CO(5-4)	0.97 ± 0.06	2.8 ± 0.6	0.40

Pour estimer L_{IR} à partir de L'_{CO} , GAO et SOLOMON [2004] utilisent uniquement CO(1-0), or nos transitions sont d'ordre supérieur, aussi on utilisera un facteur de conversion pour traduire $L'_{CO}(J-J-1)$ en $L'_{CO}(1-0)$. J'ai calculé ce facteur (qui dépend de la SLED évoquée plus haut) à partir des formules de GREVE et al. [2014], mais il dépend aussi de L_{IR} , la valeur qu'on cherche précisément à obtenir avec la formule de (GS04). Ce facteur ne varie pas beaucoup avec L_{IR} dans la gamme de luminosité de nos sources, 10% tout au plus (voir figure 6.2), ce qui est bien plus faible que les incertitudes dans les formules elles-mêmes. J'utiliserai donc les facteurs de la table 6.1, directement issus de la tendance des courbes de la figure 6.2.

FIGURE 6.2 – Rapport des luminosités CO(J-J-1) et CO(1-0), pour J = 2..5, en fonction de la luminosité infrarouge, dans la gamme de luminosité attendue. Les rapports ont été calculés à partir des paramètres α et β de GREVE et al. [2014] (voir tableau 6.1).



6.3 Synthèse des confirmations

Le tableau 6.2 récapitule les observations réalisées, celles des candidats SPHERIC les plus prometteurs. Dans la suite, je commente les observations que j'ai moi-même réalisées (077-16, 077-16_cont et 186-16_cont), à la lumière des résultats déjà obtenus. Le tableau 6.3 résume les grandeurs "techniques" pour les trois candidats que j'ai observés : G131, G124 et G176. Les grandeurs dérivées sont calculées dans les sections suivantes. Un des trois champs que j'ai observés fait partie des 13 miens (G124).

TABLEAU 6.2 – Récapitulatif des programmes d'observation. De gauche à droite : investigateur principal, identifiant du run, date, observateur, temps d'observation effectif / temps alloué³, nombre de sources observées et éléments confirmés

PI ⁴	ID	date	obs ⁴	$t_{\text{obs}}/t_{\text{all}}$ [h]	N _{obs}	confirmations
HD	107-14	08/2014	CM	30.3 / 53.5	6	1 redshift : G059_1 @ $z = 2.36$
HD	219-14	01/2015	CM	NaN / 52.5	NaN	aucune
CM	197-15	12/2015	CM	25.6 / 58.5	4	1 redshift : G124_1 @ $z = 2.15$, 1 raie : G191_1 @ $z \stackrel{?}{=} \frac{1.37}{2.55}$
		04/2016	CM	4.5 / 8	1	aucune
CM	077-16	06/2016	BC	22.4 / 42.5	4	1 raie : G131_1
		09/2016	BC	14 / 31.5	3	2 redshifts : G131_1 @ $z = 1.32$, G124_2 @ $z = 2.16$
CM	186-16	01/2017	CM	24.3 / 68	3	1 redshift : G059_3 @ $z = 2.36$
		05/2017	BC	8.4 / 16	3	1 redshift : G176_2 @ $z = 2.75$

3. Le temps d'observation effectif ne prend pas en compte le temps nécessaire à la calibration de l'instrument, d'où la différence importante avec le temps alloué.

4. HD : Hervé Dole ; CM : Clément Martinache ; BC : Benjamin Clarenc

TABLEAU 6.3 – Flux SPIRE à 250, 350 et 500 μm et luminosités CO de G124_1, G176_1 et des 3 sources que j'ai observées

source	S_{250} [mJy]	S_{350} [mJy]	S_{500} [mJy]	L'_{CO} [10^{10} K km s $^{-1}$ pc 2]
G131	152.6 ± 10.5	112.6 ± 10.0	67.7 ± 11.6	6.21 ± 1.26 [CO(2–1)] 3.31 ± 0.48 [CO(3–2)]
G124_1	110.5 ± 10.7	116.0 ± 10.0	120.0 ± 12.3	5.25 ± 1.05 [CO(3–2)] 2.07 ± 0.59 [CO(4–3)]
G124_2	81.8 ± 10.8	93.1 ± 10.0	120.0 ± 12.3	8.11 ± 1.43 [CO(3–2)]
G176_1	165.9 ± 11.3	186.6 ± 10.3	134.6 ± 12.2	18.8 ± 1.60 [CO(3–2)] 4.90 ± 1.01 [CO(5–4)]
G176_2	78.2 ± 10.6	86.4 ± 10.1	58.9 ± 12.0	5.20 ± 1.60 [CO(3–2)] 3.15 ± 0.86 [CO(5–4)]

6.4 G131 à $z = 1.32$

Appelons G131 ou G131_1 la source la plus brillante à 350 μm du candidat PLCK_HZ_G131.8–49.6. J'ai observé G131 durant les deux runs 077-16 de juin et septembre 2016. La figure 6.3 montre ce candidat vu par IRAC et SPIRE. Une première raie de CO a été détectée à 99.2 GHz, indiquant un redshift de 1.32 si la transition est CO(2–1) et de 2.49 s'il s'agit de CO(3–2). Une seconde raie a été observée à 148.9 GHz. La seule possibilité est qu'il s'agisse de la transition CO(3–2) et que la raie à 99.2 GHz corresponde à la transition CO(2–1), confirmant un redshift $z = 1.32$ (voir figure 6.4).

 TABLEAU 6.4 – Estimations des propriétés de la source G131 observée avec EMIR : température de poussière, luminosité infrarouge et taux de formation stellaire. La première ligne est issue des travaux de CM (Martinache et al., en prép.). Pour l'obtention de T_d , voir figure 6.5. Pour l'obtention de L_{IR} , (GS04) utilisent l'équation (6.3) et (G14) l'équation (6.4). Les SFR sont estimés avec l'équation (6.6).

source	T_d [K]	L_{IR} [10^{12} L_{\odot}]	SFR [M_{\odot} yr $^{-1}$]	calcul de L_{IR}
G131	32.4 ⁵	7.10	1128	\int MBB (CM)
	31.0 ± 2.4 ⁶	6.63	1053	\int MBB
	-	3.95 ± 2.55	631 ± 403	(GS04) avec CO(2–1)
	-	$10.8^{+1300}_{-10.7}$	$1711^{+205000}_{-1697}$	(G14) avec CO(2–1)
	-	1.60 ± 0.94	258 ± 149	(GS04) avec CO(3–2)
	-	$5.25^{+59.8}_{-4.82}$	835^{+9480}_{-765}	(G14) avec CO(3–2)

Cette source à $z = 1.32$ est la plus proche parmi nos sources confirmées. Dans un rayon d' l' existe une surdensité de sources IRAC-rouges de 4.4σ , et le CMD ([3.6] – [4.5]) vs [3.6] indique des sources compatibles avec $z = 1.3$ (Martinache et al., en prép.). Concernant L_{IR} et SFR, (GS04) les sous-estiment ou sont marginalement compatibles avec l'intégration du corps noir modifié (MBB). Avec (G14), la valeur moyenne est compatible avec (MBB) mais les barres d'erreur importantes ne permettent pas de contraindre les valeurs. Les barres d'erreur de (G14) sont intrinsèques à l'incertitude sur les paramètres de leur ajustement (voir tableau 6.1), l'erreur sur L'_{CO} ne contribue quasiment pas à l'erreur totale. Le L_{IR} de presque 10^{13} L_{\odot} et le SFR de l'ordre de $1000 M_{\odot}$ yr $^{-1}$ indiquent des galaxies en phase de formation stellaire intense (*starbursts*).

5. ajustement par CM

6. ajustement par moi-même

FIGURE 6.3 – Mosaïques IRAC 3.6 μm , IRAC 4.5 μm , SPIRE 250 μm et SPIRE 350 μm autour du candidat G131. La mosaïque SPIRE 500 μm n'est pas montrée. Le cercle vert définit le candidat, de rayon 1'. Le cercle cyan, de diamètre 21'', définit la source EMIR observée. Il est possible que seule la galaxie centrale des champs IRAC contribue au flux SPIRE.

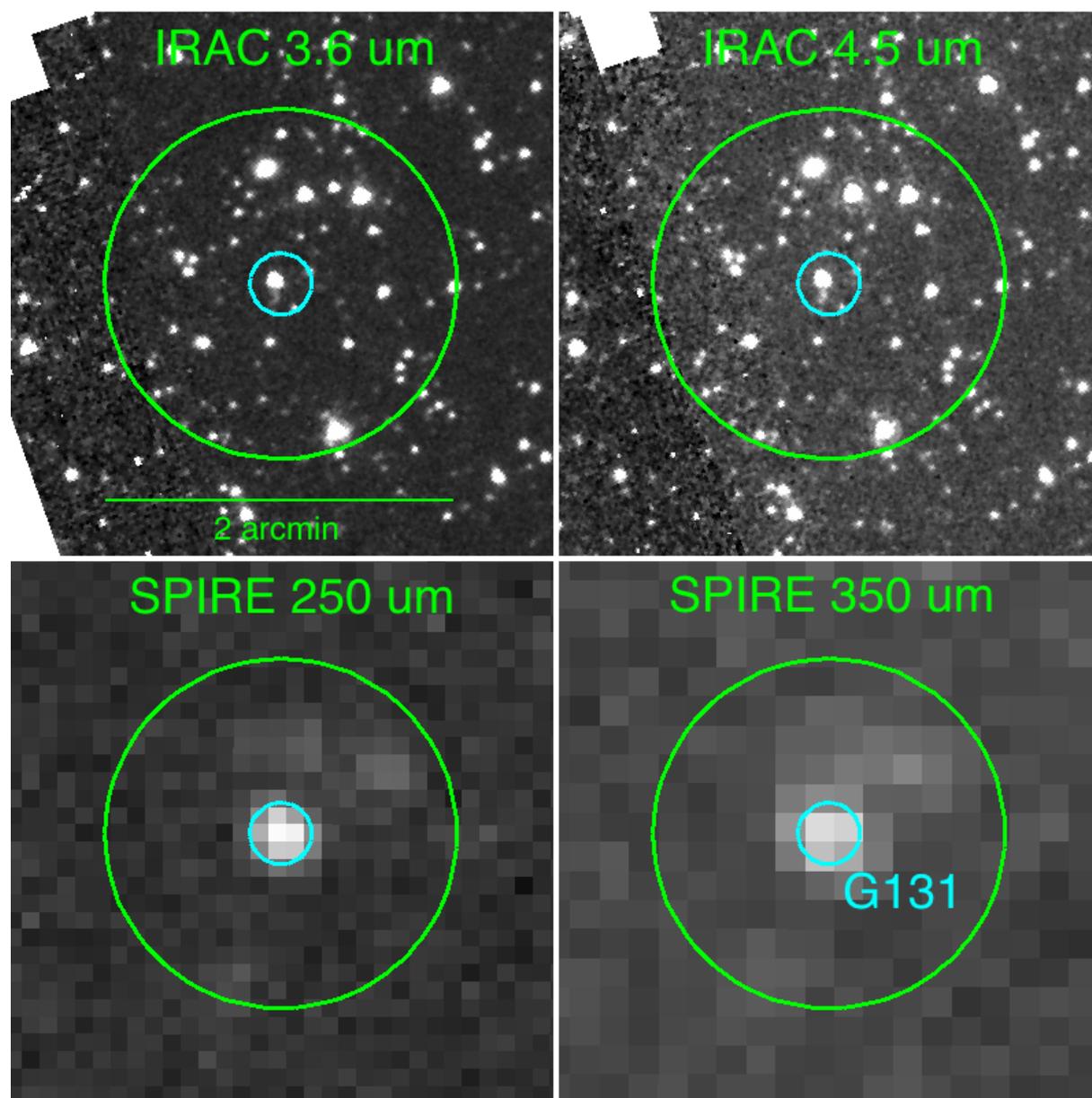


FIGURE 6.4 – Les 2 raies de CO permettant de résoudre le redshift de G131 à $z = 1.32$. *Haut* : CO(2-1). *Bas* : CO(3-2)

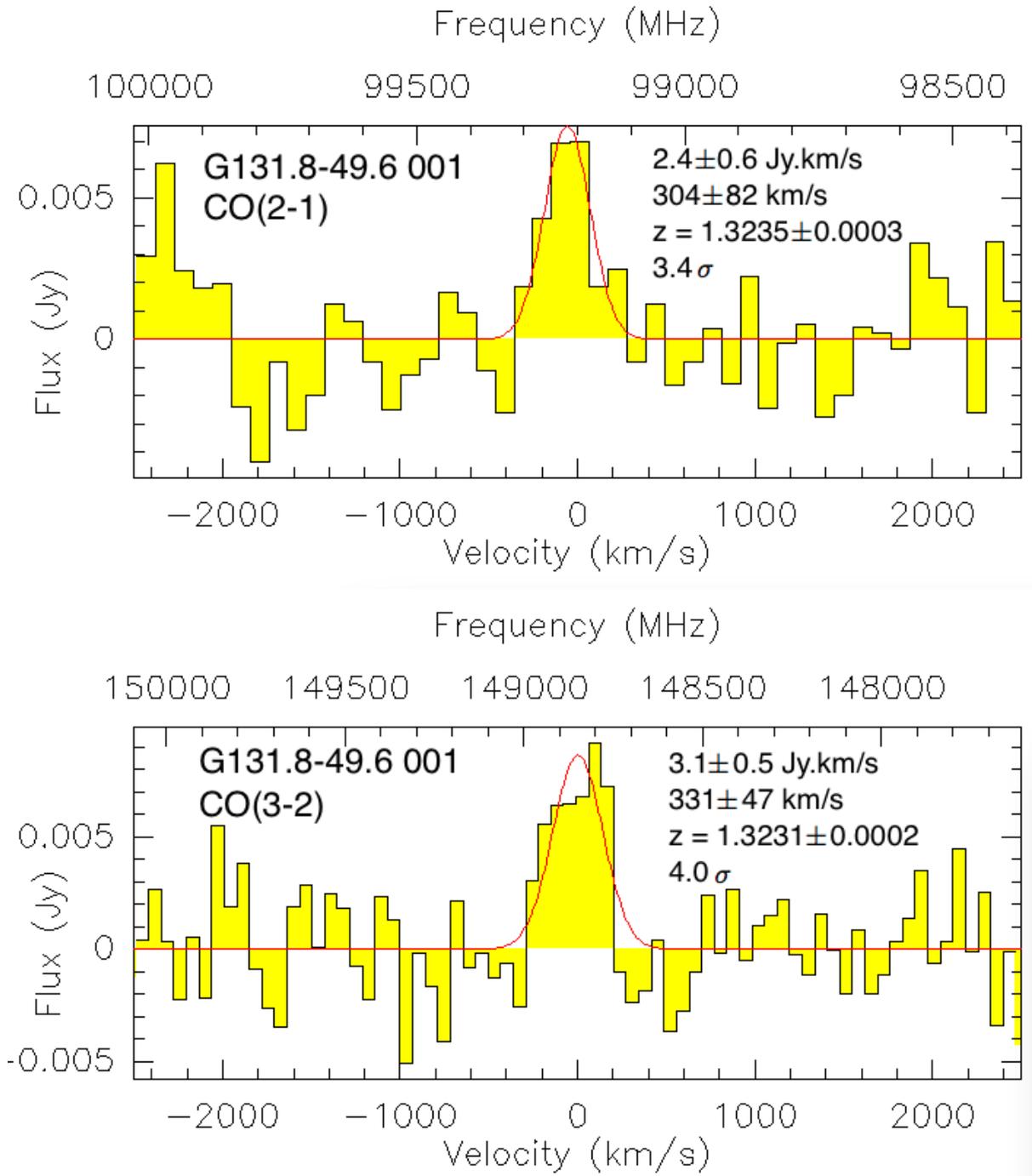
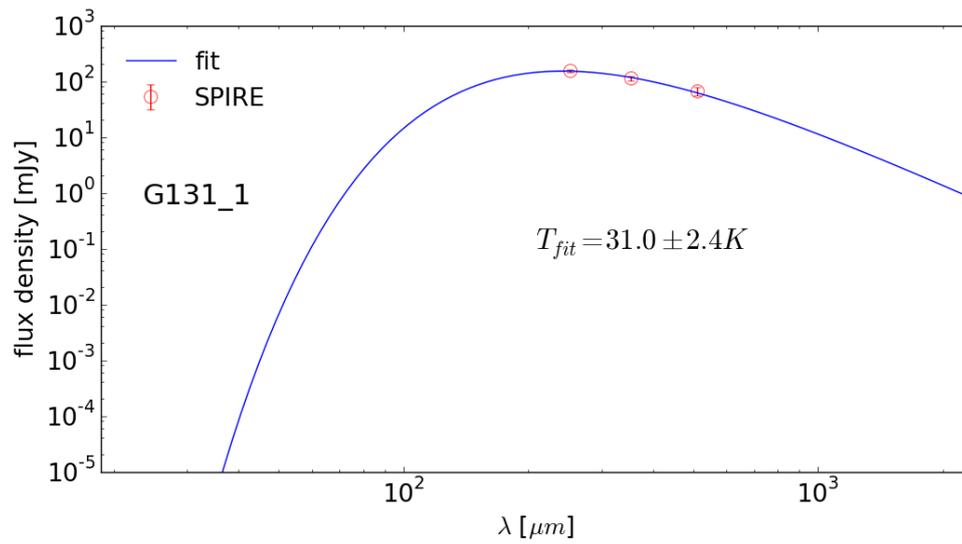


FIGURE 6.5 – Ajustement du spectre d'un corps noir modifié (courbe bleue) sur les 3 flux SPIRE de G131 (250 μm , 350 μm et 500 μm). L'ajustement fournit la température de poussière T_d .



6.5 G124 à $z = 2.16$

Appelons G124_1 et G124_2 les deux sources les plus brillantes à 350 μm du candidat PLCK_DU_-G124.1+68.8. La figure 6.6 montre ce candidat vu par WIRCam, IRAC et SPIRE. G124_1 a été précédemment observée et étudiée par CM et Louis Legrand (LL), un stagiaire de M1 qui nous a assistés quelques mois en 2016. Les raies de CO(4–3) et CO(3–2) obtenues fixent le redshift à $z = 2.15$. Fort de ce résultat, j'ai observé G124_2 aux mêmes fréquences pour savoir si les deux sources étaient spatialement corrélées. Une raie à 109.4 GHz, compatible avec $z = 2.16$, a été observée, confirmant ce redshift pour les 2 sources⁷, voir figure 6.7.

TABLEAU 6.5 – Estimations des propriétés des deux sources de G124 observées avec EMIR : température de poussière, luminosité infrarouge et taux de formation stellaire. La première ligne pour chaque source est issue des travaux de CM et LL (voir MARTINACHE [2016] pour leur obtention). Pour l'obtention de T_d , voir figure 6.8. Pour l'obtention de L_{IR} , (GS04) utilisent l'équation (6.3) et (G14) l'équation (6.4). Les SFR ont été estimés avec l'équation (6.6).

source	T_d [K]	LIR [$10^{12} L_\odot$]	SFR [$M_\odot \text{ yr}^{-1}$]	calcul de L_{IR}
G124_1	29.9	13.7	2162	\int MBB (CM)
	29.0 ± 1.5	13.1	2077	\int MBB
	-	1.74 ± 0.86	280 ± 137	(GS04) avec CO(3–2)
	-	$8.31^{+105}_{-7.70}$	1318^{+16600}_{-1221}	(G14) avec CO(3–2)
	-	1.27 ± 0.74	205 ± 117	(GS04) avec CO(4–3)
-	4.37^{+419}_{-432}	693^{+66400}_{-685}	(G14) avec CO(4–3)	
G124_2	26.2	10.6	1674	\int MBB (CM)
	25.6 ± 1.5	10.2	1614	\int MBB
	-	0.65 ± 0.36	106 ± 58	(GS04) avec CO(3–2)
	-	$12.8^{+160}_{-11.9}$	2037^{+25400}_{-1886}	(G14) avec CO(3–2)

2 membres du candidats G124 ont été spectroscopiquement confirmés, à $z = 2.153$ et $z = 2.161$. Leur séparation angulaire est de $34''$ (290 kpc), soit une fraction de la taille typique des amas à ce redshift. De plus, CHIANG et al. [2014] indiquent que des sources d'une structure à z séparées de $\Delta z \lesssim 0.025(1+z)$ sont en général physiquement corrélées. Dans notre cas, $\Delta z/(1+z) = 0.003 \ll 0.025$, donc tout porte à croire que la structure est bien réelle.

À l'instar de G131, (G14) estiment L_{IR} et le SFR de façon compatible avec (MBB) mais avec de très grandes barres d'erreur, et (GS04) les sous-estiment, ici d'au moins un ordre de grandeur. Au vu des valeurs de L_{IR} et du SFR, on a probablement affaire à des galaxies *starburst*. Les températures de poussière, $T_d \sim 25 - 30$ K, sont les températures attendues pour de tels objets (e.g. MAGNELLI et al. [2014]).

7. En toute rigueur, il faudrait observer 2 raies pour être *certain* du redshift de G124_2, mais la coïncidence est improbable.

FIGURE 6.6 – Mosaïques WIRCam J, WIRCam Ks, IRAC 3.6 μm , IRAC 4.5 μm , SPIRE 250 μm et SPIRE 350 μm autour du candidat G124 à $z = 2.16$. La mosaïque SPIRE 500 μm n'est pas montrée. Le cercle vert définit le candidat, de rayon 1'. Les cercles cyan, de diamètre 21'', définissent les sources EMIR observées. Les sources G124_1 et G124_2 sont définies sur la mosaïque SPIRE 350 μm et reproduites sur les autres.

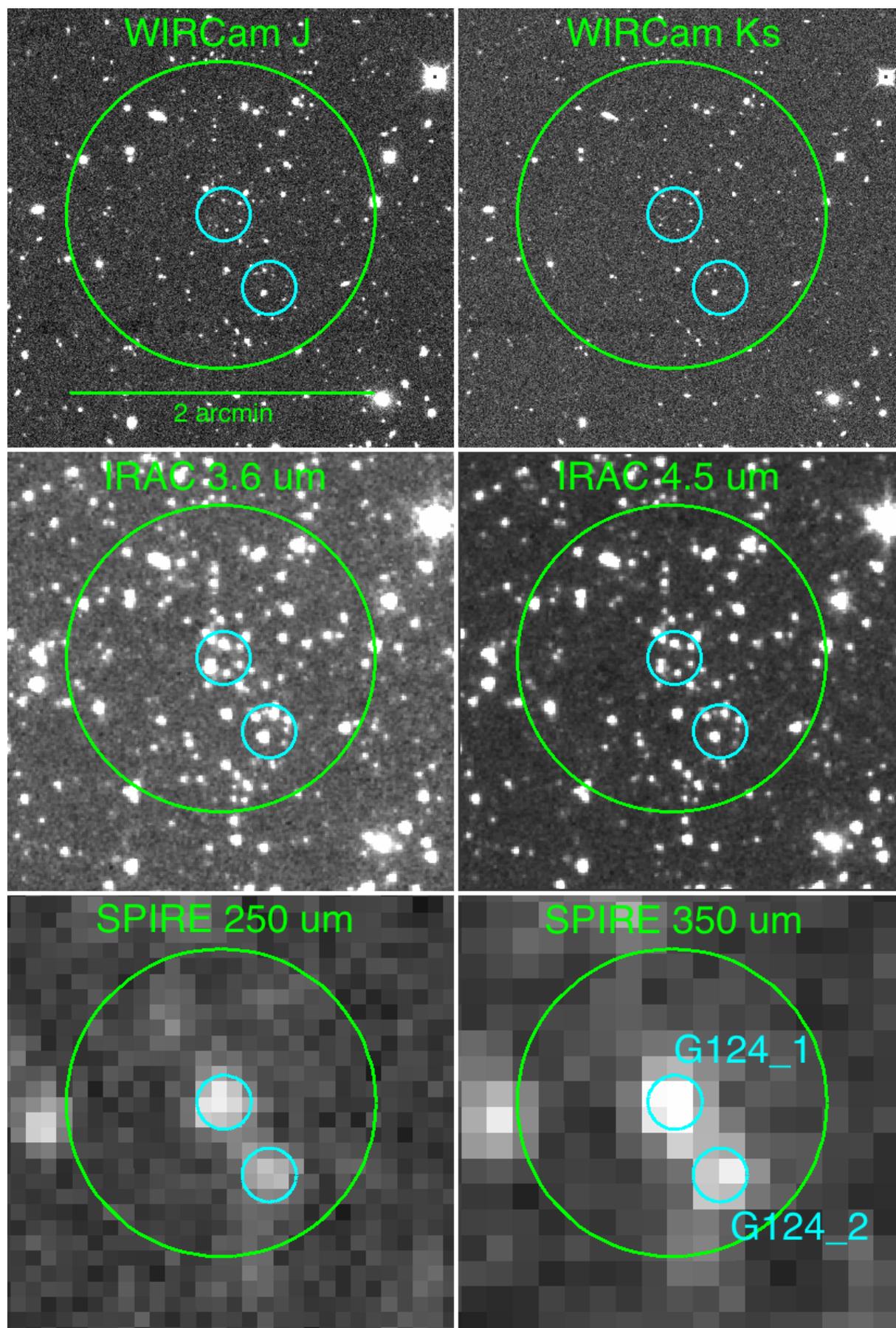


FIGURE 6.7 – De haut en bas : transitions CO(3–2) de G124_1, CO(4–3) de G124_1 et CO(3–2) de G124_2. Les 2 premières figures sont tirées de Martinache et al. (en prép.).

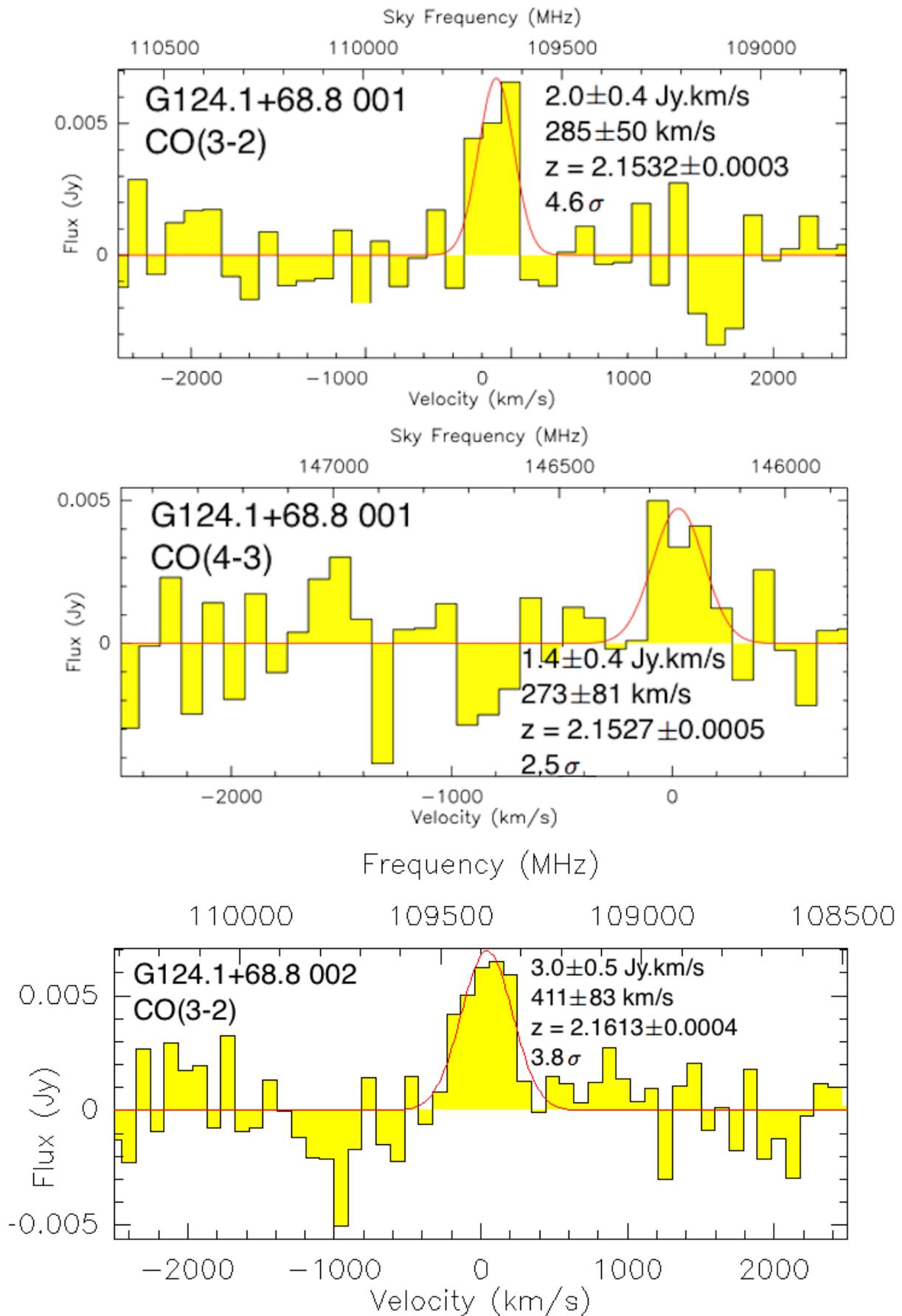
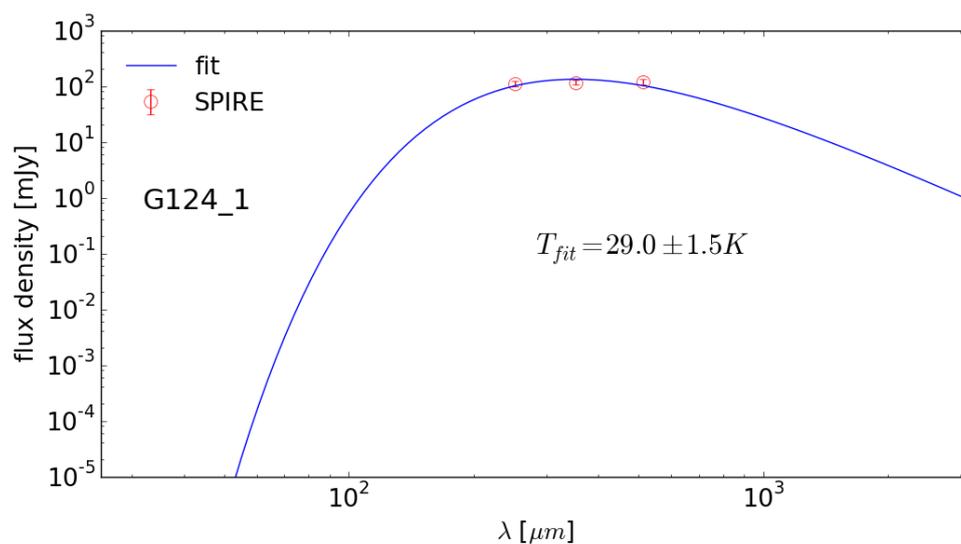
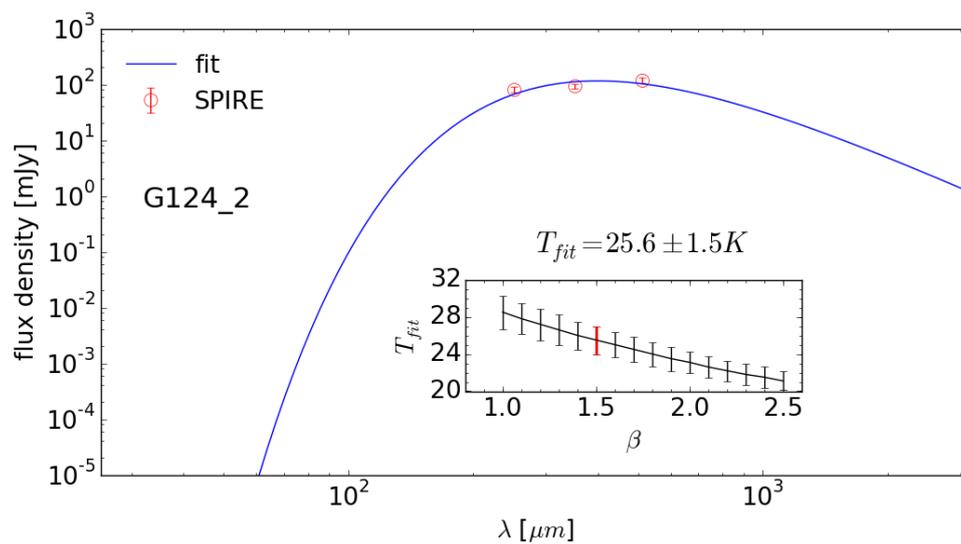


FIGURE 6.8 – Ajustement du spectre d'un corps noir modifié (courbe bleue) sur les 3 flux SPIRE de (a) G124_1, (b) G124_2 (250 μm , 350 μm et 500 μm). L'ajustement fournit la température de poussière T_d et dépend du paramètre β (voir encart de (b) et équation (1.2)). Pour G124_2 avec $\beta = 1.5$, on obtient $T_d = 25.6$ K.



(a)

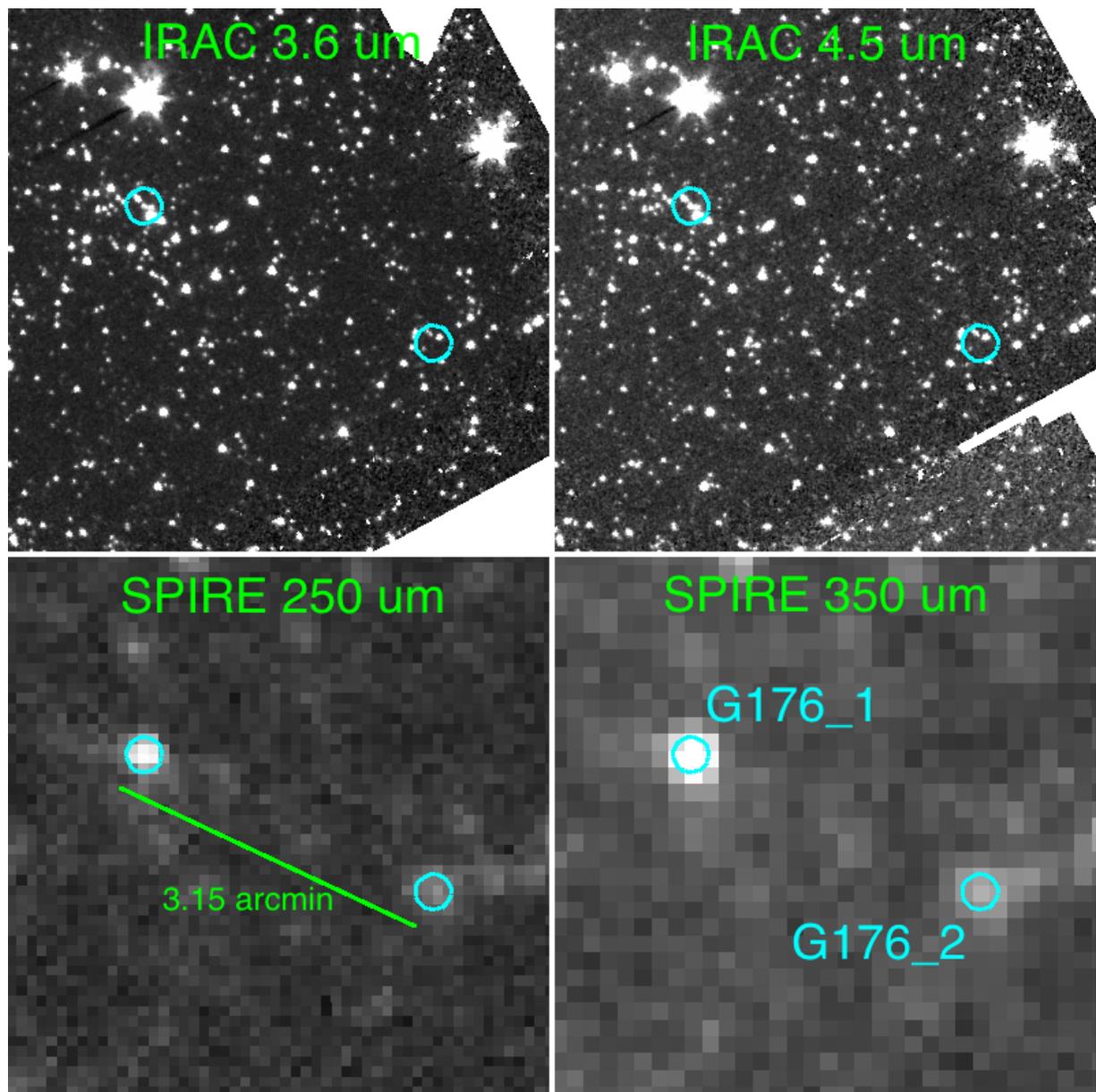


(b)

6.6 G176 à $z = 2.75$

G176_2 est la deuxième source la plus brillante à 350 μm du candidat PLCK_HZ_G176.6+59.0. G176_1 a été précédemment observée au redshift record de $z = 2.75$ par CM. J'ai observé G176_2 pendant le run 186-16 de mai 2017 en la cherchant au même redshift. La figure 6.9 montre ce candidat vu par IRAC et SPIRE. Les raies de CO à 92.1 GHz et 153.9 GHz indiquent sans ambiguïté un redshift de $z = 2.75$, et correspondent aux transitions CO(3–2) et CO(5–4) (voir figure 6.10). G176 est à ce jour la structure SPHerIC confirmée la plus lointaine.

FIGURE 6.9 – Mosaïques IRAC 3.6 μm , IRAC 4.5 μm , SPIRE 250 μm et SPIRE 350 μm autour du candidat G176 à $z = 2.75$. Les cercles cyan, de diamètre 21", définissent les sources EMIR observées. Les sources G176_1 et G176_2 sont définies sur la mosaïque SPIRE 350 μm et reproduites sur les autres. Elles sont séparées de 3.15', soit environ 1.53 Mpc.



G176_1 et G176_2 sont séparées de 3.15', 1.53 Mpc à $z = 2.75$, et sont donc susceptibles d'appartenir à la même structure. $\Delta z / (1 + z) = 0.025$, ce qui indique aussi une possible corrélation physique.

Encore une fois (GS04) sous-estiment L_{IR} et le SFR, et (MBB) et (G14) sont compatibles même si ces derniers donnent de grandes incertitudes. Les deux sources sont à n'en pas douter des *starbursts*, surtout G176_1 qui en terme d'émission est de loin la source la plus exceptionnelle de notre

TABLEAU 6.6 – Estimations des propriétés des 2 sources de G176 observées avec EMIR : température de poussière, luminosité infrarouge et taux de formation stellaire. La première ligne pour chaque source est issue des travaux de CM (Martinache et al., en prép.). Pour l'obtention des T_d de G176_1 et G176_2, voir figure 6.11. Pour l'obtention de L_{IR} , (GS04) utilisent l'équation (6.3) et (G14) l'équation (6.4). Les SFR ont été estimés avec l'équation (6.6).

source	T_d [K]	LIR [$10^{12} L_\odot$]	SFR [$M_\odot \text{ yr}^{-1}$]	calcul de L_{IR}
G176_1	40.6	40.3	6354	\int MBB (CM)
	37.4 ± 1.5	37.5	5917	\int MBB
	-	26.6 ± 8.33	4196 ± 1312	(GS04) avec CO(3–2)
	-	$29.8^{+347}_{-27.4}$	4724^{+55100}_{-4351}	(G14) avec CO(3–2)
	-	10.9 ± 4.73	1727 ± 747	(GS04) avec CO(5–4)
	-	$14.8^{+307}_{-14.1}$	2341^{+48700}_{-2233}	(G14) avec CO(5–4)
G176_2	39.6	18.4	2915	\int MBB (CM)
	38.3 ± 3.2	17.8	2808	\int MBB
	-	8.41 ± 6.60	1335 ± 1041	(GS04) avec CO(3–2)
	-	$8.24^{+121}_{-7.71}$	1307^{+19200}_{-1223}	(G14) avec CO(3–2)
	-	8.03 ± 6.02	1275 ± 950	(GS04) avec CO(5–4)
	-	$9.63^{+213}_{-9.21}$	1527^{+33800}_{-1461}	(G14) avec CO(5–4)

échantillon avec $\sim 6000 M_\odot \text{ yr}^{-1}$.

FIGURE 6.10 – Les 2 raies de CO permettant de résoudre le redshift de G176 à $z = 2.75$. *Haut* : CO(3-2). *Bas* : CO(5-4)

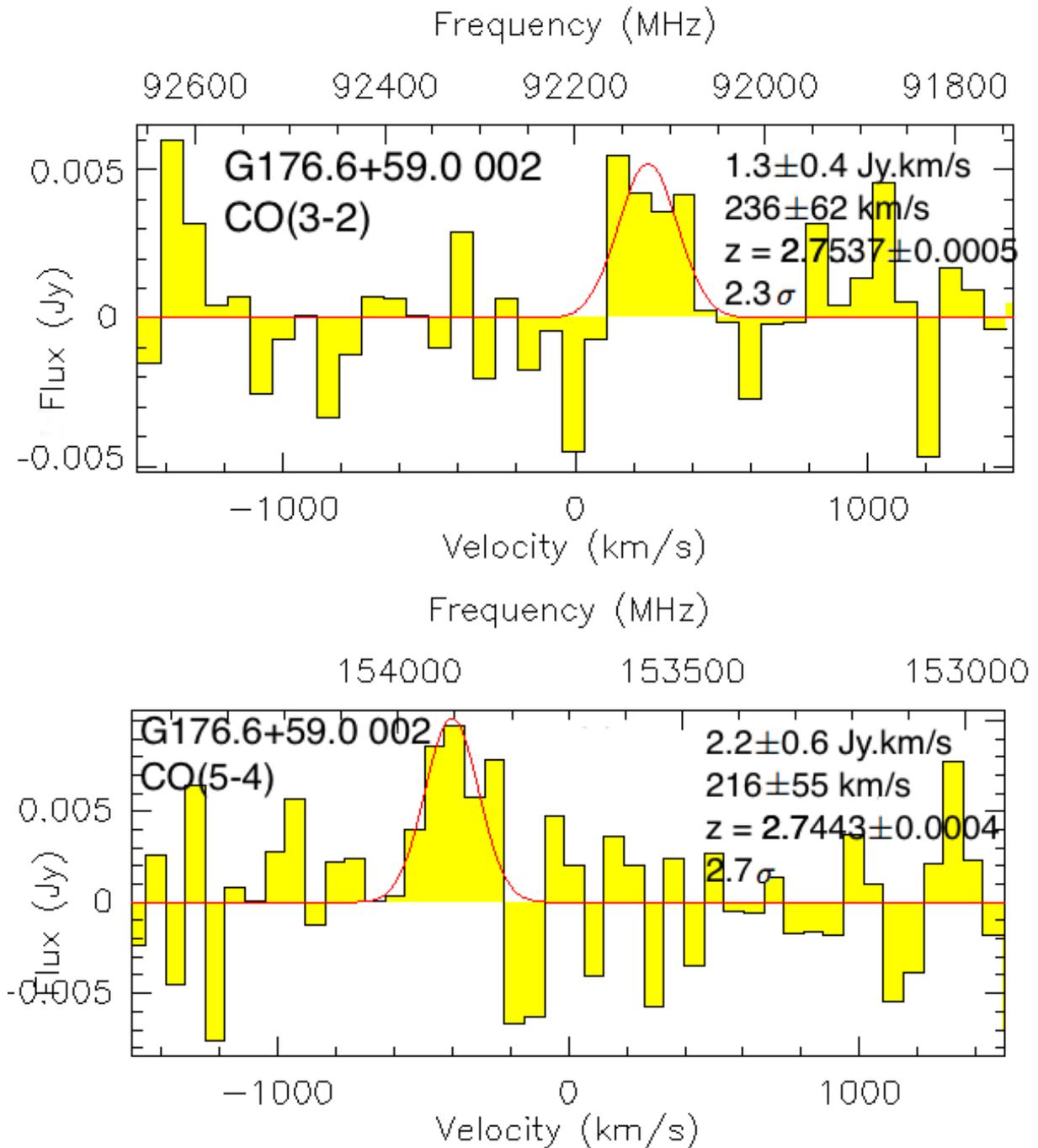
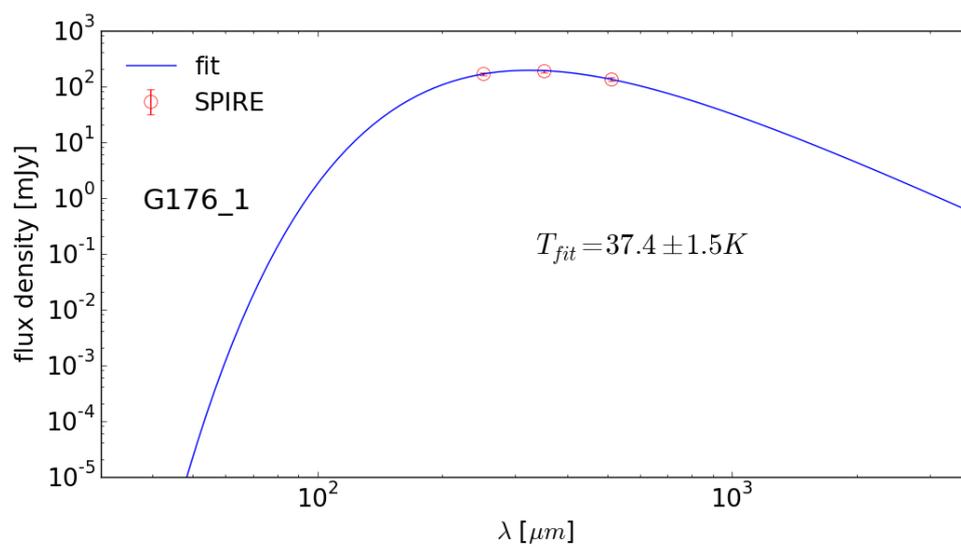
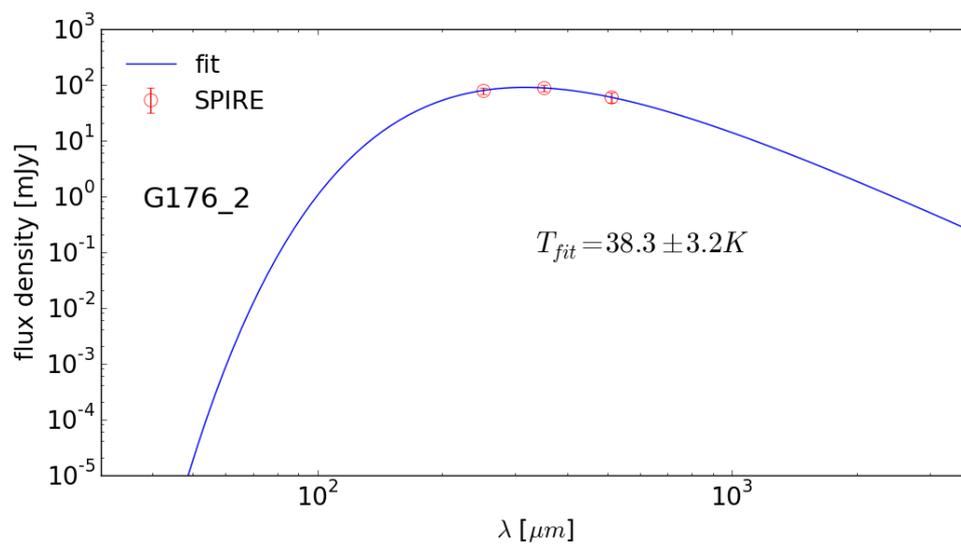


FIGURE 6.11 – Ajustement du spectre d'un corps noir modifié (courbe bleue) sur les 3 flux SPIRE de (a) G176_1, (b) G176_2 (250 μm , 350 μm et 500 μm). L'ajustement fournit la température de poussière T_d .



(a)



(b)

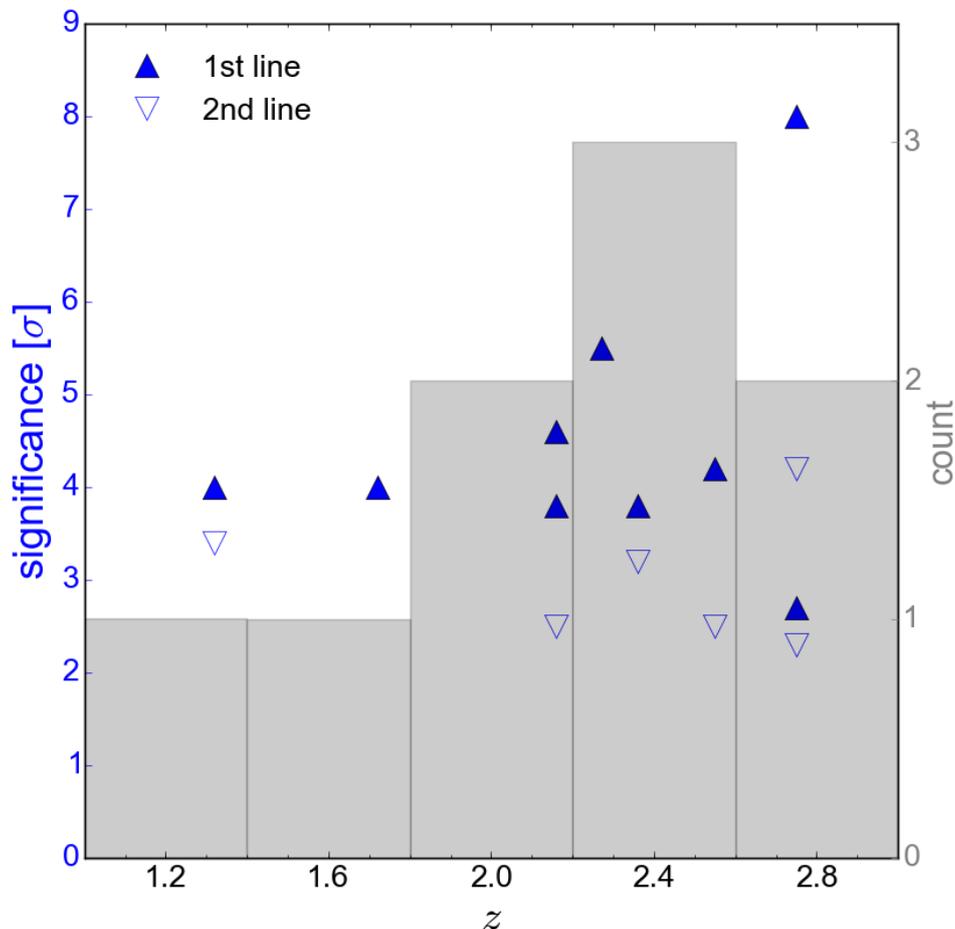
6.7 Synthèse des résultats

Le tableau 6.7 et la figure 6.12 récapitulent les résultats de nos observations.

TABLEAU 6.7 – Récapitulatif des résultats de toutes les observations EMIR concluantes : champ, nombre de sources confirmées, redshift, signification des raies, luminosité infrarouge, SFR et température de poussière. L_{IR} , SFR et T_{d} ont été calculés par intégration du corps noir modifié. Les résultats en gras sont ceux issus de mon travail, les autres sont reproduits du travail de CM.

champ	N_{src}	z	signif. [σ]	L_{IR} [$10^{12} L_{\odot}$]	SFR [$M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$]	T_{d} [K]
G052	1	2.27	5.5	13.4	2100	34.2
G059	1	2.36	3.8, 3.2	12.9	2000	30.6
G068	1	1.72	4.0	10.3	1600	32.6
G124	2	2.16	2.5, 4.6	13.1	2100	29.0
		2.16	3.8	10.2	1600	25.6
G131	1	1.32	3.4, 4.0	6.63	1100	31.0
G176	2	2.75	4.2, 8.0	37.5	5900	37.4
		2.75	2.3, 2.7	17.8	2800	38.3
G191	1	2.55	2.5, 4.2	18.9	2800	37.9

FIGURE 6.12 – Significances des raies de CO observées en fonction du redshift de la source, et histogramme de ces redshifts. Certaines sources ont deux raies observées : les triangles pleins indiquent la plus grande signification pour chaque source, les triangles vides la signification de la seconde raie quand elle existe.



6.8 Conclusion

Les observations au 30m de l'IRAM ont permis de confirmer le redshift de 9 sources, dont 2 paires au sein de 2 structures (G124 et G176). Peu de nos observations se sont soldées par une absence de raie. Des luminosités et fréquences des raies de CO, on peut déduire en cascade luminosité infrarouge, SFR, redshift, masse de poussière, masse de gaz, temps de déplétion, autant d'informations précieuses pour caractériser les sources. On peut aussi quantifier le niveau de *starburstiness* en comparant le SFR de nos sources au SFR typique des galaxies de la séquence principale à leur redshift (voir e.g. [SPEAGLE et al. \[2014\]](#)), mais au regard des incertitudes sur les SFR (et les masses stellaires encore à dériver), il ne paraît pas envisageable d'obtenir un résultat contraignant.

Excepté G131 à $z = 1.32$, toutes nos sources sont à $z > 1.5$, comme le suggéraient les couleurs SPIRE (voir chapitre 1). Les luminosités infrarouges, toutes au-delà de $10^{13} L_{\odot}$, et les SFR qui eux valent entre 1000 et 6000 $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, sont consistants avec les [star-forming galaxies \(SFG\)](#) de la littérature à ces redshifts (e.g. [DADDI et al. \[2009\]](#), [CONLEY et al. \[2011\]](#), [SANTOS et al. \[2015\]](#), [WANG et al. \[2016\]](#)). Il en est de même pour les températures de poussière. Vu leur faible Δz , les deux paires de sources identifiées dans G124 et G176 sont vraisemblablement gravitationnellement liées, ce qui permet de les appeler formellement des *structures* à grand redshift.

Chapitre 7

Euclid

*« Parmi les choses répandues au hasard, le plus beau : le cosmos.
L'harmonie invisible plus belle que la visible. Nature aime se
cacher. »*

Héraclite d'Éphèse

Sommaire

7.1 La mission	140
7.1.1 Les objectifs	140
7.1.2 Les instruments	140
7.2 Organisation	141
7.2.1 Le segment sol	142
7.2.2 MER	142
7.2.3 Implications dans Euclid	143
7.3 Variations de la PSF de VIS	143
7.3.1 PSF monochromatiques et effectives	145
7.3.2 Variations spectrales	146
7.3.3 Variations spatiales	146
7.4 Conclusion et perspectives	151

Ce dernier chapitre résume ma contribution au projet Euclid.

7.1 La mission

7.1.1 Les objectifs

Euclid (LAUREIJS et al. [2011]) est une mission spatiale de l'ESA dédiée à l'étude du secteur sombre (matière et énergie noires), sélectionnée en 2012 et devant être lancée en 2021. Elle est prévue pour durer 6 ans. Les deux sondes principales sont :

- le regroupement des galaxies, ou [galaxy clustering \(GC\)](#)
- le lentillage gravitationnel faible, ou [weak lensing \(WL\)](#)

Le GC permettra notamment d'étudier le taux d'expansion de l'Univers, via la mesure des oscillations acoustiques baryoniques ([baryon acoustic oscillations \(BAO\)](#)), et l'effet de la gravité à grande échelle, en mesurant les distorsions dans l'espace des redshifts ([redshift space distortions \(RSD\)](#)). D'autres grandeurs peuvent être dérivées et contraintes, comme la masse des neutrinos et les non-gaussianités primordiales. Les spectres de quelque 50 millions de galaxies seront observés dans l'intervalle $0.9 < z < 2$ avec une précision relative de $0.001(1+z)$.

Le WL permettra d'étudier les mêmes grandeurs que le GC. Il faudra obtenir le redshift photométrique et la morphologie d'environ 1.5 milliard de galaxies pour contraindre le cisaillement gravitationnel entre $z = 0$ et $z = 2$.

La combinaison de ces deux sondes devrait répondre aux objectifs chiffrés suivants (LAUREIJS et al. [2011]) :

- obtenir une incertitude de 0.02 et 0.1 pour w_0 et w_a respectivement, définis par l'équation d'état de l'énergie noire dépendant du temps : $w(a) = w_0 + w_a(1-a)$ (avec a le facteur d'échelle)
- obtenir une incertitude < 0.02 sur γ , l'indice de croissance (communément growth factor) défini par $\frac{\partial \ln(D)}{\partial \ln(a)} \sim \Omega_m^\gamma$, avec $D := \frac{\delta(z)}{\delta(0)}$, $\delta(z)$ le contraste de densité de matière à z et Ω_m la densité réduite de matière à z
- obtenir une incertitude < 0.03 eV sur la masse des neutrinos¹
- obtenir une incertitude de l'ordre du pour cent sur n_s , l'indice spectral des fluctuations primordiales de densité

Deux relevés seront effectués : un large de minimum 15000 deg² (20000 deg² visés), et un profond de 40 deg², de 2 magnitudes plus profond que le précédent.

7.1.2 Les instruments

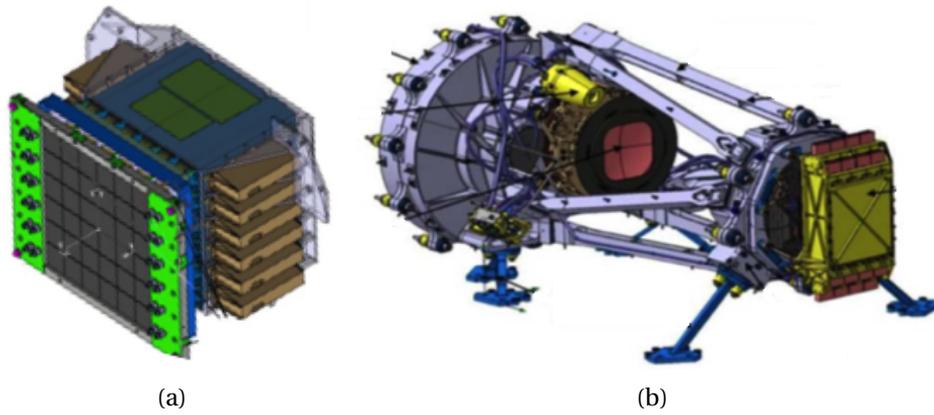
Le satellite embarquera deux instruments, VIS et NISP, illustrés figure 7.1 :

- [Visible \(VIS\)](#) (CROPPER et al. [2016]) est un imageur CCD large-bande de 604 millions de pixels², observant de 550 nm à 900 nm dans un champ de vue d'environ 0.56 deg², avec une taille de pixel de 0.1". Sa magnitude limite à 10σ est de 24.5 AB (pour les sources étendues).
- Le [near infrared spectro-photometer \(NISP\)](#) est un spectro-imageur infrarouge. Côté imageur, il observe de 920 nm à 2000 nm, soit en bandes YJH, dans un champ de vue d'environ 0.55 deg², avec une taille de pixel de 0.3". Sa magnitude limite à 5σ est de 24 AB (pour les sources ponctuelles). Côté spectromètre, il observe de 1100 nm à 2000 nm avec une résolution spectrale de 250.

1. La limite supérieure actuelle issue de la cosmologie est $\Sigma m_\nu < 0.17$ eV (COUCHOT et al. [2017]).

2. la deuxième plus grande caméra spatiale, après celle de Gaia

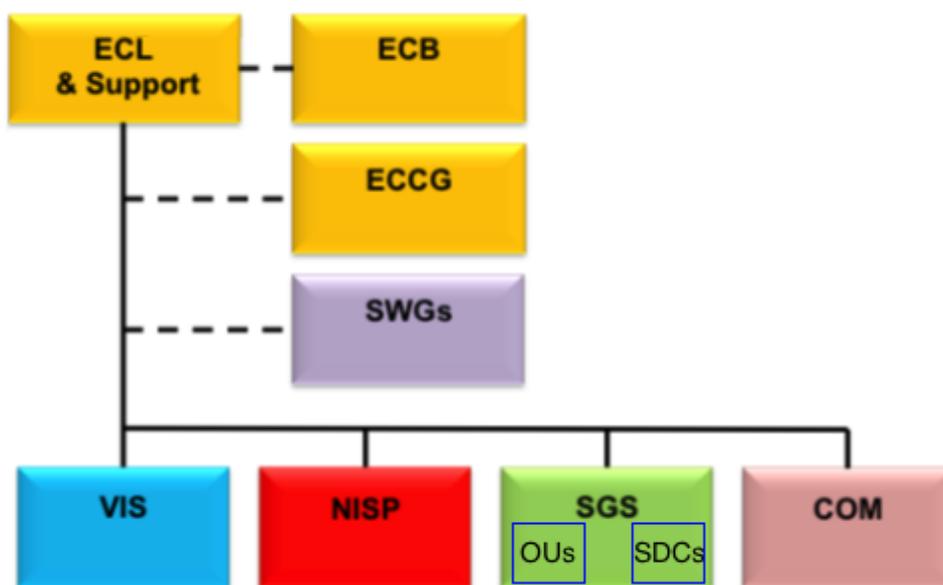
3. <https://www.euclid-ec.org/>

FIGURE 7.1 – (a) plan focal de VIS. (b) NISP. Tiré du site de la mission³

7.2 Organisation

Le consortium Euclid compte environ 1500 membres répartis dans près de 200 laboratoires de 16 pays. Pour la France sont impliqués l'INSU, l'IN2P3, l'IRFU et le CNES. Son organigramme simplifié est représenté figure 7.2.

- L'organisation et l'administration sont gérées par le [Euclid consortium lead \(ECL\)](#), le [Euclid consortium board \(ECB\)](#) et le [Euclid consortium coordination group \(ECCG\)](#), la communication par le segment éponyme (COM).
- Le développement des deux instruments est géré par les segments eux aussi éponymes (VIS et NISP).
- Le segment sol, ou [science ground segment \(SGS\)](#), est le cœur de la production des données (voir paragraphe suivant).
- Les [science working groups \(SWG\)](#) produisent la "science" à partir des données fournies par le SGS.

FIGURE 7.2 – Organigramme simplifié du consortium Euclid. Adapté du site web du CNES⁴

4. https://euclid.cnes.fr/fr/EUCLID/Fr/GP_organisation.htm

7.2.1 Le segment sol

Le SGS est composé principalement de deux types d'entités : les [science data centers \(SDC\)](#) et les [organization units \(OU\)](#).

Les SDC sont les infrastructures supportant les pipelines et gérant le stockage, l'archivage et la distribution des données. 9 pays en possèdent un⁵.

Les OU sont les cellules où sont développés les algorithmes et portions du pipeline final. Elles sont très interconnectées, chacune produisant et utilisant des produits intermédiaires pour les autres, comme l'illustre la figure 7.3. Elles sont au nombre de 10 :

- [Simulations \(SIM\)](#) simule un Univers et ses observations faites par les deux instruments à bord d'Euclid, comprenant toutes les corrections à effectuer (impacts de rayons cosmiques, distorsions géométriques, bruit de lecture, courants d'obscurité, champ plat, lumière diffuse, etc.) ainsi que le catalogue simulé. Ces simulations sont fournies à VIS, NIR, SIR et MER.
- [Visual imaging \(VIS\)](#) produit des images VIS individuelles et empilées, corrigées de tous les précédents défauts et le catalogue correspondant, pour l'instant à partir des simulations de SIM, et les envoie à MER, et les images individuelles à SPE.
- [Near infrared imaging \(NIR\)](#) fait de même avec les données photométriques NISP, elles aussi simulées par SIM pour le moment.
- [Near infrared spectroscopy \(SIR\)](#) réduit les données spectroscopiques de NISP et produit des spectres 1D calibrés en flux et en longueur d'onde.
- [External data \(EXT\)](#) se charge d'intégrer au pipeline les données externes à Euclid, provenant du [dark energy survey \(DES\)](#)⁶ et du [kilo degree survey \(KiDS\)](#)⁷.
- [Merging \(MER\)](#) crée une photométrie cohérente à partir des catalogues de VIS, NIR et EXT. Elle est décrite plus en détail dans le paragraphe suivant.
- [Shear measurements \(SHE\)](#) estime le cisaillement gravitationnel à partir de la morphologie des galaxies, et mesure la PSF sur les images.
- [Photo-z \(PHZ\)](#) estime les redshifts photométriques.
- [Spectroscopic measurements \(SPE\)](#) mesure les caractéristiques spectrales des spectres 1D ou 2D, détermine les redshifts spectroscopiques et classe les objets.
- [Level 3 data \(LE3\)](#) développe de nombreux algorithmes : fonctions de sélection des deux relevés, intercorrélation entre catalogues Euclid et externes, mesure du regroupement des galaxies, création de catalogues d'objets transitoires et d'étoiles/systèmes stellaires dans les galaxies proches, mesure de grandeurs liées au lentillage faible, etc.

7.2.2 MER

L'OU MER a pour rôle de fournir des mosaïques et une photométrie multibande cohérente à partir des produits des OU VIS, NIR et EXT. Ses tâches précises (ses *processing elements*) sont, dans cet ordre :

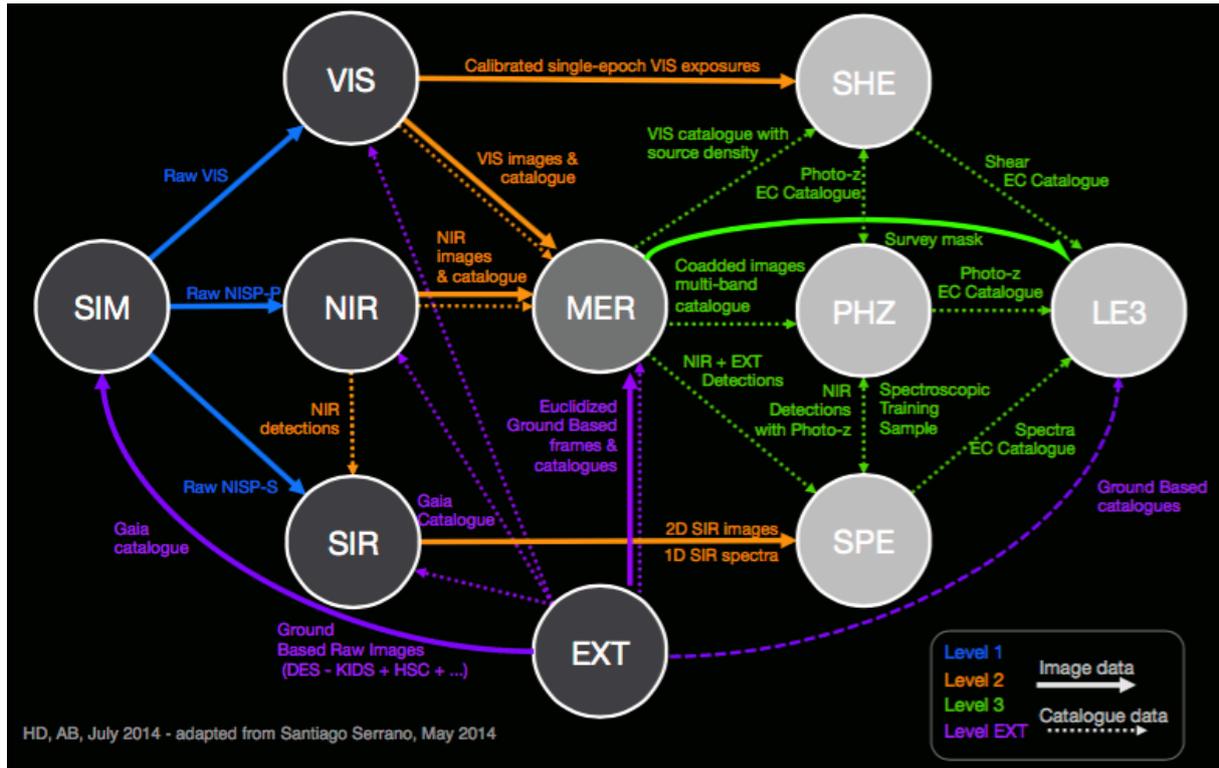
1. la création de mosaïques à la même taille de pixel
2. la soustraction du fond de ciel
3. la détection multibande d'objets avec *deblending* optimal
4. l'homogénéisation des PSF ; l'IAS est responsable de cette tâche
5. la mesure de photométrie multibande
6. la séparation étoiles/galaxies et la mesure des paramètres morphologiques
7. l'assemblage d'un catalogue final multi-longueurs d'onde

5. Suisse, Allemagne, Espagne, Finlande, France, Italie, Pays-Bas, Grande-Bretagne, États-Unis

6. <https://www.darkenergysurvey.org/>, DARK ENERGY SURVEY COLLABORATION et al. [2016]

7. <http://kids.strw.leidenuniv.nl/>, DE JONG et al. [2013]

FIGURE 7.3 – Interconnexions entre les 10 OU. Tiré de H. Dole et A. Boucaud pour Euclid France 2014, adapté de S. Serrano 2014



7.2.3 Implications dans Euclid

Ma thèse est financée pour moitié par le CNES, très largement impliqué dans Euclid. J’ai pour tâche d’y apporter ma contribution. J’ai été intégré à l’équipe Euclid de l’IAS et plus généralement à MER. J’ai participé à la séparation étoiles/galaxies et surtout à l’étude des variations de la PSF de VIS, que je détaille ci-après. Ce travail sur la PSF fait suite à celui réalisé par Thibaut Perdereau, un stagiaire de M1 présent en 2016.

7.3 Variations de la PSF de VIS

La **PSF**, ou fonction d’étalement d’un point, ou encore réponse impulsionnelle, est une fonction caractérisant la réponse d’un système optique à une source lumineuse ponctuelle. Un système optique circulaire parfait éclairé par une onde monochromatique produira une tache d’Airy par diffraction (voir figure 7.4). Si cette onde a pour longueur d’onde λ et le système une ouverture de diamètre D , le pouvoir de résolution θ , qu’on appellera nous PSE, vaut

$$\theta \approx 1.22 \lambda / D^8 \tag{7.1}$$

Le motif de la tache d’Airy peut être approximé par une gaussienne 2D, voir figure 7.5. Dans le cas d’imageurs aussi complexes que ceux d’Euclid, et au vu de la précision des mesures attendue, une telle approximation n’est pas suffisante : il est nécessaire de modéliser la PSF des 4 bandes photométriques d’Euclid (VIS, NISP-Y, NISP-J, NISP-H), ainsi que leur variation avec tout ce qui peut les impacter. À partir de quelques modèles de PSF créés par SIM et l’outil `pseff` développé par Alexandre Boucaud⁹ pour les appréhender, j’ai étudié les variations spectrales et spatiales de la PSF de VIS, que je décris après avoir fourni des explications sur ces modèles.

8. Et en toute rigueur, $\theta = \arcsin\left(\frac{j_{1,1}}{\pi} \frac{\lambda}{D}\right)$, où $j_{1,1} \approx 3.83171$ est le premier zéro de la fonction de Bessel J_1 .

9. <https://github.com/aboucaud/pseff>

FIGURE 7.4 – *Gauche* : profil 2D d'une tache de diffraction (dite d'Airy) à travers l'ouverture circulaire d'un système optique parfait. *Droite* : étoile de type K vue par l'imageur VIS, simulée par VIS. Une modélisation plus fine que la tache d'Airy semble bienvenue.

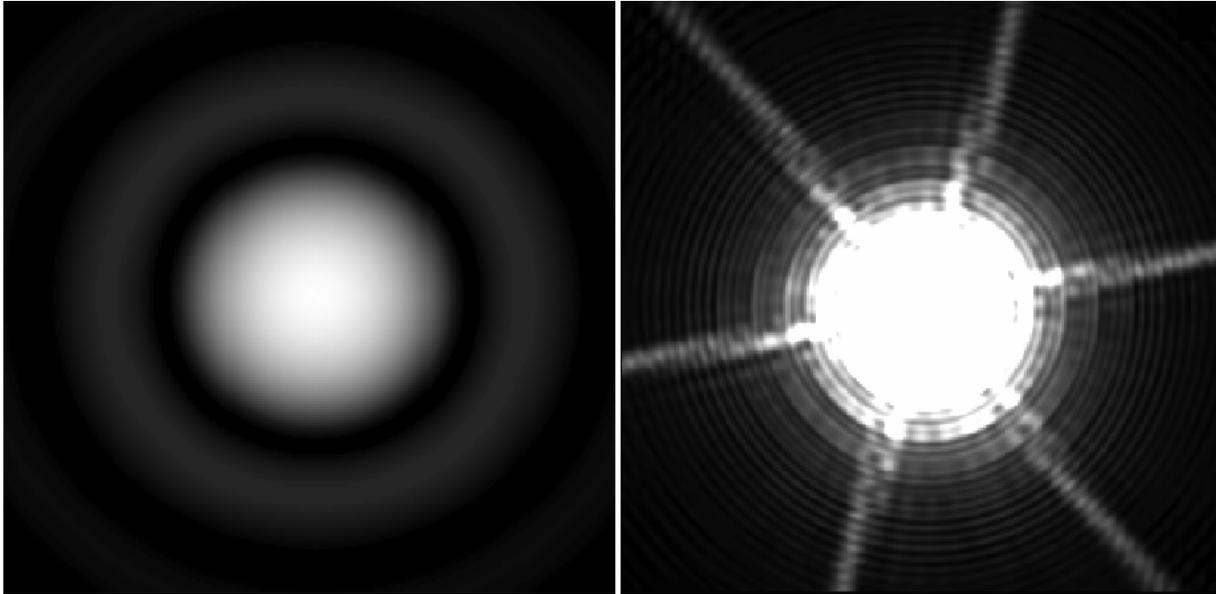


FIGURE 7.5 – Profil d'intensité d'une tache de diffraction (en bleu), approximé par une gaussienne (en noir). Tiré de SEYFORTH [2016]

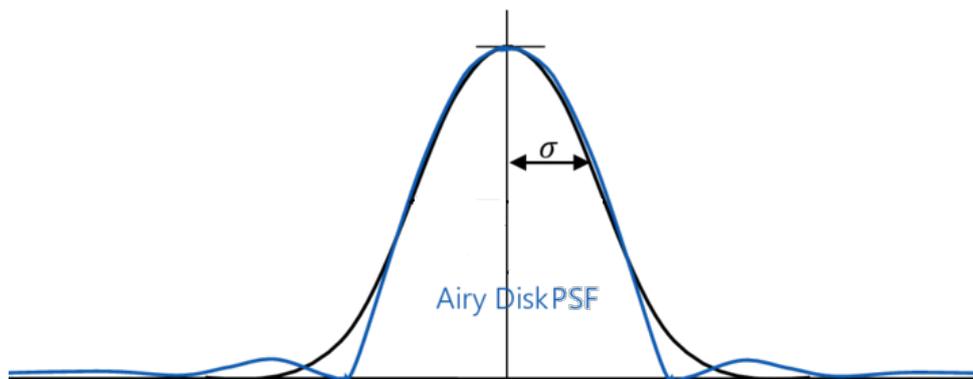
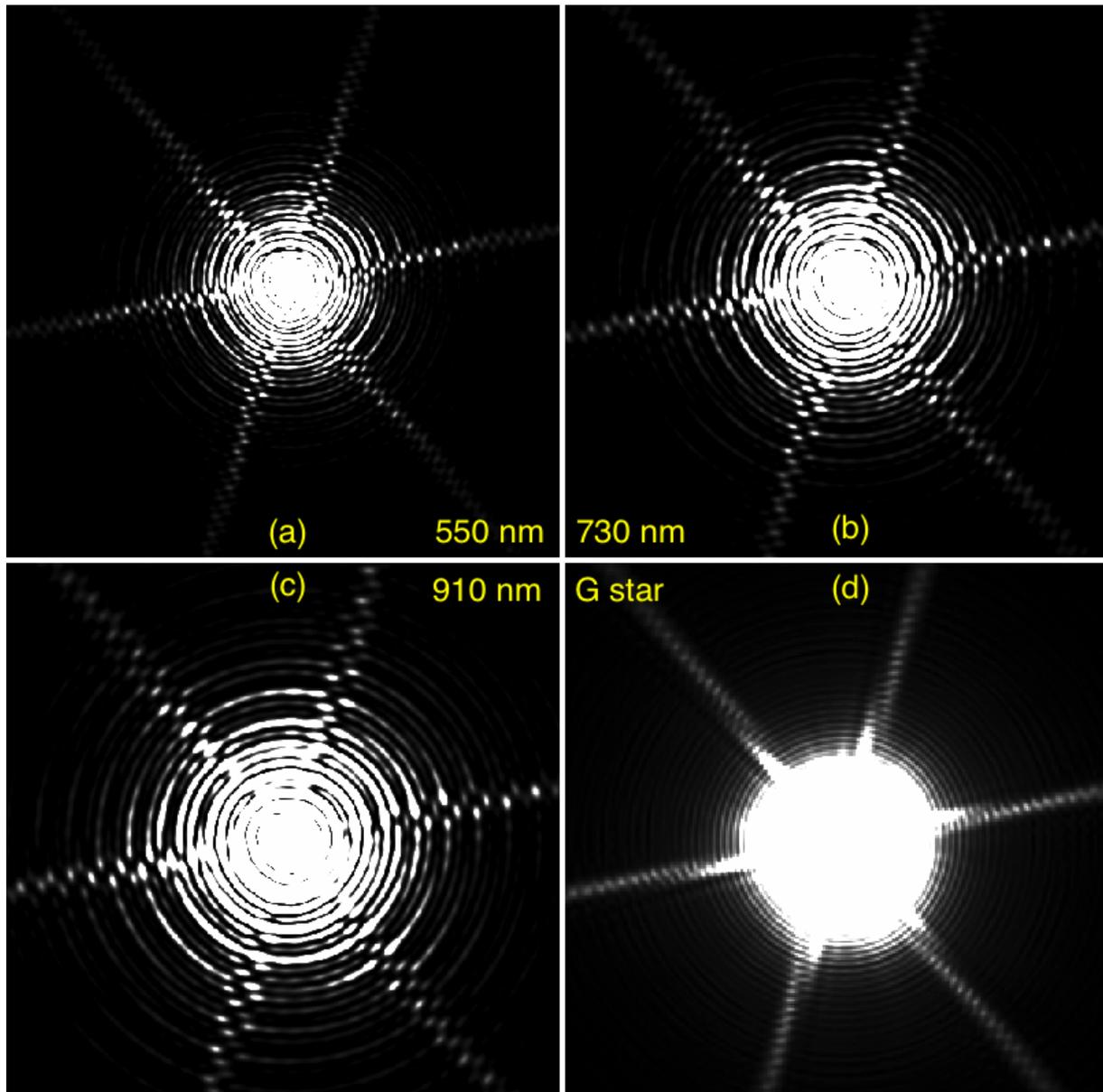


FIGURE 7.6 – (a), (b), (c) PSF monolambda pour 3 longueurs d’onde différentes. (d) PSF effective pour une étoile de type G V, calculée à partir des 11 PSF monochromatiques et du spectre de l’étoile



7.3.1 PSF monochromatiques et effectives

VIS observant entre 550 nm et 910 nm, c’est un imageur large-bande. Sa réponse à une source lumineuse, c’est-à-dire sa PSF si la source est ponctuelle, dépendra du spectre de cette source dans son intervalle d’observation. Pour modéliser la réponse de VIS, on modélise ses réponses monochromatiques, qu’on appelle PSF monochromatiques ou monolambda. 11 ont été créées par SIM, pour 11 longueurs d’onde différentes¹⁰, puis 36 en ont été interpolées.

Vient ensuite la création des PSF effectives, ou large-bande. Ces PSF dépendent du spectre de l’objet observé. Une PSF large-bande est une convolution entre le spectre de l’objet et l’ensemble des 36 PSF monochromatiques, en prenant en compte la transmission de l’imageur en fonction de la longueur d’onde. La figure 7.6 illustre le passage d’un ensemble de PSF monolambda à une PSF effective.

J’ai étudié la variation de ces PSF effectives en fonction de l’objet observé (étoile ou galaxie), de son type spectral et de sa position dans le plan focal de VIS. Plus précisément, on étudie non pas une PSF mais des grandeurs associées. Dans mon cas, j’en ai étudié trois :

10. 550, 586, 622, 658, 694, 730, 766, 802, 838, 874 et 910 nm

- la largeur à mi-hauteur (FWHM)
- R_{83} , le rayon du disque contenant 83% du flux de l'objet ¹¹
- l'ellipticité

In fine, il s'agit de savoir si ces variations auront un impact à prendre en compte sur la photométrie ou si elles seront négligeables. Les bibliothèques de modèles utilisées sont :

- pour les étoiles, la bibliothèque de modèles semi-empiriques BaSeL 2.2 (LEJEUNE et al. [1997])
- pour les galaxies, la bibliothèque SWIRE (POLLETTA et al. [2007])

7.3.2 Variations spectrales...

On considère les variations des trois grandeurs liées à la PSF (FWHM, R_{83} , ellipticité) en fonction du type spectral de l'étoile ou de la galaxie, en se plaçant au centre du plan focal.

... des étoiles

Les variations spectrales pour les étoiles sont données figure 7.7. La largeur à mi-hauteur et R_{83} sont deux quantités représentant l'extension apparente d'une source, elles sont donc étroitement corrélées. À l'exception des étoiles de type M, leur FWHM et leur R_{83} suivent une pente bien définie qui est la manifestation de l'équation (7.1), où λ est la longueur d'onde du pic d'émission de l'étoile. Mises à part les étoiles de classe M peu lumineuses, la FWHM et R_{83} sont toujours à moins de 5% de leur valeur médiane, respectivement 0.123'' et 0.252''. L'ellipticité a une plus grande fluctuation, mais son calcul intègre la circularisation de la PSF, introduisant un facteur d'erreur supplémentaire. Malgré la circularisation, la plupart des étoiles sont quand même contenues dans les 10% autour de la valeur médiane de 0.073.

... des galaxies

Les variations spectrales pour les galaxies sont données figure 7.8. Les 25 modèles représentent des galaxies elliptiques, spirales, *starburst* (formation stellaire intense et de courte durée), avec AGN de type I, de type II, et composites (*starburst* avec AGN). Les valeurs médianes de la FWHM (0.124'') et du R_{83} (0.256'') sont similaires à celles des étoiles, quoique bien moins dispersées. L'ellipticité médiane des galaxies est presque la même que celle des étoiles, 0.071 ; la dispersion est également bien moindre : un intervalle de $\pm 2\%$ autour de cette valeur englobe quasiment tous les types. Les SED des galaxies sont assez similaires dans le domaine optique, contrairement aux étoiles pour lesquelles la température, et donc le spectre, peut varier beaucoup de l'une à l'autre. Voilà pourquoi les quantités sont moins dispersées pour les galaxies.

7.3.3 Variations spatiales

On considère maintenant les variations de la PSF en fonction de la position de la source sur le plan focal. Pour ce faire, celui-ci a été échantillonné en $40 \times 40 = 1600$ pixels. En chaque pixel ont été simulées les 11 PSF monochromatiques. On regarde comment évoluent les trois grandeurs liées à la PSF effective dans le cas où notre objet est un corps noir. La figure 7.9 illustre le spectre de 3 corps noirs à différentes températures (3000, 5000 et 10000 K) passant à travers la bande passante de VIS : la température de l'étoile, autrement dit son type spectral, influe beaucoup sur le flux VIS. La figure 7.10 illustre la variation des trois grandeurs en fonction de la position sur le plan focal pour un corps noir à 5000 K, soit approximativement une étoile de classe G ¹².

Pour un corps noir à 5000 K, la FWHM ne dévie pas de plus de 2% de sa valeur médiane sur tout le plan focal, contrairement à R_{83} qui semble présenter un léger biais, avec des valeurs systématiquement faibles dans la partie haute du plan focal, et systématiquement élevées dans la partie gauche,

11. Cette valeur de 83% est utilisée dans l'industrie.

12. comme le Soleil

FIGURE 7.7 – Variations de la FWHM (haut), du R_{83} (milieu) et de l'ellipticité (bas) de la PSF de 131 étoiles, en fonction de leurs classe et sous-classe spectrales, observées au centre du plan focal. Sont aussi représentées les valeurs médianes (traits continus) et les valeurs s'en écartant de 5% (traits pointillés). Pour chacune des 7 classes d'étoiles, les sous-classes vont, de gauche à droite, des plus lumineuses aux plus faibles.

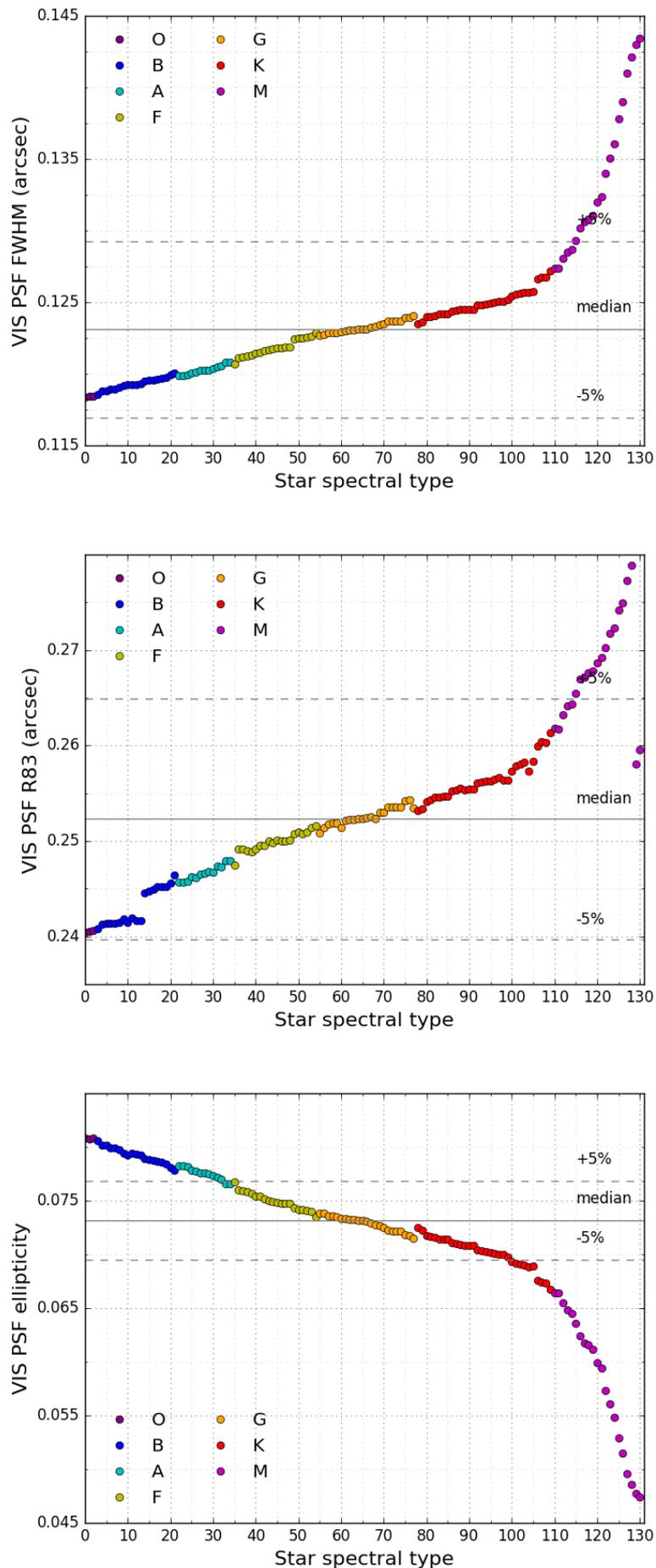


FIGURE 7.8 – Variations de la FWHM (haut), du R_{83} (milieu) et de l'ellipticité (bas) de la PSF de 25 galaxies, en fonction de leurs classe et sous-classe spectrales, observées au centre du plan focal. Sont aussi représentées les valeurs médianes (traits continus) et les valeurs s'en écartant d'1% (traits pointillés).

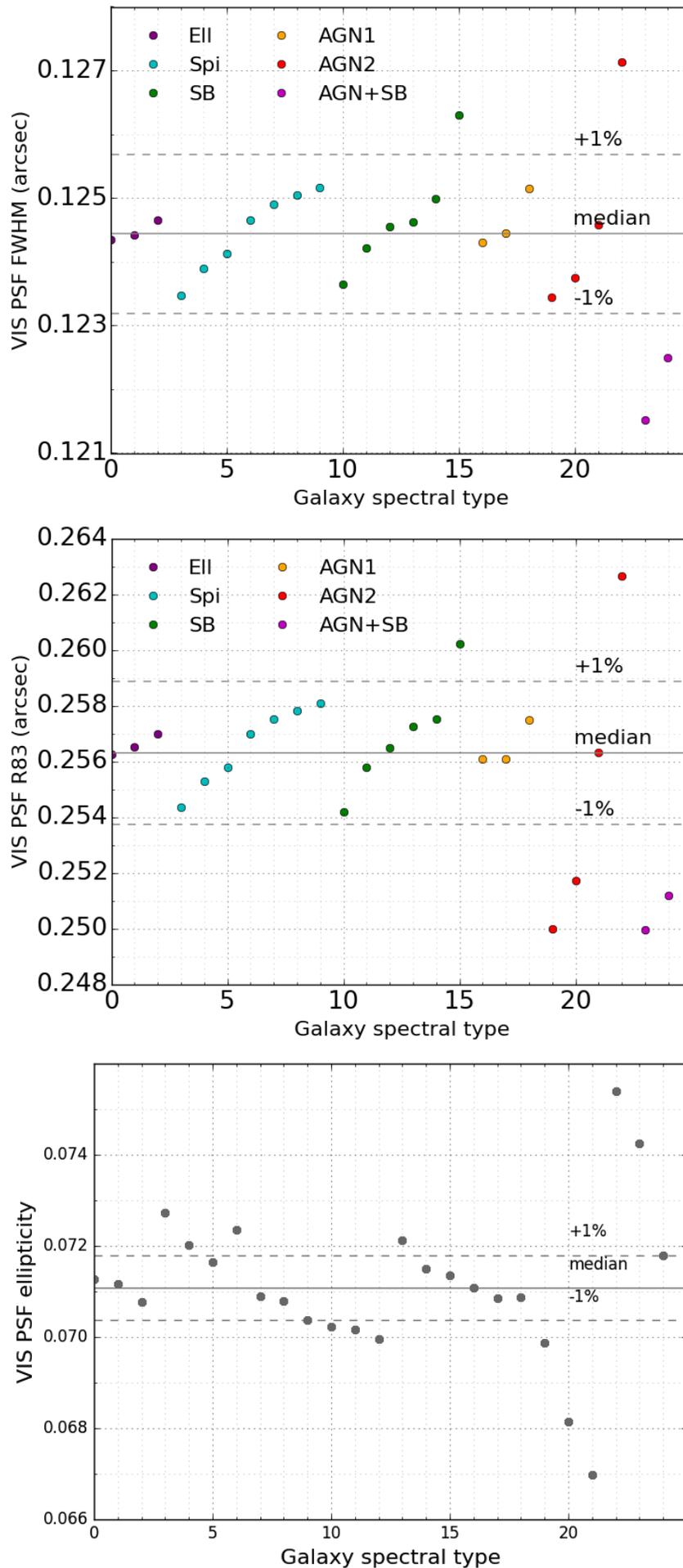
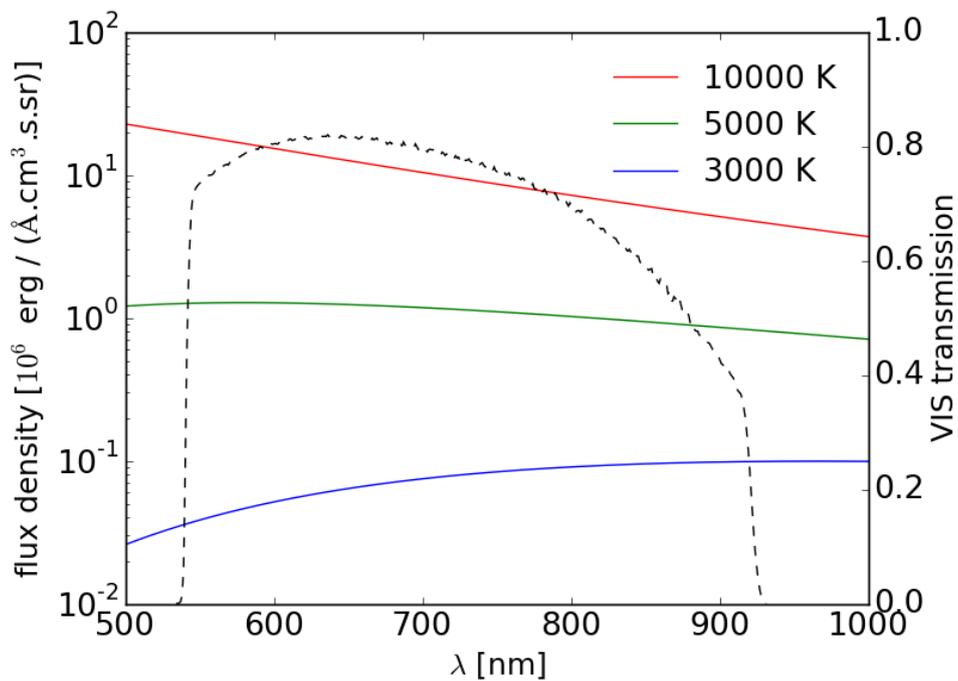
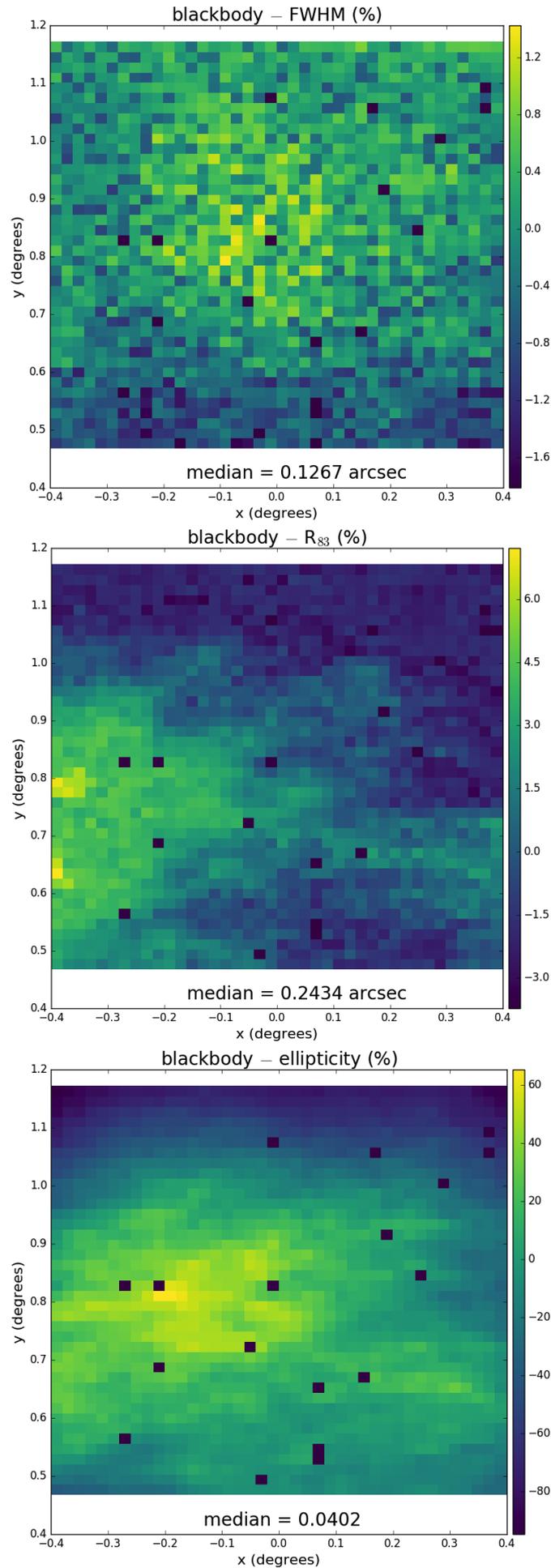


FIGURE 7.9 – Spectre de 3 corps noirs (en couleurs) et bande passante de VIS (en pointillés). Les corps noirs ont pour température 10000, 5000 et 3000 K, correspondant à des étoiles de type B, G et M respectivement.



pour une variation maximale de 8% environ. L'ellipticité varie elle de près de 100% au maximum, mais une fois encore la circularisation de la PSF induit une erreur supplémentaire, et les faibles valeurs de l'ellipticité (autour de 0.04) font qu'un léger écart représente un pourcentage élevé.

FIGURE 7.10 – Variations de la FWHM (haut), du R_{83} (milieu) et de l'ellipticité (bas) de la PSF d'un corps noir à 5000 K sur le plan focal. Sont aussi données les valeurs médianes.



7.4 Conclusion et perspectives

En utilisant des bibliothèques standards de modèles de galaxies et d'étoiles, j'ai montré que la FWHM, le R_{83} et l'ellipticité des PSF effectives de ces objets au travers de VIS varient sur le plan focal et en fonction de la nature de l'objet. Ces variations sont toutefois limitées pour la majorité des objets, et plus particulièrement pour les galaxies. Mais engendreront-elles des variations sensibles de la photométrie de VIS? Faudra-t-il inclure une erreur supplémentaire dans le budget total de l'erreur photométrique, voire, pire, la corriger au mieux de ces effets? Si tel est le cas, il faudra modéliser ces variations spatiales et spectrales. Une étude préliminaire a été entamée par T. Perdureau, alors étudiant en M1. L'étude photométrique est poursuivie par l'équipe.

Conclusion et perspectives

« The greatest obstacle to discovery is not ignorance, it is the illusion of knowledge. »

Daniel J. Boorstin

Conclusion

232 des 2151 sources *Planck* du catalogue PHZ ont été observées par *Herschel*/SPIRE et analysées (GUERY [2015], PLANCK COLLABORATION et al. [2016]), révélant de possibles amas ou proto-amas de galaxies à un redshift autour de 2. De cet échantillon HPASSS a été extrait l'échantillon SPHerIC, qui comporte 82 sources observées par *Spitzer*/IRAC à 3.6 μm et 4.5 μm . L'analyse (MARTINACHE [2016], Martinache et al. 2018, en prép.) confirme les prédictions de SPIRE. À mon arrivée, l'équipe avait en sa possession des données inexploitées du CFHT/WIRCam en bandes J et Ks dans 13 de ces 82 champs ; ma tâche a été d'en tirer un maximum d'informations pour rendre plus robuste l'échantillon SPHerIC.

Après avoir développé un pipeline de calibration photométrique pour créer les catalogues de sources JKs à partir des images pré-traitées et coadditionnées, j'ai construit des diagrammes couleur – magnitude et couleur – couleur, et en m'appuyant sur les modèles de BERTA et al. [2013] des cartes de densité dans 8 tranches en couleur. J'ai montré que :

1. Les sources SPIRE-rouges ont dans $\sim 75\%$ des cas une couleur JKs compatible avec $z > 1.5$, et dans $\sim 40\%$ des cas avec $z > 2$.
2. Les candidats sont spatialement étendus (plusieurs arcminutes), ce qui est attendu pour les progéniteurs des amas massifs actuels à $z \approx 2$ (voir e.g. CHIANG et al. [2013]).
3. 12 (92%) candidats semblent présenter une séquence rouge (J – Ks vs Ks), indiquant une structure mature.
4. Les couleurs ([3.6] – [4.5]) vs (J – Ks) sont compatibles avec les 12 modèles principaux de Berta et al. (95% de leur échantillon), tous représentant des galaxies en phase de formation stellaire.
5. Les surdensités JKs orange ($z \gtrsim 1.5$) sont en coïncidence angulaire étroite avec les surdensités IRAC-rouges ($z > 1.3$).
6. Les cartes de densité par tranche de couleur JKs révèlent aussi de nouveaux candidats, non nécessairement vus par IRAC.

Autres résultats individuels majeurs :

1. Le candidat G124 a une couleur JKs parfaitement compatible avec son redshift spectroscopique $z_{\text{spec}} = 2.16$, ce qui indique la qualité du découpage en couleurs JKs.
2. Concernant le candidat G073, les observations ALMA semblent indiquer un alignement fortuit avec un avant-plan à $z \sim 1$ (KNEISSL et al. [2018], voir annexe A.6). Or on observe une surdensité JKs jaune, compatible avec un tel avant-plan.
3. Le candidat G180 se révèle être au cœur d'une plus grande structure d'environ 8' de diamètre qui peut être distinctement scindée en deux régions grâce aux couleurs JKs.

En parallèle de l'analyse en proche infrarouge, j'ai fait de l'observation, réduction et analyse de données spectroscopiques EMIR du 30m de l'IRAM). Les principaux résultats sont les suivants :

1. Le candidat G124 contient 2 sources SPIRE, dont l'une avait été observée à $z = 2.15$; j'ai confirmé l'autre au même redshift, prouvant qu'on a bien affaire à une structure à grand redshift.
2. De même pour G176 dont une source SPIRE avait été observée à $z = 2.75$, j'ai confirmé la seconde au même redshift.
3. J'ai observé et confirmé que le candidat G131 est à $z = 1.32$.
4. La dérivation des paramètres physiques (T_d , L_{IR} , SFR) est assez voire très incertaine, mais semble indiquer des *starbursts* progéniteurs des amas locaux les plus massifs.

Enfin, mon travail sur la PSF de l'imageur VIS d'Euclid indique que celle-ci varie assez peu en fonction du type spectral de l'objet et de sa position sur le plan focal de l'instrument.

Perspectives

Concernant nos échantillons, il reste des pistes à explorer. Les 4 bandes en proche infrarouge en notre possession sur 13 champs (J, Ks, [3.6], [4.5]) permettent de tenter d'ajuster des modèles de galaxie pour en déduire des redshifts photométriques. Ce travail a été amorcé par Louis Legrand sur G073 en incluant les 3 bandes SPIRE, mais les incertitudes étaient importantes. En revanche, 4 de mes 13 champs possèdent des données optiques (CFHT/MegaCam *griz*) : les calibrer et les combiner aux bandes NIR serait certainement suffisant pour contraindre leur redshift photométrique. D'un autre côté, l'estimation des séquences rouges que j'ai faite ne me satisfait pas vraiment, car j'ignore la part de [LTG](#) qui les contaminent, et surtout leur position dans le diagramme, ce qui rend mon estimation hautement spéculative. Malheureusement, il n'existe pour le moment pas d'autre choix pour l'affiner que l'obtention d'autres données pour séparer les populations de galaxies, ce qui pourrait peut-être se faire sur les 4 champs qui ont des données optiques. En parlant d'obtention de nouvelles données, je rappelle que mes 13 champs représentent environ 20% de l'échantillon SPHERIC, qui lui-même ne représente que 30% de l'échantillon HPASSS ¹³, il est donc envisageable de continuer à observer des sources HPASSS en proche infrarouge et de les analyser comme on le fait actuellement. Il en est de même pour les observations spectroscopiques millimétriques : les campagnes IRAM ont majoritairement été fructueuses, les poursuivre est pertinent pour continuer à déterminer le redshift de nos candidats et contraindre leurs paramètres physiques.

D'un point de vue plus général, si notre compréhension de l'assemblage de la masse stellaire et de l'évolution des galaxies à grand redshift est encore limitée, c'est en partie dû à la faible statistique des (proto-)amas à grand z connus à ce jour, et aussi à leur mode de sélection souvent biaisé. Par exemple, notre échantillon primaire (le PHZ) est basé sur des surdensités sub-millimétriques ; [CARLA](#) ([WYLEZALEK et al. \[2013\]](#)), un autre relevé prometteur et déjà couronné de succès (e.g. [NOIROT et al. \[2016\]](#), [NOIROT et al. \[2018\]](#)), se base sur la présence d'AGN ; le relevé SZ du [SPT](#) ([REICHARDT et al. \[2013\]](#), [BLEEM et al. \[2015\]](#)) est naturellement sélectionné en masse. Une recherche systématique et non biaisée serait idéale, mais comment la mener à bien ? Les regards se tournent vers deux missions majeures à venir : Euclid et [JWST](#). Euclid va décupler le nombre de candidats amas à grand z , et JWST sera capable d'en étudier les propriétés physiques. Une proposal JWST à laquelle j'ai contribué est en cours. Nul doute que l'ère JWST/Euclid va changer notre paradigme sur la formation stellaire et l'évolution des galaxies dans les progéniteurs des amas locaux, en permettant notamment de reconstruire et comprendre l'histoire de la formation stellaire.

13. qui lui-même ne représente que 10% de l'échantillon PHZ, mais *Herschel* n'observe plus

Bibliographie

ADAM, R., A. ADANE, P. A. R. ADE, P. ANDRÉ, A. ANDRIANASOLO, H. AUSSEL, A. BEELEN, A. BENOÎT, A. BIDEAUD, N. BILLOT, O. BOURRION, A. BRACCO, M. CALVO, A. CATALANO, G. COIFFARD, B. COMIS, M. DE PETRIS, F. X. DÉSERT, S. DOYLE, E. F. C. DRIESSEN, R. EVANS, J. GOUPY, C. KRAMER, G. LAGACHE, S. LECLERCQ, J. P. LEGGERI, J. F. LESTRADE, J. F. MACÍAS-PÉREZ, P. MAUSKOPF, F. MAYET, A. MAURY, A. MONFARDINI, S. NAVARRO, E. PASCALE, L. PEROTTO, G. PISANO, N. PONTTHIEU, V. REVÉRET, A. RIGBY, A. RITACCO, C. ROMERO, H. ROUSSEL, F. RUPPIN, K. SCHUSTER, A. SIEVERS, S. TRIQUENEAUX, C. TUCKER et R. ZYLKA. 2018, «The NIKA2 large-field-of-view millimetre continuum camera for the 30 m IRAM telescope», *A&A*, vol. 609, doi :10.1051/0004-6361/201731503. [120](#)

ADE, P. A. R., N. AGHANIM, Z. AHMED, R. W. AIKIN, K. D. ALEXANDER, M. ARNAUD, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY, D. BARKATS, R. B. BARREIRO, J. G. BARTLETT, N. BARTOLO, E. BATTANER, K. BENABED, A. BENOÎT, A. BENOIT-LÉVY, S. J. BENTON, J.-P. BERNARD, M. BERSANELLI, P. BIELEWICZ, C. A. BISCHOFF, J. J. BOCK, A. BONALDI, L. BONAVERA, J. R. BOND, J. BORRILL, F. R. BOUCHET, F. BOULANGER, J. A. BREVIK, M. BUCHER, I. BUDER, E. BULLOCK, C. BURIGANA, R. C. BUTLER, V. BUZA, E. CALABRESE, J.-F. CARDOSO, A. CATALANO, A. CHALLINOR, R.-R. CHARY, H. C. CHIANG, P. R. CHRISTENSEN, L. P. L. COLOMBO, C. COMBET, J. CONNORS, F. COUCHOT, A. COULAIS, B. P. CRILL, A. CURTO, F. CUTTAIA, L. DANESE, R. D. DAVIES, R. J. DAVIS, P. DE BERNARDIS, A. DE ROSA, G. DE ZOTTI, J. DELABROUILLE, J.-M. DELOUIS, F.-X. DÉSERT, C. DICKINSON, J. M. DIEGO, H. DOLE, S. DONZELLI, O. DORÉ, M. DOUSPIS, C. D. DOWELL, L. DUBAND, A. DUCOUT, J. DUNKLEY, X. DUPAC, C. DVORKIN, G. EFSTATHIOU, F. ELSNER, T. A. ENSSLIN, H. K. ERIKSEN, E. FALGARONE, J. P. FILIPPINI, F. FINELLI, S. FLIESCHER, O. FORNI, M. FRAILIS, A. A. FRAISSE, E. FRANCESCHI, A. FREJSEL, S. GALEOTTA, S. GALLI, K. GANGA, T. GHOSH, M. GIARD, E. GJERLØW, S. R. GOLWALA, J. GONZÁLEZ-NUEVO, K. M. GÓRSKI, S. GRATTON, A. GREGORIO, A. GRUPPUSO, J. E. GUDMUNDSSON, M. HALPERN, F. K. HANSEN, D. HANSON, D. L. HARRISON, M. HASSELFIELD, G. HELOU, S. HENROT-VERSILLÉ, D. HERRANZ, S. R. HILDEBRANDT, G. C. HILTON, E. HIVON, M. HOBSON, W. A. HOLMES, W. HOVEST, V. V. HRISTOV, K. M. HUFFENBERGER, H. HUI, G. HURRIER, K. D. IRWIN, A. H. JAFFE, T. R. JAFFE, J. JEWELL, W. C. JONES, M. JUVELA, A. KARAKCI, K. S. KARKARE, J. P. KAUFMAN, B. G. KEATING, S. KEFELI, E. KEIHÄNEN, S. A. KERNASOVSKIY, R. KESKITALO, T. S. KISNER, R. KNEISSL, J. KNOCHE, L. KNOX, J. M. KOVAC, N. KRACHMALNICOFF, M. KUNZ, C. L. KUO, H. KURKI-SUONIO, G. LAGACHE, A. LÄHTEENMÄKI, J.-M. LAMARRE, A. LASENBY, M. LATTANZI, C. R. LAWRENCE, E. M. LEITCH, R. LEONARDI, F. LEVRIER, A. LEWIS, M. LIGUORI, P. B. LILJE, M. LINDEN-VØRNLE, M. LÓPEZ-CANIEGO, P. M. LUBIN, M. LUEKER, J. F. MACÍAS-PÉREZ, B. MAFFEI, D. MAINO, N. MANDOLESI, A. MANGILLI, M. MARIS, P. G. MARTIN, E. MARTÍNEZ-GONZÁLEZ, S. MASI, P. MASON, S. MATARRESE, K. G. MEGERIAN, P. R. MEINHOLD, A. MELCHIORRI, L. MENDES, A. MENNELLA, M. MIGLIACCIO, S. MITRA, M.-A. MIVILLE-DESCHÊNES, A. MONETI, L. MONTIER, G. MORGANTE, D. MORTLOCK, A. MOSS, D. MUNSHI, J. A. MURPHY, P. NASELSKY, F. NATI, P. NATOLI, C. B. NETTERFIELD, H. T. NGUYEN, H. U. NØRGAARD-NIELSEN, F. NOVIELLO, D. NOVIKOV, I. NOVIKOV, R. O'BRIENT, R. W. OGBURN, A. ORLANDO, L. PAGANO, F. PAJOT, R. PALADINI, D. PAOLETTI, B. PARTRIDGE, F. PASIAN, G. PATANCHON, T. J. PEARSON, O. PERDEREAU, L. PEROTTO, V. PETTORINO, F. PIACENTINI, M. PIAT, D. PIETROBON, S. PLASZCZYNSKI, E. POINTECOUTEAU, G. POLENTA, N. PONTTHIEU, G. W. PRATT, S. PRUNET, C. PRYKE, J.-L. PUGET, J. P. RACHEN, W. T. REACH, R. REBOLO, M. REINECKE, M. REMAZEILLES, C. RENAULT, A. RENZI, S. RICHTER, I. RISTORCELLI, G. ROCHA, M. ROSSETTI, G. ROUDIER, M. ROWAN-ROBINSON, J. A. RUBIÑO MARTÍN, B. RUSHOLME, M. SANDRI, D. SANTOS, M. SAVELAINEN, G. SAVINI, R. SCHWARZ, D. SCOTT, M. D. SEIFFERT, C. D.

- SHEEHY, L. D. SPENCER, Z. K. STANISZEWSKI, V. STOLYAROV, R. SUDIWALA, R. SUNYAEV, D. SUTTON, A.-S. SUUR-USKI, J.-F. SYGNET, J. A. TAUBER, G. P. TEPLY, L. TERENCEZI, K. L. THOMPSON, L. TOFFOLATTI, J. E. TOLAN, M. TOMASI, M. TRISTRAM, M. TUCCI, A. D. TURNER, L. VALENZIANO, J. VALIVIITA, B. VAN TENT, L. VIBERT, P. VIELVA, A. G. VIAREGG, F. VILLA, L. A. WADE, B. D. WANDL, R. WATSON, A. C. WEBER, I. K. WEHUS, M. WHITE, S. D. M. WHITE, J. WILLMERT, C. L. WONG, K. W. YOON, D. YVON, A. ZACCHEI et A. ZONCA. 2015, «Joint analysis of bicep2/keck array and planck data», *Phys. Rev. Lett.*, vol. 114, doi :10.1103/PhysRevLett.114.101301, p. 101 301. URL <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevLett.114.101301>. 18
- ANDREON, S. et M. HUERTAS-COMPANY. 2011, «Red sequence determination of the redshift of the cluster of galaxies JKCS 041 : z 2.2», *A&A*, vol. 526, doi :10.1051/0004-6361/201015610, A11. 11
- BAHCALL, N. A. et A. KULIER. 2014, «Tracing mass and light in the Universe : where is the dark matter?», *MNRAS*, vol. 439, doi :10.1093/mnras/stu107, p. 2505–2514. 10
- BAYLISS, M. B., M. L. N. ASHBY, J. RUEL, M. BRODWIN, K. A. AIRD, M. W. BAUTZ, B. A. BENSON, L. E. BLEEM, S. BOCQUET, J. E. CARLSTROM, C. L. CHANG, H. M. CHO, A. CLOCCHIATTI, T. M. CRAWFORD, A. T. CRITES, S. DESAI, M. A. DOBBS, J. P. DUDLEY, R. J. FOLEY, W. R. FORMAN, E. M. GEORGE, D. GETTINGS, M. D. GLADDERS, A. H. GONZALEZ, T. DE HAAN, N. W. HALVERSON, F. W. HIGH, G. P. HOLDER, W. L. HOLZAPFEL, S. HOOVER, J. D. HRUBES, C. JONES, M. JOY, R. KEISLER, L. KNOX, A. T. LEE, E. M. LEITCH, J. LIU, M. LUEKER, D. LUONG-VAN, A. MANTZ, D. P. MARRONE, K. MAWATARI, M. MCDONALD, J. J. MCMAHON, J. MEHL, S. S. MEYER, E. D. MILLER, L. MOCANU, J. J. MOHR, T. E. MONTROY, S. S. MURRAY, S. PADIN, T. PLAGGE, C. PRYKE, C. L. REICHARDT, A. REST, J. E. RUHL, B. R. SALIWANCHIK, A. SARO, J. T. SAYRE, K. K. SCHAFER, E. SHIROKOFF, J. SONG, B. STALDER, R. ŠUHADA, H. G. SPIELER, S. A. STANFORD, Z. STANISZEWSKI, A. A. STARK, K. STORY, C. W. STUBBS, A. VAN ENGELEN, K. VANDERLINDE, J. D. VIEIRA, A. VIKHLININ, R. WILLIAMSON, O. ZAHN et A. ZENTENO. 2014, «SPT-CL J2040-4451 : An SZ-selected Galaxy Cluster at z = 1.478 with Significant Ongoing Star Formation», *ApJ*, vol. 794, doi : 10.1088/0004-637X/794/1/12, 12. 14
- BELL, E. F. 2003, «Estimating Star Formation Rates from Infrared and Radio Luminosities : The Origin of the Radio-Infrared Correlation», *ApJ*, vol. 586, doi :10.1086/367829, p. 794–813. 23, 122
- BERTA, S., D. LUTZ, P. SANTINI, S. WUYTS, D. ROSARIO, D. BRISBIN, A. COORAY, A. FRANCESCHINI, C. GRUPPIONI, E. HATZIMINAOGLOU, H. S. HWANG, E. LE FLOCH, B. MAGNELLI, R. NORDON, S. OLIVER, M. J. PAGE, P. POPESSO, L. POZZETTI, F. POZZI, L. RIGUCCINI, G. RODIGHIERO, I. ROSEBOOM, D. SCOTT, M. SYMEONIDIS, I. VALTCHANOV, M. VIERO et L. WANG. 2013, «Panchromatic spectral energy distributions of *Herschel* sources», *Astronomy & Astrophysics*, vol. 551, doi : 10.1051/0004-6361/201220859, p. A100, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201220859>. 1, 2, 58, 61, 107, 108, 154, XVIII
- BERTIN, E. et S. ARNOUITS. 1996, «SExtractor : Software for source extraction.», *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, vol. 117, doi :10.1051/aas:1996164, p. 393–404. 35
- BÉTHERMIN, M., H. DOLE, A. BEELEN et H. AUSSEL. 2010, «Spitzer deep and wide legacy mid- and far-infrared number counts and lower limits of cosmic infrared background», *A&A*, vol. 512, doi : 10.1051/0004-6361/200913279, A78. 23
- BIELBY, R., P. HUDELLOT, H. J. MCCrackEN, O. ILBERT, E. DADDI, O. LE FÈVRE, V. GONZALEZ-PEREZ, J.-P. KNEIB, C. MARMO, Y. MELLIER, M. SALVATO, D. B. SANDERS et C. J. WILLOTT. 2012, «The WIRCam Deep Survey. I. Counts, colours, and mass-functions derived from near-infrared imaging in the CFHTLS deep fields», *A&A*, vol. 545, doi :10.1051/0004-6361/201118547, A23. 48, 50
- BLANTON, M. R. et S. ROWEIS. 2007, «K-Corrections and Filter Transformations in the Ultraviolet, Optical, and Near-Infrared», *AJ*, vol. 133, doi :10.1086/510127, p. 734–754. 38, 58
- BLEEM, L. E., B. STALDER, T. DE HAAN, K. A. AIRD, S. W. ALLEN, D. E. APPLGATE, M. L. N. ASHBY, M. BAUTZ, M. BAYLISS, B. A. BENSON, S. BOCQUET, M. BRODWIN, J. E. CARLSTROM, C. L. CHANG,

- I. CHIU, H. M. CHO, A. CLOCCHIATTI, T. M. CRAWFORD, A. T. CRITES, S. DESAI, J. P. DIETRICH, M. A. DOBBS, R. J. FOLEY, W. R. FORMAN, E. M. GEORGE, M. D. GLADDERS, A. H. GONZALEZ, N. W. HALVERSON, C. HENNIG, H. HOEKSTRA, G. P. HOLDER, W. L. HOLZAPFEL, J. D. HRUBES, C. JONES, R. KEISLER, L. KNOX, A. T. LEE, E. M. LEITCH, J. LIU, M. LUEKER, D. LUONG-VAN, A. MANTZ, D. P. MARRONE, M. McDONALD, J. J. McMAHON, S. S. MEYER, L. MOCANU, J. J. MOHR, S. S. MURRAY, S. PADIN, C. PRYKE, C. L. REICHARDT, A. REST, J. RUEL, J. E. RUHL, B. R. SALIWANCHIK, A. SARO, J. T. SAYRE, K. K. SCHAFFER, T. SCHRABBACK, E. SHIROKOFF, J. SONG, H. G. SPIELER, S. A. STANFORD, Z. STANISZEWSKI, A. A. STARK, K. T. STORY, C. W. STUBBS, K. VANDERLINDE, J. D. VIEIRA, A. VIKHLININ, R. WILLIAMSON, O. ZAHN et A. ZENTENO. 2015, «Galaxy Clusters Discovered via the Sunyaev-Zel'dovich Effect in the 2500 -Square-Degree SPT-SZ Survey», *The Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 216, doi :10.1088/0067-0049/216/2/27, 27. [14](#), [155](#)
- BOLATTO, A. D., M. WOLFIRE et A. K. LEROY. 2013, «The CO-to-H₂ Conversion Factor», *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 51, doi :10.1146/annurev-astro-082812-140944, p. 207–268. [120](#)
- BOWER, R. G., J. R. LUCEY et R. S. ELLIS. 1992, «Precision photometry of early-type galaxies in the Coma and Virgo clusters : a test of the universality of the colour-magnitude relation - II. Analysis.», *MNRAS*, vol. 254, doi :10.1093/mnras/254.4.601, p. 601. [62](#)
- BRUZUAL, G. et S. CHARLOT. 2003, «Stellar population synthesis at the resolution of 2003», *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 344, n° 4, p. 1000–1028. URL <https://academic.oup.com/mnras/article-abstract/344/4/1000/968846>. [26](#)
- BRUZUAL A., G. et S. CHARLOT. 1993, «Spectral Evolution of Stellar Populations Using Isochrone Synthesis», *ApJ*, vol. 405, doi :10.1086/172385, p. 538. [59](#)
- CAÑAMERAS, R., N. P. H. NESVADBA, D. GUERY, T. MCKENZIE, S. KÖNIG, G. PETITPAS, H. DOLE, B. FRYE, I. FLORES-CACHO, L. MONTIER, M. NEGRELLO, A. BEELEN, F. BOONE, D. DICKEN, G. LAGACHE, E. LE FLOC'H, B. ALTIERI, M. BÉTHERMIN, R. CHARY, G. DE ZOTTI, M. GIARD, R. KNEISSL, M. KRIPS, S. MALHOTRA, C. MARTINACHE, A. OMONT, E. POINTECOUTEAU, J.-L. PUGET, D. SCOTT, G. SOUCAIL, I. VALTCHANOV, N. WELIKALA et L. YAN. 2015, «Planck's dusty GEMS : The brightest gravitationally lensed galaxies discovered with the Planck all-sky survey», *A&A*, vol. 581, doi : 10.1051/0004-6361/201425128, A105. [19](#)
- CAPAK, P., H. AUSSEL, M. AJIKI, H. J. MCCrackEN, B. MOBASHER, N. SCOVILLE, P. SHOPBELL, Y. TANIGUCHI, D. THOMPSON, S. TRIBIANO, S. SASAKI, A. W. BLAIN, M. BRUSA, C. CARILLI, A. COMASTRI, C. M. CAROLLO, P. CASSATA, J. COLBERT, R. S. ELLIS, M. ELVIS, M. GIAVALISCO, W. GREEN, L. GUZZO, G. HASINGER, O. ILBERT, C. IMPEY, K. JAHNKE, J. KARTALTEPE, J.-P. KNEIB, J. KODA, A. KOEKEMOER, Y. KOMIYAMA, A. LEAUTHAUD, O. LE FEVRE, S. LILLY, C. LIU, R. MASSEY, S. MIYAZAKI, T. MURAYAMA, T. NAGAO, J. A. PEACOCK, A. PICKLES, C. PORCIANI, A. RENZINI, J. RHODES, M. RICH, M. SALVATO, D. B. SANDERS, C. SCARLATA, D. SCHIMINOVICH, E. SCHINNERER, M. SCODEGGIO, K. SHETH, Y. SHIOYA, L. A. M. TASCA, J. E. TAYLOR, L. YAN et G. ZAMORANI. 2007, «The First Release COSMOS Optical and Near-IR Data and Catalog», *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, vol. 172, doi :10.1086/519081, p. 99–116. [27](#), [60](#)
- CAPPELLARI, M., E. EMSELLEM, D. KRAJNOVIĆ, R. M. McDERMID, P. SERRA, K. ALATALO, L. BLITZ, M. BOIS, F. BOURNAUD, M. BUREAU, R. L. DAVIES, T. A. DAVIS, P. T. DE ZEEUW, S. KHOCHFAR, H. KUNTSCHNER, P.-Y. LABLANCHE, R. MORGANTI, T. NAAB, T. OOSTERLOO, M. SARZI, N. SCOTT, A.-M. WEIJMANS et L. M. YOUNG. 2011, «The ATLAS^{3D} project - VII. A new look at the morphology of nearby galaxies : the kinematic morphology-density relation», *MNRAS*, vol. 416, doi :10.1111/j.1365-2966.2011.18600.x, p. 1680–1696. [11](#)
- CARLSTROM, J. E., P. A. R. ADE, K. A. AIRD, B. A. BENSON, L. E. BLEEM, S. BUSETTI, C. L. CHANG, E. CHAUVIN, H. M. CHO, T. M. CRAWFORD, A. T. CRITES, M. A. DOBBS, N. W. HALVERSON, S. HEIMSATH, W. L. HOLZAPFEL, J. D. HRUBES, M. JOY, R. KEISLER, T. M. LANTING, A. T. LEE, E. M. LEITCH, J. LEONG, W. LU, M. LUEKER, D. LUONG-VAN, J. J. McMAHON, J. MEHL, S. S. MEYER, J. J. MOHR,

- T. E. MONTROY, S. PADIN, T. PLAGGE, C. PRYKE, J. E. RUHL, K. K. SCHAFER, D. SCHWAN, E. SHIROKOFF, H. G. SPIELER, Z. STANISZEWSKI, A. A. STARK, C. TUCKER, K. VANDERLINDE, J. D. VIEIRA et R. WILLIAMSON. 2011, «The 10 Meter South Pole Telescope», *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, vol. 123, doi :10.1086/659879, p. 568. [14](#)
- CARTER, M., B. LAZAREFF, D. MAIER, J. Y. CHENU, A. L. FONTANA, Y. BORTOLOTTI, C. BOUCHER, A. NAVARRINI, S. BLANCHET, A. GREVE, D. JOHN, C. KRAMER, F. MOREL, S. NAVARRO, J. PEÑALVER, K. F. SCHUSTER et C. THUM. 2012, «The EMIR multi-band mm-wave receiver for the IRAM 30-m telescope», *A&A*, vol. 538, doi :10.1051/0004-6361/201118452. [120](#)
- CASEY, C. M., D. NARAYANAN et A. COORAY. 2014, «Dusty star-forming galaxies at high redshift», *Phys. Rep.*, vol. 541, doi :10.1016/j.physrep.2014.02.009, p. 45–161. [19](#)
- CHIANG, Y.-K., R. OVERZIER et K. GEBHARDT. 2013, «Ancient Light from Young Cosmic Cities : Physical and Observational Signatures of Galaxy Proto-clusters», *ApJ*, vol. 779, doi :10.1088/0004-637X/779/2/127. [10](#), [28](#), [154](#)
- CHIANG, Y.-K., R. OVERZIER et K. GEBHARDT. 2014, «Discovery of a Large Number of Candidate Protoclusters Traced by 15 Mpc-scale Galaxy Overdensities in COSMOS», *ApJ*, vol. 782, doi : 10.1088/2041-8205/782/1/L3, L3. [129](#)
- CHIANG, Y.-K., R. A. OVERZIER, K. GEBHARDT et B. HENRIQUES. 2017, «Galaxy Protoclusters as Drivers of Cosmic Star Formation History in the First 2 Gyr», *ApJ*, vol. 844, doi :10.3847/2041-8213/aa7e7b, L23. [11](#)
- CLEMENTS, D. L., F. G. BRAGLIA, A. K. HYDE, I. PÉREZ-FOURNON, J. BOCK, A. CAVA, S. CHAPMAN, A. CONLEY, A. COORAY, D. FARRAH, E. A. GONZÁLEZ SOLARES, L. MARCHETTI, G. MARSDEN, S. J. OLIVER, I. G. ROSEBOOM, B. SCHULZ, A. J. SMITH, M. VACCARI, J. VIEIRA, M. VIERO, L. WANG, J. WARDLOW, M. ZEMCOV et G. DE ZOTTI. 2014, «Herschel Multitiered Extragalactic Survey : clusters of dusty galaxies uncovered by Herschel and Planck», *MNRAS*, vol. 439, doi :10.1093/mnras/stt2253, p. 1193–1211. [22](#)
- COLLESS, M., G. DALTON, S. MADDOX, W. SUTHERLAND, P. NORBERG, S. COLE, J. BLAND-HAWTHORN, T. BRIDGES, R. CANNON, C. COLLINS, W. COUCH, N. CROSS, K. DEELEY, R. DE PROPRIIS, S. P. DRIVER, G. EFSTATHIOU, R. S. ELLIS, C. S. FRENK, K. GLAZEBROOK, C. JACKSON, O. LAHAV, I. LEWIS, S. LUMSDEN, D. MADGWICK, J. A. PEACOCK, B. A. PETERSON, I. PRICE, M. SEABORNE et K. TAYLOR. 2001, «The 2dF Galaxy Redshift Survey : spectra and redshifts», *MNRAS*, vol. 328, doi : 10.1046/j.1365-8711.2001.04902.x, p. 1039–1063. [6](#)
- CONLEY, A., A. COORAY, J. D. VIEIRA, E. A. GONZÁLEZ SOLARES, S. KIM, J. E. AGUIRRE, A. AMBLARD, R. AULD, A. J. BAKER, A. BEELEN, A. BLAIN, R. BLUNDELL, J. BOCK, C. M. BRADFORD, C. BRIDGE, D. BRISBIN, D. BURGARELLA, J. M. CARPENTER, P. CHANIAL, E. CHAPIN, N. CHRISTOPHER, D. L. CLEMENTS, P. COX, S. G. DJORGOVSKI, C. D. DOWELL, S. EALES, L. EARLE, T. P. ELLSWORTH-BOWERS, D. FARRAH, A. FRANCESCHINI, D. FRAYER, H. FU, R. GAVAZZI, J. GLENN, M. GRIFFIN, M. A. GURWELL, M. HALPERN, E. IBAR, R. J. IVISON, M. JARVIS, J. KAMENETZKY, M. KRIPS, L. LEVENSON, R. LUPU, A. MAHABAL, P. D. MALONEY, C. MARASTON, L. MARCHETTI, G. MARSDEN, H. MATSUHARA, A. M. J. MORTIER, E. MURPHY, B. J. NAYLOR, R. NERI, H. T. NGUYEN, S. J. OLIVER, A. OMONT, M. J. PAGE, A. PAPAGEORGIOU, C. P. PEARSON, I. PÉREZ-FOURNON, M. POHLEN, N. RANGWALA, J. I. RAWLINGS, G. RAYMOND, D. RIECHERS, G. RODIGHIERO, I. G. ROSEBOOM, M. ROWAN-ROBINSON, B. SCHULZ, D. SCOTT, K. SCOTT, P. SERRA, N. SEYMOUR, D. L. SHUPE, A. J. SMITH, M. SYMEONIDIS, K. E. TUGWELL, M. VACCARI, E. VALIANTE, I. VALTCHANOV, A. VERMA, M. P. VIERO, L. VIGROUX, L. WANG, D. WIEBE, G. WRIGHT, C. K. XU, G. ZEIMANN, M. ZEMCOV et J. ZMUIDZINAS. 2011, «Discovery of a Multiply Lensed Submillimeter Galaxy in Early HerMES Herschel/SPIRE Data», *ApJ*, vol. 732, doi :10.1088/2041-8205/732/2/L35, L35. [138](#)
- COOKE, E. A., N. A. HATCH, D. STERN, A. RETTURA, M. BRODWIN, A. GALAMETZ, D. WYLEZALEK, C. BRIDGE, C. J. CONSELICE, C. D. BREUCK, A. H. GONZALEZ et M. JARVIS. 2016, «A MATURE GALAXY CLUSTER AT $z = 1.58$ AROUND THE RADIO GALAXY 7c

- 1753+6311», *The Astrophysical Journal*, vol. 816, n° 2, doi :10.3847/0004-637X/816/2/83, p. 83, ISSN 1538-4357. URL <http://stacks.iop.org/0004-637X/816/i=2/a=83?key=crossref.5a59c058cc77c5cdafa11dd466bedb82>. 65
- CORREA, C. A., J. SCHAYE, B. CLAUWENS, R. G. BOWER, R. A. CRAIN, M. SCHALLER, T. THEUNS et A. C. R. THOB. 2017, «The relation between galaxy morphology and colour in the EAGLE simulation», *MNRAS*, vol. 472, doi :10.1093/mnras/slx133, p. L45–L49. 9
- COUCHOT, F., S. HENROT-VERSILLÉ, O. PERDEREAU, S. PLASZCZYNSKI, B. ROUILLÉ D'ORFEUIL, M. SPINELLI et M. TRISTRAM. 2017, «Cosmological constraints on the neutrino mass including systematic uncertainties», *A&A*, vol. 606, doi :10.1051/0004-6361/201730927. 140
- CROPPER, M., S. POTTINGER, S. NIEMI, R. AZZOLLINI, J. DENNISTON, M. SZAFRANIEC, S. AWAN, Y. MELLIER, M. BERTHE, J. MARTIGNAC, C. CARA, A. M. DI GIORGIO, A. SCIORTINO, E. BOZZO, L. GENOLET, R. COLE, A. PHILIPPON, M. HAILEY, T. HUNT, I. SWINDELLS, A. HOLLAND, J. GOW, N. MURRAY, D. HALL, J. SKOTTFELT, J. AMIAUX, R. LAUREIJS, G. RACCA, J. C. SALVIGNOL, A. SHORT, J. LORENZO ALVAREZ, T. KITCHING, H. HOEKSTRA, R. MASSEY et H. ISRAEL. 2016, «VIS : the visible imager for Euclid», dans *Space Telescopes and Instrumentation 2016 : Optical, Infrared, and Millimeter Wave*, vol. 9904, p. 99040Q, doi :10.1117/12.2234739. 140
- DADDI, E., A. CIMATTI, A. RENZINI, A. FONTANA, M. MIGNOLI, L. POZZETTI, P. TOZZI et G. ZAMORANI. 2004, «A New Photometric Technique for the Joint Selection of Star-forming and Passive Galaxies at $1.4 < z < 2.5$ », *ApJ*, vol. 617, doi :10.1086/425569, p. 746–764. 62
- DADDI, E., H. DANNERBAUER, D. STERN, M. DICKINSON, G. MORRISON, D. ELBAZ, M. GIAVALISCO, C. MANCINI, A. POPE et H. SPINRAD. 2009, «Two Bright Submillimeter Galaxies in a $z = 4.05$ Protocluster in Goods- North, and Accurate Radio-Infrared Photometric Redshifts», *ApJ*, vol. 694, doi : 10.1088/0004-637X/694/2/1517, p. 1517–1538. 138
- DADDI, E., M. DICKINSON, G. MORRISON, R. CHARY, A. CIMATTI, D. ELBAZ, D. FRAYER, A. RENZINI, A. POPE, D. M. ALEXANDER, F. E. BAUER, M. GIAVALISCO, M. HUYNH, J. KURK et M. MIGNOLI. 2007, «Multiwavelength Study of Massive Galaxies at $z \approx 2$. I. Star Formation and Galaxy Growth», *ApJ*, vol. 670, doi :10.1086/521818, p. 156–172. 8
- DARK ENERGY SURVEY COLLABORATION, T. ABBOTT, F. B. ABDALLA, J. ALEKSIĆ, S. ALLAM, A. AMARA, D. BACON, E. BALBINOT, M. BANERJI, K. BECHTOL, A. BENOIT-LÉVY, G. M. BERNSTEIN, E. BERTIN, J. BLAZEK, C. BONNETT, S. BRIDLE, D. BROOKS, R. J. BRUNNER, E. BUCKLEY-GEER, D. L. BURKE, G. B. CAMINHA, D. CAPOZZI, J. CARLSEN, A. CARNERO-ROSELL, M. CAROLLO, M. CARRASCO-KIND, J. CARRETERO, F. J. CASTANDER, L. CLERKIN, T. COLLETT, C. CONSELICE, M. CROCCE, C. E. CUNHA, C. B. D'ANDREA, L. N. DA COSTA, T. M. DAVIS, S. DESAI, H. T. DIEHL, J. P. DIETRICH, S. DODDELSON, P. DOEL, A. DRLICA-WAGNER, J. ESTRADA, J. ETHERINGTON, A. E. EVRARD, J. FABBRI, D. A. FINLEY, B. FLAUGHER, R. J. FOLEY, P. FOSALBA, J. FRIEMAN, J. GARCÍA-BELLIDO, E. GAZTANAGA, D. W. GERDES, T. GIANNANTONIO, D. A. GOLDSTEIN, D. GRUEN, R. A. GRUENDL, P. GUARNIERI, G. GUTIERREZ, W. HARTLEY, K. HONSCHIED, B. JAIN, D. J. JAMES, T. JELTEMA, S. JOUVEL, R. KESSLER, A. KING, D. KIRK, R. KRON, K. KUEHN, N. KUROPATKIN, O. LAHAV, T. S. LI, M. LIMA, H. LIN, M. A. G. MAIA, M. MAKLER, M. MANERA, C. MARASTON, J. L. MARSHALL, P. MARTINI, R. G. MCMAHON, P. MELCHIOR, A. MERSON, C. J. MILLER, R. MIQUEL, J. J. MOHR, X. MORICE-ATKINSON, K. NAIDOO, E. NEILSEN, R. C. NICHOL, B. NORD, R. OGANDO, F. OSTROVSKI, A. PALMESE, A. PAPADOPOULOS, H. V. PEIRIS, J. PEOPLES, W. J. PERCIVAL, A. A. PLAZAS, S. L. REED, A. REFREGIER, A. K. ROMER, A. ROODMAN, A. ROSS, E. ROZO, E. S. RYKOFF, I. SADEH, M. SAKO, C. SÁNCHEZ, E. SANCHEZ, B. SANTIAGO, V. SCARPINE, M. SCHUBNEL, I. SEVILLA-NOARBE, E. SHELDON, M. SMITH, R. C. SMITH, M. SOARES-SANTOS, F. SOBREIRA, M. SOUMAGNAC, E. SUCHYTA, M. SULLIVAN, M. SWANSON, G. TARLE, J. THALER, D. THOMAS, R. C. THOMAS, D. TUCKER, J. D. VIEIRA, V. VIKRAM, A. R. WALKER, R. H. WECHSLER, J. WELLER, W. WESTER, L. WHITEWAY, H. WILCOX, B. YANNY, Y. ZHANG et J. ZUNTZ. 2016, «The Dark Energy Survey : more than dark energy - an overview», *MNRAS*, vol. 460, doi :10.1093/mnras/stw641, p. 1270–1299. 142

- DE GRAAUW, T., F. P. HELMICH, T. G. PHILLIPS, J. STUTZKI, E. CAUX, N. D. WHYBORN, P. DIELEMAN, P. R. ROELFSEMA, H. AARTS, R. ASSENDORP, R. BACHILLER, W. BAECHTOLD, A. BARCIA, D. A. BEINTEMA, V. BELITSKY, A. O. BENZ, R. BIEBER, A. BOOGERT, C. BORYS, B. BUMBLE, P. CAÏS, M. CARIS, P. CERULLI-IRELLI, G. CHATTOPADHYAY, S. CHEREDNICHENKO, M. CIECHANOWICZ, O. COEUR-JOLY, C. COMITO, A. CROS, A. DE JONGE, G. DE LANGE, B. DELFORGES, Y. DELORME, T. DEN BOGGENDE, J.-M. DESBAT, C. DIEZ-GONZÁLEZ, A. M. DI GIORGIO, L. DUBBELDAM, K. EDWARDS, M. EGGENS, N. ERICKSON, J. EVERS, M. FICH, T. FINN, B. FRANKE, T. GAIER, C. GAL, J. R. GAO, J.-D. GALLEGRO, S. GAUFFRE, J. J. GILL, S. GLENZ, H. GOLSTEIN, H. GOULOOZE, T. GUNSING, R. GÜSTEN, P. HARTOGH, W. A. HATCH, R. HIGGINS, E. C. HONINGH, R. HUISMAN, B. D. JACKSON, H. JACOBS, K. JACOBS, C. JARCHOW, H. JAVADI, W. JELLEMA, M. JUSTEN, A. KARPOV, C. KASEMANN, J. KAWAMURA, G. KEIZER, D. KESTER, T. M. Klapwijk, T. KLEIN, E. KOLLBERG, J. KOOI, P.-P. KOOIMAN, B. KOPE, M. KRAUSE, J.-M. KRIEG, C. KRAMER, B. KRUIZENGA, T. KUHN, W. LAAUWEN, R. LAI, B. LARSSON, H. G. LEDUC, C. LEINZ, R. H. LIN, R. LISEAU, G. S. LIU, A. LOOSE, I. LÓPEZ-FERNANDEZ, S. LORD, W. LUINGE, A. MARSTON, J. MARTÍN-PINTADO, A. MAESTRINI, F. W. MAIWALD, C. MCCOY, I. MEHDI, A. MEGEJ, M. MELCHIOR, L. MEINSMAN, H. MERKEL, M. MICHALSKA, C. MONSTEIN, D. MORATSCHKE, P. MORRIS, H. MULLER, J. A. MURPHY, A. NABER, E. NATALE, W. NOWOSIELSKI, F. NUZZOLO, M. OLBERG, M. OLBRICH, R. ORFEI, P. ORLEANSKI, V. OSSENKOPF, T. PEACOCK, J. C. PEARSON, I. PERON, S. PHILLIP-MAY, L. PIAZZO, P. PLANESAS, M. RATAJ, L. RAVERA, C. RISACHER, M. SALEZ, L. A. SAMOSKA, P. SARACENO, R. SCHIEDER, E. SCHLECHT, F. SCHLÖDER, F. SCHMÜLLING, M. SCHULTZ, K. SCHUSTER, O. SIEBERTZ, H. SMIT, R. SZCZERBA, R. SHIPMAN, E. STEINMETZ, J. A. STERN, M. STOKROOS, R. TEIPEN, D. TEYSSIER, T. TILS, N. TRAPPE, C. VAN BAAREN, B.-J. VAN LEEUWEN, H. VAN DE STADT, H. VISSER, K. J. WILDEMAN, C. K. WAFELBAKKER, J. S. WARD, P. WESSELIUS, W. WILD, S. WULFF, H.-J. WUNSCH, X. TIELENS, P. ZAAL, H. ZIRATH, J. ZMUIDZINAS et F. ZWART. 2010, «The Herschel-Heterodyne Instrument for the Far-Infrared (HIFI)», *A&A*, vol. 518, doi :10.1051/0004-6361/201014698, L6. [21](#)
- DE JONG, J. T. A., G. A. VERDOES KLEIJN, K. H. KUIJKEN et E. A. VALENTIJN. 2013, «The Kilo-Degree Survey», *Experimental Astronomy*, vol. 35, doi :10.1007/s10686-012-9306-1, p. 25–44. [142](#)
- DE LUCIA, G. 2007, «How ‘Heredity’ and ‘Environment’ Shape Galaxy Properties», dans *Cosmic Frontiers*, vol. 379, p. 257. [12](#)
- DE LUCIA, G. et J. BLAIZOT. 2007, «The hierarchical formation of the brightest cluster galaxies», *MNRAS*, vol. 375, doi :10.1111/j.1365-2966.2006.11287.x, p. 2–14. [7](#), [8](#)
- DICKINSON, M. et GOODS LEGACY TEAM. 2001, «The Great Observatories Origins Deep Survey (GOODS)», dans *American Astronomical Society Meeting Abstracts #198*, *Bulletin of the American Astronomical Society*, vol. 33, p. 820. [60](#)
- VAN DOKKUM, P. G., M. FRANX, D. D. KELSON, G. D. ILLINGWORTH, D. FISHER et D. FABRICANT. 1998, «THE COLOR-MAGNITUDE RELATION IN CL 1358+ 62 AT Z= 0.33 : EVIDENCE FOR SIGNIFICANT EVOLUTION IN THE S0 POPULATION», *arXiv preprint astro-ph/9801190*. [62](#)
- DRESSLER, A. 1980, «Galaxy morphology in rich clusters : implications for the formation and evolution of galaxies.», *ApJ*, vol. 236, doi :10.1086/157753, p. 351–365. [11](#), [12](#)
- DRESSLER, A., J. OEMLER, AUGUSTUS, W. J. COUCH, I. SMAIL, R. S. ELLIS, A. BARGER, H. BUTCHER, B. M. POGGIANTI et R. M. SHARPLES. 1997, «Evolution since z = 0.5 of the Morphology-Density Relation for Clusters of Galaxies», *ApJ*, vol. 490, doi :10.1086/304890, p. 577–591. [11](#)
- DUBOIS, Y., C. PICHON, C. WELKER, D. LE BORGNE, J. DEVRIENDT, C. LAIGLE, S. CODIS, D. POGOSYAN, S. ARNOUITS, K. BENABED, E. BERTIN, J. BLAIZOT, F. BOUCHET, J. F. CARDOSO, S. COLOMBI, V. DE LAPPARENT, V. DESJACQUES, R. GAVAZZI, S. KASSIN, T. KIMM, H. MCCracken, B. MILLIARD, S. PEIRANI, S. PRUNET, S. ROUBEROL, J. SILK, A. SLYZ, T. SOUSBIE, R. TEYSSIER, L. TRESSE, M. TREYER, D. VIBERT et M. VOLONTERI. 2014, «Dancing in the dark : galactic properties trace spin swings along the cosmic web», *MNRAS*, vol. 444, doi :10.1093/mnras/stu1227, p. 1453–1468. [6](#)

- DUNLOP, J., M. AKIYAMA, D. ALEXANDER, O. ALMAINI, C. BORYS, R. BOUWENS, M. BREMER, A. CIMATTI, M. CIRASUOLO, L. CLEWLEY, C. CONSELICE, K. COPPIN, G. DALTON, M. DAMEN, L. DUNNE, S. DYE, S. EALES, A. EDGE, E. EGAMI, M. FALL, D. FARRAH, H. FERGUSON, A. FINOGENOV, S. FOUCAUD, M. FRANX, H. FURUSAWA, J. HUANG, E. IBAR, G. ILLINGWORTH, R. IVISON, M. JARVIS, I. LABBE, A. LAWRENCE, S. MADDOX, R. MCLURE, A. MORTIER, S. OLIVER, M. OUCHI, M. PAGE, C. PAPOVICH, R. QUADRI, S. RAWLINGS, G. RIEKE, D. SCHIMINOVICH, K. SEKIGUCHI, S. SERJEANT, C. SIMPSON, I. SMAIL, E. STANWAY, A. TAYLOR, M. WATSON, R. WILLIAMS, T. YAMADA, C. VAN BREUKELEN et P. VAN DOKKUM. 2007, «A Spitzer Public Legacy survey of the UKIDSS Ultra Deep Survey», *Spitzer Proposal*. 27
- EGAMI, E., M. REX, T. D. RAWLE, P. G. PÉREZ-GONZÁLEZ, J. RICHARD, J.-P. KNEIB, D. SCHAEERER, B. ALTIERI, I. VALTCHANOV, A. W. BLAIN, D. FADDA, M. ZEMCOV, J. J. BOCK, F. BOONE, C. R. BRIDGE, B. CLEMENT, F. COMBES, M. DESSAUGES-ZAVADSKY, C. D. DOWELL, O. ILBERT, R. J. IVISON, M. JAUZAC, D. LUTZ, L. METCALFE, A. OMONT, R. PELLÓ, M. J. PEREIRA, G. H. RIEKE, G. RODIGHIERO, I. SMAIL, G. P. SMITH, G. TRAMOY, G. L. WALTH, P. VAN DER WERF et M. W. WERNER. 2010, «The Herschel Lensing Survey (HLS) : Overview», *A&A*, vol. 518, doi :10.1051/0004-6361/201014696, L12. 22
- EGGEN, O. J., D. LYNDEN-BELL et A. R. SANDAGE. 1962, «Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed.», *ApJ*, vol. 136, doi :10.1086/147433, p. 748. 7
- ELBAZ, D., E. DADDI, D. LE BORGNE, M. DICKINSON, D. M. ALEXANDER, R.-R. CHARY, J.-L. STARCK, W. N. BRANDT, M. KITZBICHLER, E. MACDONALD, M. NONINO, P. POPESSO, D. STERN et E. VANZELLA. 2007, «The reversal of the star formation-density relation in the distant universe», *A&A*, vol. 468, doi :10.1051/0004-6361:20077525, p. 33–48. 10, 11
- ERBEN, T., H. HILDEBRANDT, M. LERCHSTER, P. HUDELLOT, J. BENJAMIN, L. VAN WAERBEKE, T. SCHRABBACK, F. BRIMIOULLE, O. CORDES, J. P. DIETRICH, K. HOLHJEM, M. SCHIRMER et P. SCHNEIDER. 2009, «CARS : the CFHTLS-Archive-Research Survey. I. Five-band multi-colour data from 37 sq. deg. CFHTLS-wide observations», *A&A*, vol. 493, doi :10.1051/0004-6361:200810426, p. 1197–1222. 13
- FASSBENDER, R., A. NASTASI, J. S. SANTOS, C. LIDMAN, M. VERDUGO, Y. KOYAMA, P. ROSATI, D. PIERRINI, N. PADILLA, A. D. ROMEO, N. MENCI, A. BONGIORNO, M. CASTELLANO, P. CERULO, A. FONTANA, A. GALAMETZ, A. GRAZIAN, A. LAMASTRA, L. PENTERICCI, V. SOMMARIVA, V. STRAZZULLO, R. ŠUHADA et P. TOZZI. 2014, «Galaxy population properties of the massive X-ray luminous galaxy cluster <ASTROBJ>XDCP J0044.0-2033</ASTROBJ> at $z = 1.58$. Red- sequence formation, massive galaxy assembly, and central star formation activity», *A&A*, vol. 568, doi :10.1051/0004-6361/201423941. 28
- FAZIO, G. G., J. L. HORA, L. E. ALLEN, M. L. N. ASHBY, P. BARMBY, L. K. DEUTSCH, J.-S. HUANG, S. KLEINER, M. MARENGO, S. T. MEGEATH, G. J. MELNICK, M. A. PAHRE, B. M. PATTEN, J. POLIZOTTI, H. A. SMITH, R. S. TAYLOR, Z. WANG, S. P. WILLNER, W. F. HOFFMANN, J. L. PIPHER, W. J. FORREST, C. W. MCMURTY, C. R. MCCREIGHT, M. E. MCKELVEY, R. E. MCMURRAY, D. G. KOCH, S. H. MOSELEY, R. G. ARENDT, J. E. MENTZELL, C. T. MARX, P. LOSCH, P. MAYMAN, W. EICHHORN, D. KREBS, M. JHABVALA, D. Y. GEZARI, D. J. FIXSEN, J. FLORES, K. SHAKOORZADEH, R. JUNGO, C. HAKUN, L. WORKMAN, G. KARPATI, R. KICHAK, R. WHITLEY, S. MANN, E. V. TOLLESTRUP, P. EISENHARDT, D. STERN, V. GORJIAN, B. BHATTACHARYA, S. CAREY, B. O. NELSON, W. J. GLACCUM, M. LACY, P. J. LOWRANCE, S. LAINE, W. T. REACH, J. A. STAUFFER, J. A. SURACE, G. WILSON, E. L. WRIGHT, A. HOFFMAN, G. DOMINGO et M. COHEN. 2004, «The Infrared Array Camera (IRAC) for the Spitzer Space Telescope», *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, vol. 154, doi :10.1086/422843, p. 10–17. 25
- FOLEY, R. J., K. ANDERSSON, G. BAZIN, T. DE HAAN, J. RUEL, P. A. R. ADE, K. A. AIRD, R. ARMSTRONG, M. L. N. ASHBY, M. BAUTZ, B. A. BENSON, L. E. BLEEM, M. BONAMENTE, M. BRODWIN, J. E. CARLSTROM, C. L. CHANG, A. CLOCCHIATTI, T. M. CRAWFORD, A. T. CRITES, S. DESAI, M. A. DOBBS, J. P. DUDLEY, G. G. FAZIO, W. R. FORMAN, G. GARMIRE, E. M. GEORGE, M. D. GLADDERS, A. H. GONZALEZ, N. W. HALVERSON, F. W. HIGH, G. P. HOLDER, W. L. HOLZAPFEL, S. HOOVER, J. D. HRUBES,

- C. JONES, M. JOY, R. KEISLER, L. KNOX, A. T. LEE, E. M. LEITCH, M. LUEKER, D. LUONG-VAN, D. P. MARRONE, J. J. MCMAHON, J. MEHL, S. S. MEYER, J. J. MOHR, T. E. MONTROY, S. S. MURRAY, S. PADIN, T. PLAGGE, C. PRYKE, C. L. REICHARDT, A. REST, J. E. RUHL, B. R. SALIWANCHIK, A. SARO, K. K. SCHAFFER, L. SHAW, E. SHIROKOFF, J. SONG, H. G. SPIELER, B. STALDER, S. A. STANFORD, Z. STANISZEWSKI, A. A. STARK, C. W. STORY, K. ANDS STUBBS, K. VANDERLINDE, J. D. VIEIRA, A. VIKHLININ, R. WILLIAMSON et A. ZENTENO. 2011, «Discovery and Cosmological Implications of SPT-CL J2106-5844, the Most Massive Known Cluster at $z \approx 1$ », *ApJ*, vol. 731, doi :10.1088/0004-637X/731/2/86, 86. [14](#)
- FONTANA, A., J. S. DUNLOP, D. PARIS, T. A. TARGETT, K. BOUTSIA, M. CASTELLANO, A. GALAMETZ, A. GRAZIAN, R. MCLURE, E. MERLIN, L. PENTERICCI, S. WUYTS, O. ALMAINI, K. CAPUTI, R.-R. CHARY, M. CIRASUOLO, C. J. CONSELICE, A. COORAY, E. DADDI, M. DICKINSON, S. M. FABER, G. FAZIO, H. C. FERGUSON, E. GIALLONGO, M. GIAVALISCO, N. A. GROGIN, N. HATHI, A. M. KOEKEMOER, D. C. KOO, R. A. LUCAS, M. NONINO, H. W. RIX, A. RENZINI, D. ROSARIO, P. SANTINI, C. SCARLATA, V. SOMMARIVA, D. P. STARK, A. VAN DER WEL, E. VANZELLA, V. WILD, H. YAN et S. ZIBETTI. 2014, «The Hawk-I UDS and GOODS Survey (HUGS) : Survey design and deep K -band number counts», *Astronomy & Astrophysics*, vol. 570, doi :10.1051/0004-6361/201423543, p. A11, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201423543>. [50](#)
- FRANX, M., I. LABBÉ, G. RUDNICK, P. G. VAN DOKKUM, E. DADDI, N. M. F. SCHREIBER, A. MOORWOOD, H.-W. RIX, H. RÖTTGERING, A. VAN DE WEL, P. VAN DER WERF et L. VAN STARKENBURG. 2003, «A significant population of red, near-infrared-selected high-redshift galaxies», *The Astrophysical Journal Letters*, vol. 587, n° 2, p. L79. URL <http://stacks.iop.org/1538-4357/587/i=2/a=L79>. [1](#), [2](#), [58](#), [59](#), [60](#)
- GAO, Y. et P. M. SOLOMON. 2004, «The Star Formation Rate and Dense Molecular Gas in Galaxies», *ApJ*, vol. 606, doi :10.1086/382999, p. 271–290. [122](#), [123](#)
- GARILLI, B., L. GUZZO, M. SCODEGGIO, M. BOLZONELLA, U. ABBAS, C. ADAMI, S. ARNOUITS, J. BEL, D. BOTTINI, E. BRANCHINI, A. CAPPI, J. COUPON, O. CUCCIATI, I. DAVIDZON, G. DE LUCIA, S. DE LA TORRE, P. FRANZETTI, A. FRITZ, M. FUMANA, B. R. GRANETT, O. ILBERT, A. IOVINO, J. KRYWULT, V. LE BRUN, O. LE FÈVRE, D. MACCAGNI, K. MALEK, F. MARULLI, H. J. MCCrackEN, L. PAIORO, M. POLLETTA, A. POLLO, H. SCHLAGENHAUFER, L. A. M. TASCA, R. TOJEIRO, D. VERGANI, G. ZAMORANI, A. ZANICHELLI, A. BURDEN, C. DI PORTO, A. MARCHETTI, C. MARINONI, Y. MELLIER, L. MOSCARDINI, R. C. NICHOL, J. A. PEACOCK, W. J. PERCIVAL, S. PHLEPS et M. WOLK. 2014, «The VIMOS Public Extragalactic Survey (VIPERS). First Data Release of 57 204 spectroscopic measurements», *A&A*, vol. 562, doi :10.1051/0004-6361/201322790, A23. [6](#)
- GILBANK, D. G., M. D. GLADDERS, H. K. C. YEE et B. C. HSIEH. 2011, «The Red-sequence Cluster Survey-2 (RCS-2) : Survey Details and Photometric Catalog Construction», *AJ*, vol. 141, doi :10.1088/0004-6256/141/3/94, 94. [13](#)
- GLADDERS, M. D. et H. K. C. YEE. 2000, «A New Method For Galaxy Cluster Detection. I. The Algorithm», *AJ*, vol. 120, doi :10.1086/301557, p. 2148–2162. [12](#), [62](#)
- GOBAT, R., E. DADDI, M. ONODERA, A. FINOGUENOV, A. RENZINI, N. ARIMOTO, R. BOUWENS, M. BRUSA, R.-R. CHARY, A. CIMATTI, M. DICKINSON, X. KONG et M. MIGNOLI. 2011, «A mature cluster with X-ray emission at $z = 2.07$ », *A&A*, vol. 526, doi :10.1051/0004-6361/201016084, A133. [22](#), [66](#)
- GOTTLOEBER, S., Y. HOFFMAN et G. YEPES. 2010, «Constrained Local UniversE Simulations (CLUES)», *ArXiv e-prints*, arXiv :1005.2687. [6](#)
- GREVE, T. R., I. LEONIDAKI, E. M. XILOURIS, A. WEISS, Z. Y. ZHANG, P. VAN DER WERF, S. AALTO, L. ARMUS, T. DÍAZ-SANTOS, A. S. EVANS, J. FISCHER, Y. GAO, E. GONZÁLEZ-ALFONSO, A. HARRIS, C. HENKEL, R. MEIJERINK, D. A. NAYLOR, H. A. SMITH, M. SPAANS, G. J. STACEY, S. VEILLEUX et F. WALTER. 2014, «Star Formation Relations and CO Spectral Line Energy Distributions across the J-ladder and Redshift», *ApJ*, vol. 794, doi :10.1088/0004-637X/794/2/142, 142. [122](#), [123](#), [124](#)

- GREVE, T. R., J. D. VIEIRA, A. WEISS, J. E. AGUIRRE, K. A. AIRD, M. L. N. ASHBY, B. A. BENSON, L. E. BLEEM, C. M. BRADFORD, M. BRODWIN, J. E. CARLSTROM, C. L. CHANG, S. C. CHAPMAN, T. M. CRAWFORD, C. DE BREUCK, T. DE HAAN, M. A. DOBBS, T. DOWNES, C. D. FASSNACHT, G. FAZIO, E. M. GEORGE, M. GLADDERS, A. H. GONZALEZ, N. W. HALVERSON, Y. HEZAVEH, F. W. HIGH, G. P. HOLDER, W. L. HOLZAPFEL, S. HOOVER, J. D. HRUBES, M. JOHNSON, R. KEISLER, L. KNOX, A. T. LEE, E. M. LEITCH, M. LUEKER, D. LUONG-VAN, M. MALKAN, D. P. MARRONE, V. MCINTYRE, J. J. MCMAHON, J. MEHL, K. M. MENTEN, S. S. MEYER, T. MONTROY, E. J. MURPHY, T. NATOLI, S. PADIN, T. PLAGGE, C. PRYKE, C. L. REICHARDT, A. REST, M. ROSENMAN, J. RUEL, J. E. RUHL, K. K. SCHAFER, K. SHARON, L. SHAW, E. SHIROKOFF, B. STALDER, S. A. STANFORD, Z. STANISZEWSKI, A. A. STARK, K. STORY, K. VANDERLINDE, W. WALSH, N. WELIKALA et R. WILLIAMSON. 2012, «Submillimeter Observations of Millimeter Bright Galaxies Discovered by the South Pole Telescope», *ApJ*, vol. 756, doi :10.1088/0004-637X/756/1/101, 101. 23
- GRIFFIN, M. J., A. ABERGEL, A. ABREU, P. A. R. ADE, P. ANDRÉ, J.-L. AUGUERES, T. BABBEDGE, Y. BAE, T. BAILLIE, J.-P. BALUTEAU, M. J. BARLOW, G. BENDO, D. BENIELLI, J. J. BOCK, P. BONHOMME, D. BRISBIN, C. BROCKLEY-BLATT, M. CALDWELL, C. CARA, N. CASTRO-RODRIGUEZ, R. CERULLI, P. CHANIAL, S. CHEN, E. CLARK, D. L. CLEMENTS, L. CLERC, J. COKER, D. COMMUNAL, L. CONVERSI, P. COX, D. CRUMB, C. CUNNINGHAM, F. DALY, G. R. DAVIS, P. DE ANTONI, J. DELDERFIELD, N. DEVIN, A. DI GIORGIO, I. DIDSCHUNS, K. DOHLEN, M. DONATI, A. DOWELL, C. D. DOWELL, L. DUBAND, L. DUMAYE, R. J. EMERY, M. FERLET, D. FERRAND, J. FONTIGNIE, M. FOX, A. FRANCESCHINI, M. FRERKING, T. FULTON, J. GARCIA, R. GASTAUD, W. K. GEAR, J. GLENN, A. GOIZEL, D. K. GRIFFIN, T. GRUNDY, S. GUEST, L. GUILLEMET, P. C. HARGRAVE, M. HARWIT, P. HASTINGS, E. HATZIMINAOGLOU, M. HERMAN, B. HINDE, V. HRISTOV, M. HUANG, P. IMHOF, K. J. ISAAK, U. ISRAELSSON, R. J. IVISON, D. JENNINGS, B. KIERNAN, K. J. KING, A. E. LANGE, W. LATTER, G. LAURENT, P. LAURENT, S. J. LEEKS, E. LELLOUCH, L. LEVENSON, B. LI, J. LI, J. LILIENTHAL, T. LIM, S. J. LIU, N. LU, S. MADDEN, G. MAINETTI, P. MARLIANI, D. MCKAY, K. MERCIER, S. MOLINARI, H. MORRIS, H. MOSELEY, J. MULDER, M. MUR, D. A. NAYLOR, H. NGUYEN, B. O'HALLORAN, S. OLIVER, G. OLOFSSON, H.-G. OLOFSSON, R. ORFEI, M. J. PAGE, I. PAIN, P. PANUZZO, A. PAPANAGEORGIOU, G. PARKS, P. PARR-BURMAN, A. PEARCE, C. PEARSON, I. PÉREZ-FOURNON, F. PINSARD, G. PISANO, J. PODOSEK, M. POHLEN, E. T. POLEHAMPTON, D. POULIQUEN, D. RIGOPOULOU, D. RIZZO, I. G. ROSEBOOM, H. ROUSSEL, M. ROWAN-ROBINSON, B. ROWND, P. SARACENO, M. SAUVAGE, R. SAVAGE, G. SAVINI, E. SAWYER, C. SCHARMBERG, D. SCHMITT, N. SCHNEIDER, B. SCHULZ, A. SCHWARTZ, R. SHAFER, D. L. SHUPE, B. SIBTHORPE, S. SIDHER, A. SMITH, A. J. SMITH, D. SMITH, L. SPENCER, B. STOBIE, R. SUDIWALA, K. SUKHATME, C. SURACE, J. A. STEVENS, B. M. SWINYARD, M. TRICHAS, T. TOURETTE, H. TRIOU, S. TSENG, C. TUCKER, A. TURNER, M. VACCARI, I. VALTCHANOV, L. VIGROUX, E. VIRIQUE, G. VOELLMER, H. WALKER, R. WARD, T. WASKETT, M. WEILERT, R. WESSON, G. J. WHITE, N. WHITEHOUSE, C. D. WILSON, B. WINTER, A. L. WOODCRAFT, G. S. WRIGHT, C. K. XU, A. ZAVAGNO, M. ZEMCOV, L. ZHANG et E. ZONCA. 2010, «The *Herschel* -SPIRE instrument and its in-flight performance», *Astronomy and Astrophysics*, vol. 518, doi : 10.1051/0004-6361/201014519, p. L3, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201014519>. 21
- GUERY, D. 2015, *Statistical study of high redshift sources observed by Planck and Herschel satellites*, Theses, Université Paris Sud - Paris XI. URL <https://tel.archives-ouvertes.fr/tel-01262699>. 18, 21, 23, 154
- GUZZO, L., M. SCODEGGIO, B. GARILLI, B. R. GRANETT, A. FRITZ, U. ABBAS, C. ADAMI, S. ARNOUITS, J. BEL, M. BOLZONELLA, D. BOTTINI, E. BRANCHINI, A. CAPPI, J. COUPON, O. CUCCIATI, I. DAVIDZON, G. DE LUCIA, S. DE LA TORRE, P. FRANZETTI, M. FUMANA, P. HUDELLOT, O. ILBERT, A. IOVINO, J. KRYWULT, V. LE BRUN, O. LE FÈVRE, D. MACCAGNI, K. MAŁEK, F. MARULLI, H. J. MCCrackEN, L. PAIORO, J. A. PEACOCK, M. POLLETTA, A. POLLO, H. SCHLAGENHAUFER, L. A. M. TASCA, R. TOJEIRO, D. VERGANI, G. ZAMORANI, A. ZANICHELLI, A. BURDEN, C. DI PORTO, A. MARCHETTI, C. MARINONI, Y. MELLIER, L. MOSCARDINI, R. C. NICHOL, W. J. PERCIVAL, S. PHLEPS et M. WOLK. 2014, «The VIMOS Public Extragalactic Redshift Survey (VIPERS). An unprecedented view of galaxies and large-scale structure at $0.5 < z < 1.2$ », *A&A*, vol. 566, doi :10.1051/0004-6361/201321489, A108. 6

- HATCH, N. A., D. WYLEZALEK, J. D. KURK, D. STERN, C. DE BREUCK, M. J. JARVIS, A. GALAMETZ, A. H. GONZALEZ, W. G. HARTLEY, A. MORTLOCK, N. SEYMOUR et J. A. STEVENS. 2014, «Why $z > 1$ radio-loud galaxies are commonly located in protoclusters», *MNRAS*, vol. 445, doi :10.1093/mnras/stu1725, p. 280–289. [14](#)
- HENRIQUES, B. M. B., S. D. M. WHITE, P. A. THOMAS, R. ANGULO, Q. GUO, G. LEMSON, V. SPRINGEL et R. OVERZIER. 2015, «Galaxy formation in the Planck cosmology - I. Matching the observed evolution of star formation rates, colours and stellar masses», *MNRAS*, vol. 451, doi :10.1093/mnras/stv705, p. 2663–2680. [8](#)
- HOLWERDA, B. W. 2005, «Source Extractor for Dummies v5», *ArXiv e-prints*. [37](#)
- HOUCK, J. R., T. L. ROELLIG, J. VAN CLEVE, W. J. FORREST, T. L. HERTER, C. R. LAWRENCE, K. MATTHEWS, H. J. REITSEMA, B. T. SOIFER, D. M. WATSON, D. WEEDMAN, M. HUISJEN, J. R. TROELTSCH, D. J. BARRY, J. BERNARD-SALAS, C. BLACKEN, B. R. BRANDL, V. CHARMANDARIS, D. DEVOST, G. E. GULL, P. HALL, C. P. HENDERSON, S. J. U. HIGDON, B. E. PIRGER, J. SCHOENWALD, G. C. SLOAN, K. I. UCHIDA, P. N. APPLETON, L. ARMUS, M. J. BURG DORF, S. B. FAJARDO-ACOSTA, C. J. GRILLMAIR, J. G. INGALLS, P. W. MORRIS et H. I. TEPLITZ. 2004, «The infrared spectrograph on the Spitzer Space Telescope», dans *Optical, Infrared, and Millimeter Space Telescopes*, *Proceedings of SPIE*, vol. 5487, édité par J. C. Mather, p. 62–76, doi :10.1117/12.550517. [25](#)
- HOUGHTON, R. C. W. 2015, «Revisiting the original morphology-density relation», *MNRAS*, vol. 451, doi :10.1093/mnras/stv1113, p. 3427–3436. [11](#), [12](#)
- HUBBLE, E. P. 1925, «NGC 6822, a remote stellar system.», *ApJ*, vol. 62, doi :10.1086/142943, p. 409–433. [6](#)
- HUTCHINS, J. B. 1976, «The thermal effects of H_2 molecules in rotating and collapsing spheroidal gas clouds.», *ApJ*, vol. 205, doi :10.1086/154254, p. 103–121. [7](#)
- ISHIGAKI, M., M. OUCHI et Y. HARIKANE. 2016, «A Very Compact Dense Galaxy Overdensity with $\delta \approx 130$ Identified at $z \sim 8$: Implications for Early Protocluster and Cluster Core Formation», *ApJ*, vol. 822, doi :10.3847/0004-637X/822/1/5, 5. [14](#)
- JOHN, T. L. 1988, «Continuous absorption by the negative hydrogen ion reconsidered», *A&A*, vol. 193, p. 189–192. [13](#), [25](#), [28](#)
- KARIM, A., E. SCHINNERER, A. MARTÍNEZ-SANSIGRE, M. T. SARGENT, A. VAN DER WEL, H. W. RIX, O. ILBERT, V. SMOLČIĆ, C. CARILLI, M. PANNELLA, A. M. KOEKEMOER, E. F. BELL et M. SALVATO. 2011, «The Star Formation History of Mass-selected Galaxies in the COSMOS Field», *ApJ*, vol. 730, doi :10.1088/0004-637X/730/2/61. [28](#)
- KHULLAR, G., L. E. BLEEM, M. B. BAYLISS, M. D. GLADDERS, B. A. BENSON, M. McDONALD, S. W. ALLEN, D. E. APPEGATE, M. L. N. ASHBY, S. BOCQUET, M. BRODWIN, E. BULBUL, R. E. A. CANNING, R. CAPASSO, I. CHIU, T. M. CRAWFORD, T. DE HAAN, J. P. DIETRICH, A. H. GONZALEZ, J. HLAVACEK-LARRONDO, H. HOEKSTRA, W. L. HOLZAPFEL, A. VON DER LINDEN, A. B. MANTZ, S. PATIL, C. L. REICHARDT, A. SARO, K. SHARON, B. STALDER, S. A. STANFORD, A. A. STARK et V. STRAZZULLO. 2018, «Spectroscopic Confirmation of Five Galaxy Clusters at $z > 1.25$ in the 2500 sq. deg. SPT-SZ Survey», *ArXiv e-prints*, arXiv :1806.01962. [14](#)
- KLYPIN, A. A., S. TRUJILLO-GOMEZ et J. PRIMACK. 2011, «Dark Matter Halos in the Standard Cosmological Model : Results from the Bolshoi Simulation», *ApJ*, vol. 740, doi :10.1088/0004-637X/740/2/102, 102. [6](#)
- KNEISSL, R., M. D. C. POLLETTA, C. MARTINACHE, R. HILL, B. CLARENC, H. A. DOLE, N. P. H. NESVADBA, D. SCOTT, M. BÉTHÉRMIN, B. FRYE, M. GIARD, G. LAGACHE et L. MONTIER. 2018, «Using ALMA to resolve the nature of the early star-forming large-scale structure PLCK G073.4-57.5», *ArXiv e-prints*, arXiv :1804.06581. [84](#), [85](#), [109](#), [154](#), [CXXXV](#)

- KODAMA, T., N. ARIMOTO, A. J. BARGER et A. ARAG'ON-SALAMANCA. 1998, «Evolution of the colour-magnitude relation of early-type galaxies in distant clusters», *Astronomy and Astrophysics*, vol. 334, p. 99–109, ISSN 0004-6361. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/1998A%26A...334...99K.1,2,62,63,116,IV>
- KODAMA, T., T. YAMADA, M. AKIYAMA, K. AOKI, M. DOI, H. FURUSAWA, T. FUSE, M. IMANISHI, C. ISHIDA, M. IYE, M. KAJISAWA, H. KAROJI, N. KOBAYASHI, Y. KOMIYAMA, G. KOSUGI, Y. MAEDA, S. MIYAZAKI, Y. MIZUMOTO, T. MOROKUMA, F. NAKATA, J. NOUMARU, R. OGASAWARA, M. OUCHI, T. SASAKI, K. SEKIGUCHI, K. SHIMASAKU, C. SIMPSON, T. TAKATA, I. TANAKA, Y. UEDA, N. YASUDA et M. YOSHIDA. 2004, «Down-sizing in galaxy formation at $z \sim 1$ in the Subaru/XMM-Newton Deep Survey (SXDS)», *MNRAS*, vol. 350, doi:10.1111/j.1365-2966.2004.07711.x, p. 1005–1014. 12
- KOESTER, B. P., T. A. MCKAY, J. ANNIS, R. H. WECHSLER, A. E. EVRARD, E. ROZO, L. BLEEM, E. S. SHELDON et D. JOHNSTON. 2007, «MaxBCG : A Red-Sequence Galaxy Cluster Finder», *ApJ*, vol. 660, doi:10.1086/512092, p. 221–238. 13
- KOYAMA, Y., I. SMAIL, J. KURK, J. E. GEACH, D. SOBRAL, T. KODAMA, F. NAKATA, A. M. SWINBANK, P. N. BEST, M. HAYASHI et K.-I. TADAKI. 2013, «On the evolution and environmental dependence of the star formation rate versus stellar mass relation since $z \sim 2$ », *MNRAS*, vol. 434, doi:10.1093/mnras/stt1035, p. 423–436. 8, 9, 11, 27, 66
- LAIGLE, C., P. CAPAK et N. SCOVILLE. 2016, «The COSMOS2015 catalog : exploring the $1 < z < 6$ universe with half a million galaxies», *Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 224, n° 2, p. Art–No. URL <http://iopscience.iop.org/article/10.3847/0067-0049/224/2/24/meta>. 50
- LAMARRE, J.-M., J.-L. PUGET, P. A. R. ADE, F. BOUCHET, G. GUYOT, A. E. LANGE, F. PAJOT, A. ARONDEL, K. BENABED, J.-L. BENEY, A. BENOÎT, J.-P. BERNARD, R. BHATIA, Y. BLANC, J. J. BOCK, E. BRÉELLE, T. W. BRADSHAW, P. CAMUS, A. CATALANO, J. CHARRA, M. CHARRA, S. E. CHURCH, F. COUCHOT, A. COULAIS, B. P. CRILL, M. R. CROOK, K. DASSAS, P. DE BERNARDIS, J. DELABROUILLE, P. DE MARCILLAC, J.-M. DELOUIS, F.-X. DÉSERT, C. DUMESNIL, X. DUPAC, G. EFSTATHIOU, P. ENG, C. EVESQUE, J.-J. FOURMOND, K. GANGA, M. GIARD, R. GISPERT, L. GUGLIELMI, J. HAISSINSKI, S. HENROT-VERSILLÉ, E. HIVON, W. A. HOLMES, W. C. JONES, T. C. KOCH, H. LAGARDÈRE, P. LAMI, J. LANDÉ, B. LERICHE, C. LEROY, Y. LONGVAL, J. F. MACÍAS-PÉREZ, T. MACIASZEK, B. MAFFEI, B. MANSOUX, C. MARTY, S. MASI, C. MERCIER, M.-A. MIVILLE-DESCHÊNES, A. MONETI, L. MONTIER, J. A. MURPHY, J. NARBONNE, M. NEXON, C. G. PAINE, J. PAHN, O. PERDEREAU, F. PIACENTINI, M. PIAT, S. PLASZCZYNSKI, E. POINTECOUTEAU, R. PONS, N. PONTHEU, S. PRUNET, D. RAMBAUD, G. RECOUVREUR, C. RENAULT, I. RISTORCELLI, C. ROSSET, D. SANTOS, G. SAVINI, G. SERRA, P. STASSI, R. V. SUDIWALA, J.-F. SYGNET, J. A. TAUBER, J.-P. TORRE, M. TRISTRAM, L. VIBERT, A. WOODCRAFT, V. YURCHENKO et D. YVON. 2010, «Planck pre-launch status : The HFI instrument, from specification to actual performance», *Astronomy and Astrophysics*, vol. 520, doi:10.1051/0004-6361/200912975, p. A9, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/200912975>. 18
- LAUREIJS, R., J. AMIAUX, S. ARDUINI, J. L. AUGUÈRES, J. BRINCHMANN, R. COLE, M. CROPPER, C. DABIN, L. DUVET, A. EALET, B. GARILLI, P. GONDOIN, L. GUZZO, J. HOAR, H. HOEKSTRA, R. HOLMES, T. KITCHING, T. MACIASZEK, Y. MELLIER, F. PASIAN, W. PERCIVAL, J. RHODES, G. SAAVEDRA CRIADO, M. SAUVAGE, R. SCARAMELLA, L. VALENZIANO, S. WARREN, R. BENDER, F. CASTANDER, A. CIMATTI, O. LE FÈVRE, H. KURKI-SUONIO, M. LEVI, P. LILJE, G. MEYLAN, R. NICHOL, K. PEDERSEN, V. POPA, R. REBOLO LOPEZ, H. W. RIX, H. ROTTGERING, W. ZEILINGER, F. GRUPP, P. HUDELLOT, R. MASSEY, M. MENEGHETTI, L. MILLER, S. PALTANI, S. PAULIN-HENRIKSSON, S. PIRES, C. SAXTON, T. SCHRABBACK, G. SEIDEL, J. WALSH, N. AGHANIM, L. AMENDOLA, J. BARTLETT, C. BACCIGALUPI, J. P. BEAULIEU, K. BENABED, J. G. CUBY, D. ELBAZ, P. FOSALBA, G. GAVAZZI, A. HELMI, I. HOOK, M. IRWIN, J. P. KNEIB, M. KUNZ, F. MANNUCCI, L. MOSCARDINI, C. TAO, R. TEYSSIER, J. WELLER, G. ZAMORANI, M. R. ZAPATERO OSORIO, O. BOULADE, J. J. FOUJON, A. DI GIORGIO, P. GUTTRIDGE, A. JAMES, M. KEMP, J. MARTIGNAC, A. SPENCER, D. WALTON, T. BLÜMCHEN, C. BONOLI, F. BORTOLETTO, C. CERNA, L. CORCIONE, C. FABRON, K. JAHNKE, S. LIGORI, F. MADRID, L. MARTIN, G. MORGANTE,

- T. PAMPLONA, E. PRIETO, M. RIVA, R. TOLEDO, M. TRIFOGLIO, F. ZERBI, F. ABDALLA, M. DOUSPIS, C. GRENET, S. BORGANI, R. BOUWENS, F. COURBIN, J. M. DELOUIS, P. DUBATH, A. FONTANA, M. FRAILIS, A. GRAZIAN, J. KOPPENHÖFER, O. MANSUTTI, M. MELCHIOR, M. MIGNOLI, J. MOHR, C. NEISSNER, K. NODDLE, M. PONCET, M. SCODEGGIO, S. SERRANO, N. SHANE, J. L. STARCK, C. SURACE, A. TAYLOR, G. VERDOES-KLEIJN, C. VUERLI, O. R. WILLIAMS, A. ZACCHEI, B. ALTIERI, I. ESCUDERO SANZ, R. KOHLEY, T. OOSTERBROEK, P. ASTIER, D. BACON, S. BARDELLI, C. BAUGH, F. BELLAGAMBA, C. BENOIST, D. BIANCHI, A. BIVIANO, E. BRANCHINI, C. CARBONE, V. CARDONE, D. CLEMENTS, S. COLOMBI, C. CONSELICE, G. CRESCI, N. DEACON, J. DUNLOP, C. FEDELI, F. FONTANOT, P. FRANZETTI, C. GIOLICI, J. GARCIA-BELLIDO, J. GOW, A. HEAVENS, P. HEWETT, C. HEYMANS, A. HOLLAND, Z. HUANG, O. ILBERT, B. JOACHIMI, E. JENNINS, E. KERINS, A. KIESSLING, D. KIRK, R. KOTAK, O. KRAUSE, O. LAHAV, F. VAN LEEUWEN, J. LESGOURGUES, M. LOMBARDI, M. MAGLIOCCHETTI, K. MAGUIRE, E. MAJEROTTO, R. MAOLI, F. MARULLI, S. MAUROGORDATO, H. MCCRACKEN, R. MCLURE, A. MELCHIORRI, A. MERSON, M. MORESCO, M. NONINO, P. NORBERG, J. PEACOCK, R. PELLO, M. PENNY, V. PETTORINO, C. DI PORTO, L. POZZETTI, C. QUERCELLINI, M. RADOVICH, A. RASSAT, N. ROCHE, S. RONAYETTE, E. ROSSETTI, B. SARTORIS, P. SCHNEIDER, E. SEMBOLONI, S. SERJEANT, F. SIMPSON, C. SKORDIS, G. SMADJA, S. SMARTT, P. SPANO, S. SPIRO, M. SULLIVAN, A. TILQUIN, R. TROTTA, L. VERDE, Y. WANG, G. WILLIGER, G. ZHAO, J. ZOUBIAN et E. ZUCCA. 2011, «Euclid Definition Study Report», *ArXiv e-prints*. 140
- LAWRENCE, A., S. J. WARREN, O. ALMAINI, A. C. EDGE, N. C. HAMBLY, R. F. JAMESON, P. LUCAS, M. CASALI, A. ADAMSON, S. DYE, J. P. EMERSON, S. FOUCAUD, P. HEWETT, P. HIRST, S. T. HODGKIN, M. J. IRWIN, N. LODIEU, R. G. MCMAHON, C. SIMPSON, I. SMAIL, D. MORTLOCK et M. FOLGER. 2007, «The UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS)», *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 379, n° 4, doi :10.1111/j.1365-2966.2007.12040.x, p. 1599–1617, ISSN 0035-8711, 1365-2966. URL <https://academic.oup.com/mnras/article-lookup/doi/10.1111/j.1365-2966.2007.12040.x>. 12, 50
- LEJEUNE, T., F. CUISINIER et R. BUSER. 1997, «Standard stellar library for evolutionary synthesis. I. Calibration of theoretical spectra», *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, vol. 125, doi : 10.1051/aas:1997373, p. 229–246. 146
- LIGO SCIENTIFIC COLLABORATION et VIRGO COLLABORATION. 2016, «Observation of Gravitational Waves from a Binary Black Hole Merger», *Physical Review Letters*, vol. 116, doi :10.1103/PhysRevLett.116.061102, 061102. 6
- LUTZ, D., A. POGLITSCH, B. ALTIERI, P. ANDREANI, H. AUSSEL, S. BERTA, A. BONGIOVANNI, D. BRISBIN, A. CAVA, J. CEPÁ, A. CIMATTI, E. DADDI, H. DOMINGUEZ-SANCHEZ, D. ELBAZ, N. M. FÖRSTER SCHREIBER, R. GENZEL, A. GRAZIAN, C. GRUPPIONI, M. HARWIT, E. LE FLOCH, G. MAGDIS, B. MAGNELLI, R. MAIOLINO, R. NORDON, A. M. PÉREZ GARCÍA, P. POPESSO, F. POZZI, L. RIGUCCINI, G. RODIGHIERO, A. SAINTONGE, M. SANCHEZ PORTAL, P. SANTINI, L. SHAO, E. STURM, L. J. TACCONI, I. VALTCHANOV, M. WETZSTEIN et E. WIEPRECHT. 2011, «PACS Evolutionary Probe (PEP) - A Herschel key program», *A&A*, vol. 532, doi :10.1051/0004-6361/201117107, A90. 58
- MA, J., A. H. GONZALEZ, J. D. VIEIRA, M. ARAVENA, M. L. N. ASHBY, M. BÉTHERMIN, M. S. BOTHWELL, W. N. BRANDT, C. DE BREUCK, J. E. CARLSTROM, S. C. CHAPMAN, B. GULLBERG, Y. HEZAVEH, K. LITKE, M. MALKAN, D. P. MARRONE, M. McDONALD, E. J. MURPHY, J. S. SPILKER, J. SREEVANI, A. A. STARK, M. STRANDET et S. X. WANG. 2016, «SPT0346-52 : Negligible AGN Activity in a Compact, Hyper-starburst Galaxy at $z = 5.7$ », *ApJ*, vol. 832, doi :10.3847/0004-637X/832/2/114, 114. 14
- MADAU, P. et M. DICKINSON. 2014, «Cosmic Star-Formation History», *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 52, doi :10.1146/annurev-astro-081811-125615, p. 415–486. 8, 10
- MAGNELLI, B., D. LUTZ, A. SAINTONGE, S. BERTA, P. SANTINI, M. SYMEONIDIS, B. ALTIERI, P. ANDREANI, H. AUSSEL, M. BÉTHERMIN, J. BOCK, A. BONGIOVANNI, J. CEPÁ, A. CIMATTI, A. CONLEY, E. DADDI, D. ELBAZ, N. M. FÖRSTER SCHREIBER, R. GENZEL, R. J. IVISON, E. LE FLOCH, G. MAGDIS, R. MAIOLINO, R. NORDON, S. J. OLIVER, M. PAGE, A. PÉREZ GARCÍA, A. POGLITSCH, P. POPESSO, F. POZZI, L. RIGUCCINI, G. RODIGHIERO, D. ROSARIO, I. ROSEBOOM, M. SANCHEZ-PORTAL,

- D. SCOTT, E. STURM, L. J. TACCONI, I. VALTCHANOV, L. WANG et S. WUYTS. 2014, «The evolution of the dust temperatures of galaxies in the SFR- M_* plane up to $z \sim 2$ », *A&A*, vol. 561, doi : 10.1051/0004-6361/201322217, A86. 19, 129
- MARASTON, C. 2005, «Evolutionary population synthesis : models, analysis of the ingredients and application to high- z galaxies», *MNRAS*, vol. 362, doi :10.1111/j.1365-2966.2005.09270.x, p. 799–825. 26
- MARMO, C. 2007, «Processing WIRCam/CFHT Wide-Field Near-Infrared Data at TERAPIX», dans *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, vol. 376, édité par R. A. Shaw, F. Hill et D. J. Bell, p. 285. 32, 38
- MARTINACHE, C. 2016, *Cosmic Spring in large-scale structures : Spitzer and the Search for $z \sim 2$ structures with intens* Theses, Université Paris-Saclay. URL <https://tel.archives-ouvertes.fr/tel-01492799>. 15, 26, 28, 29, 129, 154
- MATSUDA, T., H. SATŌ et H. TAKEDA. 1969, «Cooling of Pre-Galactic Gas Clouds by Hydrogen Molecule», *Progress of Theoretical Physics*, vol. 42, doi :10.1143/PTP.42.219, p. 219–233. 7
- MCDONALD, M., B. STALDER, M. BAYLISS, S. W. ALLEN, D. E. APPLGATE, M. L. N. ASHBY, M. BAUTZ, B. A. BENSON, L. E. BLEEM, M. BRODWIN, J. E. CARLSTROM, I. CHIU, S. DESAI, A. H. GONZALEZ, J. HLAVACEK-LARRONDO, W. L. HOLZAPFEL, D. P. MARRONE, E. D. MILLER, C. L. REICHARDT, B. R. SALIWANCHIK, A. SARO, T. SCHRABBACK, S. A. STANFORD, A. A. STARK, J. D. VIEIRA et A. ZENTENO. 2016, «Star-forming Brightest Cluster Galaxies at 0.25 <math>z</math> <math>1.25</math> : A Transitioning Fuel Supply», *ApJ*, vol. 817, doi :10.3847/0004-637X/817/2/86, 86. 11
- MEI, S., B. P. HOLDEN, J. P. BLAKESLEE, H. C. FORD, M. FRANX, N. L. HOMEIER, G. D. ILLINGWORTH, M. J. JEE, R. OVERZIER, M. POSTMAN, P. ROSATI, A. VAN DER WEL et J. G. BARTLETT. 2009, «Evolution of the Color-Magnitude Relation in Galaxy Clusters at $z \sim 1$ from the ACS Intermediate Redshift Cluster Survey», *ApJ*, vol. 690, doi :10.1088/0004-637X/690/1/42, p. 42–68. 11
- MENNELLA, A., M. BERSANELLI, R. C. BUTLER, F. CUTTAIA, O. D'ARCANGELO, R. J. DAVIS, M. FRAILIS, S. GALEOTTA, A. GREGORIO, C. R. LAWRENCE, R. LEONARDI, S. R. LOWE, N. MANDOLESI, M. MARRIS, P. MEINHOLD, L. MENDES, G. MORGANTE, M. SANDRI, L. STRINGHETTI, L. TERENCEZI, M. TOMASI, L. VALENZIANO, F. VILLA, A. ZACCHEI, A. ZONCA, M. BALASINI, C. FRANCESCHET, P. BATTAGLIA, P. M. LAPOLLA, P. LEUTENEGGER, M. MICCOLIS, L. PAGAN, R. SILVESTRI, B. AJA, E. ARTAL, G. BALDAN, P. BASTIA, T. BERNARDINO, L. BOSCHINI, G. CAFAGNA, B. CAPPELLINI, F. CAVALIERE, F. COLOMBO, L. DE LA FUENTE, J. EDGELEY, M. C. FALVELLA, F. FERRARI, S. FOGLIANI, E. FRANCESCHI, T. GAIER, F. GOMEZ, J. M. HERREROS, S. HILDEBRANDT, R. HOYLAND, N. HUGHES, P. JUKKALA, D. KETTLE, M. LAANINEN, D. LAWSON, P. LEAHY, S. LEVIN, P. B. LILJE, D. MAINO, M. MALASPINA, P. MANZATO, J. MARTI-CANALES, E. MARTINEZ-GONZALEZ, A. MEDIAVILLA, F. PASIAN, J. P. PASCUAL, M. PECORA, L. PERES-CUEVAS, P. PLATANIA, M. POSPIESZALSKY, T. POUTANEN, R. REBOLO, N. RODDIS, M. SALMON, M. SEIFFERT, A. SIMONETTO, C. SOZZI, J. TAUBER, J. TUOVINEN, J. VARIS, A. WILKINSON et F. WINDER. 2010, «*Planck* pre-launch status : Low Frequency Instrument calibration and expected scientific performance», *Astronomy and Astrophysics*, vol. 520, doi : 10.1051/0004-6361/200912849, p. A5, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/200912849>. 18
- MIHOS, J. C. 2004, «Interactions and Mergers of Cluster Galaxies», dans *Clusters of Galaxies : Probes of Cosmological Structure and Galaxy Evolution*, p. 277. 11
- MILEY, G. et C. DE BREUCK. 2008, «Distant radio galaxies and their environments», *Astronomy and Astrophysics Review*, vol. 15, doi :10.1007/s00159-007-0008-z, p. 67–144. 14
- MILLER, T. B., S. C. CHAPMAN, M. ARAVENA, M. L. N. ASHBY, C. C. HAYWARD, J. D. VIEIRA, A. WEISS, A. BABUL, M. BÉTHERMIN, C. M. BRADFORD, M. BRODWIN, J. E. CARLSTROM, C.-C. CHEN, D. J. M. CUNNINGHAM, C. DE BREUCK, A. H. GONZALEZ, T. R. GREVE, J. HARNETT, Y. HEZAVEH, K. LACAILLE, K. C. LITKE, J. MA, M. MALKAN, D. P. MARRONE, W. MORNINGSTAR, E. J. MURPHY, D. NARAYANAN, E. PASS, R. PERRY, K. A. PHADKE, D. RENNEHAN, K. M. ROTERMUND, J. SIMPSON, J. S.

- SPIPKER, J. SREEVANI, A. A. STARK, M. L. STRANDET et A. L. STROM. 2018, «A massive core for a cluster of galaxies at a redshift of 4.3», *Nature*, vol. 556, doi :10.1038/s41586-018-0025-2, p. 469–472. [14](#)
- MOSTER, B. P., R. S. SOMERVILLE, C. MAULBETSCH, F. C. VAN DEN BOSCH, A. V. MACCIÒ, T. NAAB et L. OSER. 2010, «Constraints on the Relationship between Stellar Mass and Halo Mass at Low and High Redshift», *ApJ*, vol. 710, doi :10.1088/0004-637X/710/2/903, p. 903–923. [28](#)
- MULDREW, S. I., N. A. HATCH et E. A. COOKE. 2015, «What are protoclusters? - Defining high-redshift galaxy clusters and protoclusters», *MNRAS*, vol. 452, doi :10.1093/mnras/stv1449, p. 2528–2539. [10](#), [27](#)
- MULDREW, S. I., N. A. HATCH et E. A. COOKE. 2018, «Galaxy evolution in protoclusters», *MNRAS*, vol. 473, doi :10.1093/mnras/stx2454, p. 2335–2347. [10](#), [11](#)
- MUZZIN, A., G. WILSON, R. DEMARCO, C. LIDMAN, J. NANTAIS, H. HOEKSTRA, H. K. C. YEE et A. RETTURA. 2013, «Discovery of a Rich Cluster at $z = 1.63$ Using the Rest-frame $1.6 \mu\text{m}$ “Stellar Bump Sequence” Method», *ApJ*, vol. 767, doi :10.1088/0004-637X/767/1/39, 39. [11](#), [13](#), [25](#), [26](#), [62](#)
- NEGRELLO, M., R. HOPWOOD, G. DE ZOTTI, A. COORAY, A. VERMA, J. BOCK, D. T. FRAYER, M. A. GURWELL, A. OMONT, R. NERI, H. DANNERBAUER, L. L. LEEUW, E. BARTON, J. COOKE, S. KIM, E. DA CUNHA, G. RODIGHIERO, P. COX, D. G. BONFIELD, M. J. JARVIS, S. SERJEANT, R. J. IVISON, S. DYE, I. ARETXAGA, D. H. HUGHES, E. IBAR, F. BERTOLDI, I. VALTCHANOV, S. EALES, L. DUNNE, S. P. DRIVER, R. AULD, S. BUTTIGLIONE, A. CAVA, C. A. GRADY, D. L. CLEMENTS, A. DARIUSH, J. FRITZ, D. HILL, J. B. HORNBECK, L. KELVIN, G. LAGACHE, M. LOPEZ-CANIEGO, J. GONZALEZ-NUENO, S. MADDOX, E. PASCALE, M. POHLEN, E. E. RIGBY, A. ROBOTHAM, C. SIMPSON, D. J. B. SMITH, P. TEMI, M. A. THOMPSON, B. E. WOODGATE, D. G. YORK, J. E. AGUIRRE, A. BEELEN, A. BLAIN, A. J. BAKER, M. BIRKINSHAW, R. BLUNDELL, C. M. BRADFORD, D. BURGARELLA, L. DANESE, J. S. DUNLOP, S. FLEUREN, J. GLENN, A. I. HARRIS, J. KAMENETZKY, R. E. LUPU, R. J. MADDALENA, B. F. MADORE, P. R. MALONEY, H. MATSUHARA, M. J. MICHALOWSKI, E. J. MURPHY, B. J. NAYLOR, H. NGUYEN, C. POPESCU, S. RAWLINGS, D. RIGOPOULOU, D. SCOTT, K. S. SCOTT, M. SEIBERT, I. SMAIL, R. J. TUFFS, J. D. VIEIRA, P. P. VAN DER WERF et J. ZMUIDZINAS. 2010, «The Detection of a Population of Submillimeter-Bright, Strongly Lensed Galaxies», *Science*, vol. 330, doi : 10.1126/science.1193420, p. 800. [18](#)
- NOIROT, G., D. STERN, S. MEI, D. WYLEZALEK, E. A. COOKE, C. DE BREUCK, A. GALAMETZ, N. A. HATCH, J. VERNET, M. BRODWIN, P. EISENHARDT, A. H. GONZALEZ, M. JARVIS, A. RETTURA, N. SEYMOUR et S. A. STANFORD. 2018, «HST Grism Confirmation of 16 Structures at $1.4 < z < 2.8$ from the Clusters Around Radio-Loud AGN (CARLA) Survey», *ApJ*, vol. 859, doi :10.3847/1538-4357/aaabdb, 38. [155](#)
- NOIROT, G., J. VERNET, C. DE BREUCK, D. WYLEZALEK, A. GALAMETZ, D. STERN, S. MEI, M. BRODWIN, E. A. COOKE, A. H. GONZALEZ, N. A. HATCH, A. RETTURA et S. A. STANFORD. 2016, «HST Grism Confirmation of Two $z \sim 2$ Structures from the Clusters around Radio-loud AGN (CARLA) Survey», *ApJ*, vol. 830, doi :10.3847/0004-637X/830/2/90, 90. [11](#), [155](#)
- OLIVEIRA, S. R., O. D. MIRANDA, J. C. N. DE ARAUJO et R. OPPER. 1998, «Collapse of primordial clouds - I», *MNRAS*, vol. 301, doi :10.1046/j.1365-8711.1998.02005.x, p. 101–114. [7](#)
- OLIVER, S. J., J. BOCK, B. ALTIERI, A. AMBLARD, V. ARUMUGAM, H. AUSSSEL, T. BABBEDGE, A. BEELEN, M. BÉTHÉRMINE, A. BLAIN, A. BOSELLI, C. BRIDGE, D. BRISBIN, V. BUAT, D. BURGARELLA, N. CASTRO-RODRÍGUEZ, A. CAVA, P. CHANIAL, M. CIRASUOLO, D. L. CLEMENTS, A. CONLEY, L. CONVERSI, A. COORAY, C. D. DOWELL, E. N. DUBOIS, E. DWEK, S. DYE, S. EALES, D. ELBAZ, D. FARRAH, A. FELTRE, P. FERRERO, N. FIOLET, M. FOX, A. FRANCESCHINI, W. GEAR, E. GIOVANNOLI, J. GLENN, Y. GONG, E. A. GONZÁLEZ SOLARES, M. GRIFFIN, M. HALPERN, M. HARWIT, E. HATZIMINAOGLOU, S. HEINIS, P. HURLEY, H. S. HWANG, A. HYDE, E. IBAR, O. ILBERT, K. ISAAK, R. J. IVISON, G. LAGACHE, E. LE FLOCH, L. LEVENSON, B. L. FARO, N. LU, S. MADDEN, B. MAFFEI, G. MAGDIS, G. MAINETTI, L. MARCHETTI, G. MARSDEN, J. MARSHALL, A. M. J. MORTIER, H. T. NGUYEN,

- B. O'HALLORAN, A. OMONT, M. J. PAGE, P. PANUZZO, A. PAPAGEORGIOU, H. PATEL, C. P. PEARSON, I. PÉREZ-FOURNON, M. POHLEN, J. I. RAWLINGS, G. RAYMOND, D. RIGOPOULOU, L. RIGUCINI, D. RIZZO, G. RODIGHIERO, I. G. ROSEBOOM, M. ROWAN-ROBINSON, M. SÁNCHEZ PORTAL, B. SCHULZ, D. SCOTT, N. SEYMOUR, D. L. SHUPE, A. J. SMITH, J. A. STEVENS, M. SYMEONIDIS, M. TRICHAS, K. E. TUGWELL, M. VACCARI, I. VALTCHANOV, J. D. VIEIRA, M. VIERO, L. VIGROUX, L. WANG, R. WARD, J. WARDLOW, G. WRIGHT, C. K. XU et M. ZEMCOV. 2012, «The Herschel Multi-tiered Extragalactic Survey : HerMES», *MNRAS*, vol. 424, doi :10.1111/j.1365-2966.2012.20912.x, p. 1614–1635. [60](#)
- OLIVER, S. J., L. WANG, A. J. SMITH, B. ALTIERI, A. AMBLARD, V. ARUMUGAM, R. AULD, H. AUSSEL, T. BABEDGE, A. BLAIN, J. BOCK, A. BOSELLI, V. BUAT, D. BURGARELLA, N. CASTRO-RODRÍGUEZ, A. CAVA, P. CHANIAL, D. L. CLEMENTS, A. CONLEY, L. CONVERSI, A. COORAY, C. D. DOWELL, E. DWEK, S. EALES, D. ELBAZ, M. FOX, A. FRANCESCHINI, W. GEAR, J. GLENN, M. GRIFFIN, M. HALPERN, E. HATZIMINAOGLOU, E. IBAR, K. ISAAK, R. J. IVISON, G. LAGACHE, L. LEVENSON, N. LU, S. MADDEN, B. MAFFEI, G. MAINETTI, L. MARCHETTI, K. MITCHELL-WYNNE, A. M. J. MORTIER, H. T. NGUYEN, B. O'HALLORAN, A. OMONT, M. J. PAGE, P. PANUZZO, A. PAPAGEORGIOU, C. P. PEARSON, I. PÉREZ-FOURNON, M. POHLEN, J. I. RAWLINGS, G. RAYMOND, D. RIGOPOULOU, D. RIZZO, I. G. ROSEBOOM, M. ROWAN-ROBINSON, M. SÁNCHEZ PORTAL, R. SAVAGE, B. SCHULZ, D. SCOTT, N. SEYMOUR, D. L. SHUPE, J. A. STEVENS, M. SYMEONIDIS, M. TRICHAS, K. E. TUGWELL, M. VACCARI, E. VALIANTE, I. VALTCHANOV, J. D. VIEIRA, L. VIGROUX, R. WARD, G. WRIGHT, C. K. XU et M. ZEMCOV. 2010, «HerMES : SPIRE galaxy number counts at 250, 350, and 500 μm », *A&A*, vol. 518, doi :10.1051/0004-6361/201014697, L21. [22](#)
- OUCHI, M., K. SHIMASAKU, M. AKIYAMA, K. SEKIGUCHI, H. FURUSAWA, S. OKAMURA, N. KASHIKAWA, M. IYE, T. KODAMA, T. SAITO, T. SASAKI, C. SIMPSON, T. TAKATA, T. YAMADA, H. YAMANOI, M. YOSHIDA et M. YOSHIDA. 2005, «The Discovery of Primeval Large-Scale Structures with Forming Clusters at Redshift 6», *ApJ*, vol. 620, doi :10.1086/428499, p. L1–L4. [14](#)
- OVERZIER, R. A. 2016, «The realm of the galaxy protoclusters. A review», *Astronomy and Astrophysics Review*, vol. 24, doi :10.1007/s00159-016-0100-3, 14. [10](#), [13](#), [14](#)
- PADMANABHAN, T. 1993, *Structure Formation in the Universe*. [7](#)
- PALLA, F., E. E. SALPETER et S. W. STAHLER. 1983, «Primordial star formation - The role of molecular hydrogen», *ApJ*, vol. 271, doi :10.1086/161231, p. 632–641. [7](#)
- PAPOVICH, C. 2008, «The Angular Clustering of Distant Galaxy Clusters», *ApJ*, vol. 676, doi :10.1086/527665, 206-217. [13](#), [25](#), [26](#), [97](#), [107](#)
- PAPOVICH, C., I. MOMCHEVA, C. N. A. WILLMER, K. D. FINKELSTEIN, S. L. FINKELSTEIN, K.-V. TRAN, M. BRODWIN, J. S. DUNLOP, D. FARRAH, S. A. KHAN, J. LOTZ, P. MCCARTHY, R. J. MCLURE, M. RIEKE, G. RUDNICK, S. SIVANANDAM, F. PACAUD et M. PIERRE. 2010, «A Spitzer-selected Galaxy Cluster at $z = 1.62$ », *ApJ*, vol. 716, doi :10.1088/0004-637X/716/2/1503, p. 1503–1513. [13](#), [28](#), [66](#)
- PASCARELLE, S. M., R. A. WINDHORST, S. P. DRIVER, E. J. OSTRANDER et W. C. KEEL. 1996, «The Serendipitous Discovery of a Group or Cluster of Young Galaxies at $z=2.40$ in Deep Hubble Space Telescope WFPC2 Images», *ApJ*, vol. 456, doi :10.1086/309852, p. L21. [14](#)
- PATEL, S. G., D. D. KELSON, B. P. HOLDEN, G. D. ILLINGWORTH, M. FRANX, A. VAN DER WEL et H. FORD. 2009, «A WIDE-FIELD STUDY OF THE $z \sim 0.8$ CLUSTER RX J0152.7–1357 : THE ROLE OF ENVIRONMENT IN THE FORMATION OF THE RED SEQUENCE», *The Astrophysical Journal*, vol. 694, n° 2, doi :10.1088/0004-637X/694/2/1349, p. 1349–1363, ISSN 0004-637X, 1538-4357. URL <http://stacks.iop.org/0004-637X/694/i=2/a=1349?key=crossref.f77e634a1ed3b9e2adc0f81d8ee62a19>. [66](#)
- PEEBLES, P. J. E. 1980, *The large-scale structure of the universe*. [7](#)

- PENG, Y.-J., S. J. LILLY, K. KOVAČ, M. BOLZONELLA, L. POZZETTI, A. RENZINI, G. ZAMORANI, O. ILBERT, C. KNOBEL, A. IOVINO, C. MAIER, O. CUCCIATI, L. TASCA, C. M. CAROLLO, J. SILVERMAN, P. KAMPCZYK, L. DE RAVEL, D. SANDERS, N. SCOVILLE, T. CONTINI, V. MAINIERI, M. SCODEGGIO, J.-P. KNEIB, O. LE FÈVRE, S. BARDELLI, A. BONGIORNO, K. CAPUTI, G. COPPA, S. DE LA TORRE, P. FRANZETTI, B. GARILLI, F. LAMAREILLE, J.-F. LE BORGNE, V. LE BRUN, M. MIGNOLI, E. PEREZ MONTERO, R. PELLO, E. RICCIARDELLI, M. TANAKA, L. TRESSE, D. VERGANI, N. WELIKALA, E. ZUCCA, P. OESCH, U. ABAS, L. BARNES, R. BORDOLOI, D. BOTTINI, A. CAPPI, P. CASSATA, A. CIMATTI, M. FUMANA, G. HASINGER, A. KOEKEMOER, A. LEAUTHAUD, D. MACCAGNI, C. MARINONI, H. MCCRACKEN, P. MEMEO, B. MENEUX, P. NAIR, C. PORCIANI, V. PRESOTTO et R. SCARAMELLA. 2010, «Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function», *ApJ*, vol. 721, doi :10.1088/0004-637X/721/1/193, p. 193–221. 8, 9, 66
- PERLMUTTER, S., G. ALDERING, G. GOLDBERGER, R. A. KNOP, P. NUGENT, P. G. CASTRO, S. DEUSTUA, S. FABBRO, A. GOOBAR, D. E. GROOM, I. M. HOOK, A. G. KIM, M. Y. KIM, J. C. LEE, N. J. NUNES, R. PAIN, C. R. PENNYPACKER, R. QUIMBY, C. LIDMAN, R. S. ELLIS, M. IRWIN, R. G. MCMAHON, P. RUIZ-LAPUENTE, N. WALTON, B. SCHAEFER, B. J. BOYLE, A. V. FILIPPENKO, T. MATHESON, A. S. FRUCHTER, N. PANAGIA, H. J. M. NEWBERG, W. J. COUCH et T. S. C. PROJECT. 1999, «Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae», *ApJ*, vol. 517, doi :10.1086/307221, p. 565–586. 6
- PIERRE, M., I. VALTCHANOV, B. ALTIERI, S. ANDREON, M. BOLZONELLA, M. BREMER, L. DISSEAU, S. DOS SANTOS, P. GANDHI, C. JEAN, F. PACAUD, A. READ, A. REFREGIER, J. WILLIS, C. ADAMI, D. ALLOIN, M. BIRKINSHAW, L. CHIAPPETTI, A. COHEN, A. DETAL, P.-A. DUC, E. GOSSET, J. HJORTH, L. JONES, O. LE FÈVRE, C. LONSDALE, D. MACCAGNI, A. MAZURE, B. MCBREEN, H. MCCRACKEN, Y. MELLIER, T. PONMAN, H. QUINTANA, H. ROTTGERING, A. SMETTE, J. SURDEJ, J.-L. STARCK, L. VIGROUX et S. WHITE. 2004, «The XMM-LSS survey. Survey design and first results», *Journal of Cosmology and Astro-Particle Physics*, vol. 2004, doi :10.1088/1475-7516/2004/09/011, 011. 13
- PILBRATT, G. L., J. R. RIEDINGER, T. PASSVOGEL, G. CRONE, D. DOYLE, U. GAGEUR, A. M. HERAS, C. JEWELL, L. METCALFE, S. OTT et M. SCHMIDT. 2010, «*Herschel* Space Observatory : An ESA facility for far-infrared and submillimetre astronomy», *Astronomy and Astrophysics*, vol. 518, doi : 10.1051/0004-6361/201014759, p. L1, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201014759>. 21
- PISANI, A. 1996, «A non-parametric and scale-independent method for cluster analysis - II. The multivariate case», *MNRAS*, vol. 278, doi :10.1093/mnras/278.3.697, p. 697–726. 24
- PLANCK COLLABORATION, R. ADAM, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, Y. AKRAMI, M. I. R. ALVES, F. ARGÜESO, M. ARNAUD, F. ARROJA, M. ASHDOWN et ET AL. 2016a, «Planck 2015 results. I. Overview of products and scientific results», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201527101, A1. 18
- PLANCK COLLABORATION, R. ADAM, N. AGHANIM, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, M. BALLARDINI, A. J. BANDAY, R. B. BARREIRO, N. BAROLO, S. BASAK, R. BATTYE, K. BENABED, J. P. BERNARD, M. BERSANELLI, P. BIELEWICZ, J. J. BOCK, A. BONALDI, L. BONAVERA, J. R. BOND, J. BORRILL, F. R. BOUCHET, F. BOULANGER, M. BUCHER, C. BURIGANA, E. CALABRESE, J. F. CARDOSO, J. CARRON, H. C. CHIANG, L. P. L. COLOMBO, C. COMBET, B. COMIS, F. COUCHOT, A. COULAIS, B. P. CRILL, A. CURTO, F. CUTTAIA, R. J. DAVIS, P. DE BERNARDIS, A. DE ROSA, G. DE ZOTTI, J. DELABROUILLE, E. DI VALENTINO, C. DICKINSON, J. M. DIEGO, O. DORÉ, M. DOUSPIS, A. DUCOUT, X. DUPAC, F. ELSNER, T. A. ENSSLIN, H. K. ERIKSEN, E. FALGARONE, Y. FANTAYE, F. FINELLI, F. FORASTIERI, M. FRAILIS, A. A. FRAISSE, E. FRANCESCHI, A. FROLOV, S. GALEOTTA, S. GALLI, K. GANGA, R. T. GÉNOVA-SANTOS, M. GERBINO, T. GHOSH, J. GONZÁLEZ-NUEVO, K. M. GÓRSKI, A. GRUPPUSO, J. E. GUDMUNDSSON, F. K. HANSEN, G. HELOU, S. HENROT-VERSILLÉ, D. HERRANZ, E. HIVON, Z. HUANG, S. ILIĆ, A. H. JAFFE, W. C. JONES, E. KEIHÄNEN, R. KESKITALO, T. S. KISNER, L. KNOX, N. KRACHMALNICOFF, M. KUNZ, H. KURKI-SUONIO, G. LAGACHE, A. LÄHTEENMÄKI, J. M. LAMARRE, M. LANGER, A. LASENBY, M. LATTANZI, C. R. LAWRENCE, M. LE JEUNE, F. LEVRIER, A. LEWIS, M. LIGUORI, P. B. LILJE, M. LÓPEZ-CANIEGO, Y. Z. MA, J. F. MACÍAS-PÉREZ, G. MAGGIO, A. MANGILLI, M. MARIS, P. G. MARTIN, E. MARTÍNEZ-GONZÁLEZ, S. MATARRESE, N. MAURI,

- J. D. McEWEN, P. R. MEINHOLD, A. MELCHIORRI, A. MENNELLA, M. MIGLIACCIO, M. A. MIVILLE-DESCHÊNES, D. MOLINARI, A. MONETI, L. MONTIER, G. MORGANTE, A. MOSS, P. NASELSKY, P. NATOLI, C. A. OXBORROW, L. PAGANO, D. PAOLETTI, B. PARTRIDGE, G. PATANCHON, L. PATRIZII, O. PERDEREAU, L. PEROTTO, V. PETTORINO, F. PIACENTINI, S. PLASZCZYNSKI, L. POLASTRI, G. POLENTA, J. L. PUGET, J. P. RACHEN, B. RACINE, M. REINECKE, M. REMAZEILLES, A. RENZI, G. ROCHA, M. ROSSETTI, G. ROUDIER, J. A. RUBIÑO-MARTÍN, B. RUIZ-GRANADOS, L. SALVATI, M. SANDRI, M. SAVELAINEN, D. SCOTT, G. SIRRI, R. SUNYAEV, A. S. SUUR-USKI, J. A. TAUBER, M. TENTI, L. TOFFOLATTI, M. TOMASI, M. TRISTRAM, T. TROMBETTI, J. VALIVIITA, F. VAN TENT, P. VIELVA, F. VILLA, N. VITTORIO, B. D. WANDELT, I. K. WEHUS, M. WHITE, A. ZACCHEI et A. ZONCA. 2016b, «Planck intermediate results. XLVII. Planck constraints on reionization history», *A&A*, vol. 596, doi : 10.1051/0004-6361/201628897, A108. [18](#)
- PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, F. ARGÜESO, M. ARNAUD, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY, R. B. BARREIRO et ET AL. 2016c, «Planck 2015 results. XXVI. The Second Planck Catalogue of Compact Sources», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201526914, A26. [18](#)
- PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, C. ARMITAGE-CAPLAN, M. ARNAUD, M. ASHDOWN, F. ATRIO-BARANDELA, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY et ET AL. 2014, «Planck 2013 results. XVI. Cosmological parameters», *A&A*, vol. 571, doi :10.1051/0004-6361/201321591, A16. [8](#)
- PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, M. ARNAUD, F. ARROJA, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, M. BALLARDINI, A. J. BANDAY et ET AL. 2016d, «Planck 2015 results. XIX. Constraints on primordial magnetic fields», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201525821, A19. [18](#)
- PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, M. ARNAUD, F. ARROJA, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, M. BALLARDINI, A. J. BANDAY et ET AL. 2016e, «Planck 2015 results. XVII. Constraints on primordial non-Gaussianity», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201525836, A17. [18](#)
- PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, M. ARNAUD, F. ARROJA, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, M. BALLARDINI, A. J. BANDAY et ET AL. 2016f, «Planck 2015 results. XX. Constraints on inflation», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201525898, A20. [18](#)
- PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, M. ARNAUD, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY, R. B. BARREIRO, R. BARRENA et ET AL. 2016g, «Planck 2015 results. XXVII. The second Planck catalogue of Sunyaev-Zeldovich sources», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201525823, A27. [18](#), [21](#), [22](#), [23](#), [24](#)
- PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, M. ARNAUD, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY, R. B. BARREIRO, R. BARRENA, J. G. BARTLETT, N. BARTOLO, E. BATTANER, R. BATTYE, K. BENABED, A. BENOÎT, A. BENOIT-LÉVY, J. P. BERNARD, M. BERSANELLI, P. BIELEWICZ, I. BIKMAEV, H. BÖHRINGER, A. BONALDI, L. BONAVERA, J. R. BOND, J. BORRILL, F. R. BOUCHET, M. BUCHER, R. BURENIN, C. BURIGANA, R. C. BUTLER, E. CALABRESE, J. F. CARDOSO, P. CARVALHO, A. CATALANO, A. CHALLINOR, A. CHAMBALLU, R. R. CHARY, H. C. CHIANG, G. CHON, P. R. CHRISTENSEN, D. L. CLEMENTS, S. COLOMBI, L. P. L. COLOMBO, C. COMBET, B. COMIS, F. COUCHOT, A. COULAIS, B. P. CRILL, A. CURTO, F. CUTTAIA, H. DAHLE, L. DANESE, R. D. DAVIES, R. J. DAVIS, P. DE BERNARDIS, A. DE ROSA, G. DE ZOTTI, J. DELABROUILLE, F. X. DÉSSERT, C. DICKINSON, J. M. DIEGO, K. DOLAG, H. DOLE, S. DONZELLI, O. DORÉ, M. DOUSPIS, A. DUCOUT, X. DUPAC, G. EFSTATHIOU, P. R. M. EISENHARDT, F. ELSNER, T. A. ENSSLIN, H. K. ERIKSEN, E. FALGARONE, J. FERGUSSON, F. FERROZ, A. FERRAGAMO, F. FINELLI, O. FORNI, M. FRAILIS, A. A. FRAISSE, E. FRANCESCHI, A. FREJSEL, S. GALEOTTA, S. GALLI, K. GANGA, R. T. GÉNOVA-SANTOS, M. GIARD, Y. GIRAUD-HÉRAUD, E. GJERLØW, J. GONZÁLEZ-NUEVO, K. M. GÓRSKI, K. J. B. GRAINGE, S. GRATTON, A. GREGORIO, A. GRUPPUSO, J. E. GUDMUNDSSON, F. K. HANSEN, D. HANSON, D. L. HARRISON, A. HEMPEL, S. HENROT-VERSILLÉ, C. HERNÁNDEZ-MONTEAGUDO, D. HERRANZ, S. R. HILDE-

BRANDT, E. HIVON, M. HOBSON, W. A. HOLMES, A. HORNSTRUP, W. HOVEST, K. M. HUFFENBERGER, G. HURIER, A. H. JAFFE, T. R. JAFFE, T. JIN, W. C. JONES, M. JUVELA, E. KEIHÄNEN, R. KESKITALO, I. KHAMITOV, T. S. KISNER, R. KNEISSL, J. KNOCHE, M. KUNZ, H. KURKI-SUONIO, G. LAGACHE, J. M. LAMARRE, A. LASENBY, M. LATTANZI, C. R. LAWRENCE, R. LEONARDI, J. LESGOURGUES, F. LEVRIER, M. LIGUORI, P. B. LILJE, M. LINDEN-VØRNLE, M. LÓPEZ-CANIEGO, P. M. LUBIN, J. F. MACÍAS-PÉREZ, G. MAGGIO, D. MAINO, D. S. Y. MAK, N. MANDOLESI, A. MANGILLI, P. G. MARTIN, E. MARTÍNEZ-GONZÁLEZ, S. MASI, S. MATARRESE, P. MAZZOTTA, P. MCGEHEE, S. MEI, A. MELCHIORRI, J. B. MELIN, L. MENDES, A. MENNELLA, M. MIGLIACCIO, S. MITRA, M. A. MIVILLE-DESCHÊNES, A. MONETI, L. MONTIER, G. MORGANTE, D. MORTLOCK, A. MOSS, D. MUNSHI, J. A. MURPHY, P. NASELSKY, A. NASTASI, F. NATI, P. NATOLI, C. B. NETTERFIELD, H. U. NØRGAARD-NIELSEN, F. NOVIELLO, D. NOVIKOV, I. NOVIKOV, M. OLAMAIE, C. A. OXBORROW, F. PACI, L. PAGANO, F. PAJOT, D. PAOLETTI, F. PASIAN, G. PATANCHON, T. J. PEARSON, O. PERDEREAU, L. PEROTTO, Y. C. PERROTT, F. PERROTTA, V. PETTORINO, F. PIACENTINI, M. PIAT, E. PIERPAOLI, D. PIETROBON, S. PLASZCZYNSKI, E. POINTECOUTEAU, G. POLENTA, G. W. PRATT, G. PRÉZEAU, S. PRUNET, J. L. PUGET, J. P. RACHEN, W. T. REACH, R. REBOLO, M. REINECKE, M. REMAZEILLES, C. RENAULT, A. RENZI, I. RISTORCELLI, G. ROCHA, C. ROSSET, M. ROSSETTI, G. ROUDIER, E. ROZO, J. A. RUBIÑO-MARTÍN, C. RUMSEY, B. RUSHOLME, E. S. RYKOFF, M. SANDRI, D. SANTOS, R. D. E. SAUNDERS, M. SAVELAINEN, G. SAVINI, M. P. SCHAMMEL, D. SCOTT, M. D. SEIFFERT, E. P. S. SHELLARD, T. W. SHIMWELL, L. D. SPENCER, S. A. STANFORD, D. STERN, V. STOLYAROV, R. STOMPOR, A. STREBLYANSKA, R. SUDIWALA, R. SUNYAEV, D. SUTTON, A. S. SUUR-USKI, J. F. SYGNET, J. A. TAUBER, L. TEREZNI, L. TOFFOLATTI, M. TOMASI, D. TRAMONTE, M. TRISTRAM, M. TUCCI, J. TUOVINEN, G. UMANA, L. VALENZIANO, J. VALIVIITA, B. VAN TENT, P. VIELVA, F. VILLA, L. A. WADE, B. D. WANDELT, I. K. WEHUS, S. D. M. WHITE, E. L. WRIGHT, D. YVON, A. ZACCHEI et A. ZONCA. 2016h, «Planck 2015 results. XXVII. The second Planck catalogue of Sunyaev- Zeldovich sources», *A&A*, vol. 594, doi : 10.1051/0004-6361/201525823, A27. 14

PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, M. ARNAUD, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY, R. B. BARREIRO, J. G. BARTLETT et ET AL. 2016i, «Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201525830, A13. 18

PLANCK COLLABORATION, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, M. ARNAUD, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY, R. B. BARREIRO, N. BAROLO, E. BATTANER, K. BENABED, A. BENOIT-LÉVY, J.-P. BERNARD, M. BERSANELLI, P. BIELEWICZ, A. BONALDI, L. BONAVERA, J. R. BOND, J. BORRILL, F. R. BOUCHET, F. BOULANGER, C. BURIGANA, R. C. BUTLER, E. CALABRESE, A. CATALANO, H. C. CHIANG, P. R. CHRISTENSEN, D. L. CLEMENTS, L. P. L. COLOMBO, F. COUCHOT, A. COULAIS, B. P. CRILL, A. CURTO, F. CUTTAIA, L. DANESE, R. D. DAVIES, R. J. DAVIS, P. DE BERNARDIS, A. DE ROSA, G. DE ZOTTI, J. DELABROUILLE, C. DICKINSON, J. M. DIEGO, H. DOLE, O. DORÉ, M. DOUSPIS, A. DUCOUT, X. DUPAC, F. ELSNER, T. A. ENDRAS, H. K. ERIKSEN, E. FALGARONE, F. FINELLI, I. FLORES-CACHO, M. FRAILIS, A. A. FRAISSE, E. FRANCESCHI, S. GALEOTTA, S. GALLI, K. GANGA, M. GIARD, Y. GIRAUD-HERRERA, E. GJERLAW, J. GONZÁLEZ-NUÑO, K. M. GORSKI, A. GREGORIO, A. GRUPPUSO, J. E. GUDMUNDSSON, F. K. HANSEN, D. L. HARRISON, G. HELOU, C. HERNÁNDEZ-MONTEAGUDO, D. HERRANZ, S. R. HILDEBRANDT, E. HIVON, M. HOBSON, A. HORNSTRUP, W. HOVEST, K. M. HUFFENBERGER, G. HURIER, A. H. JAFFE, T. R. JAFFE, E. KEIHÄNEN, R. KESKITALO, T. S. KISNER, R. KNEISSL, J. KNOCHE, M. KUNZ, H. KURKI-SUONIO, G. LAGACHE, J.-M. LAMARRE, A. LASENBY, M. LATTANZI, C. R. LAWRENCE, R. LEONARDI, F. LEVRIER, M. LIGUORI, P. B. LILJE, M. LINDEN-VØRNLE, M. LÓPEZ-CANIEGO, P. M. LUBIN, J. F. MACÍAS-PÉREZ, B. MAFFEI, G. MAGGIO, D. MAINO, N. MANDOLESI, A. MANGILLI, M. MARIS, P. G. MARTIN, E. MARTÍNEZ-GONZÁLEZ, S. MASI, S. MATARRESE, A. MELCHIORRI, A. MENNELLA, M. MIGLIACCIO, S. MITRA, M.-A. MIVILLE-DESCHÊNES, A. MONETI, L. MONTIER, G. MORGANTE, D. MORTLOCK, D. MUNSHI, J. A. MURPHY, F. NATI, P. NATOLI, N. P. H. NESVADBA, F. NOVIELLO, D. NOVIKOV, I. NOVIKOV, C. A. OXBORROW, L. PAGANO, F. PAJOT, D. PAOLETTI, B. PARTRIDGE, F. PASIAN, T. J. PEARSON, O. PERDEREAU, L. PEROTTO, V. PETTORINO, F. PIACENTINI, M. PIAT, S. PLASZCZYNSKI, E. POINTECOUTEAU, G. POLENTA, G. W. PRATT, S. PRUNET, J.-L. PUGET, J. P. RACHEN, M. REINECKE, M. REMAZEILLES, C. RENAULT, A. RENZI, I. RISTORCELLI, G. ROCHA, C. ROSSET, M. ROSSETTI, G. ROUDIER, J. A. RUBIÑO-MARTÍN, B. RUSHOLME, M. SANDRI, D. SANTOS, M. SAVELAINEN, G. SAVINI,

- D. SCOTT, L. D. SPENCER, V. STOLYAROV, R. STOMPOR, R. SUDIWALA, R. SUNYAEV, A.-S. SUURUSKI, J.-F. SYGNET, J. A. TAUBER, L. TERENCE, L. TOFFOLATTI, M. TOMASI, M. TRISTRAM, M. TUCCI, M. T?RLER, G. UMANA, L. VALENZIANO, J. VALIVIITA, F. VAN TENT, P. VIELVA, F. VILLA, L. A. WADE, B. D. WANDELT, I. K. WEHUS, N. WELIKALA, D. YVON, A. ZACCHEI et A. ZONCA. 2016j, «*Planck* intermediate results : XXXIX. The *Planck* list of high-redshift source candidates», *Astronomy & Astrophysics*, vol. 596, doi :10.1051/0004-6361/201527206, p. A100, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201527206>. 18, 19, 20, 154
- PLANCK COLLABORATION, N. AGHANIM, M. ARNAUD, M. ASHDOWN, J. AUMONT, C. BACCIGALUPI, A. J. BANDAY, R. B. BARREIRO, J. G. BARTLETT, N. BARTOLO et ET AL. 2016k, «Planck 2015 results. XXII. A map of the thermal Sunyaev-Zeldovich effect», *A&A*, vol. 594, doi :10.1051/0004-6361/201525826, A22. 18
- POGLITSCH, A., C. WAELEKENS, N. GEIS, H. FEUCHTGRUBER, B. VANDENBUSSCHE, L. RODRIGUEZ, O. KRAUSE, E. RENOTTE, C. VAN HOOF, P. SARACENO, J. CEPAL, F. KERSCHBAUM, P. AGNÈSE, B. ALI, B. ALTIERI, P. ANDREANI, J.-L. AUGERES, Z. BALOG, L. BARL, O. H. BAUER, N. BELBACHIR, M. BENEDETTINI, N. BILLOT, O. BOULADE, H. BISCHOF, J. BLOMMAERT, E. CALLUT, C. CARA, R. CERULLI, D. CESARSKY, A. CONTURSI, Y. CRETEN, W. DE MEESTER, V. DOUBLIER, E. DOUMAYROU, L. DUBAND, K. EXTER, R. GENZEL, J.-M. GILLIS, U. GRÖZINGER, T. HENNING, J. HERREROS, R. HUYGEN, M. INGUSCIO, G. JAKOB, C. JAMAR, C. JEAN, J. DE JONG, R. KATTERLOHER, C. KISS, U. KLAAS, D. LEMKE, D. LUTZ, S. MADDEN, B. MARQUET, J. MARTIGNAC, A. MAZY, P. MERKEN, F. MONTFORT, L. MORBIDELLI, T. MÜLLER, M. NIELBOCK, K. OKUMURA, R. ORFEI, R. OTTENSAMER, S. PEZZUTO, P. POPESSO, J. PUTZEYS, S. REGIBO, V. REVERET, P. ROYER, M. SAUVAGE, J. SCHREIBER, J. STEGMAIER, D. SCHMITT, J. SCHUBERT, E. STURM, M. THIEL, G. TOFANI, R. VAVREK, M. WETZSTEIN, E. WIEPRECHT et E. WIEZORREK. 2010, «The Photodetector Array Camera and Spectrometer (PACS) on the Herschel Space Observatory», *A&A*, vol. 518, doi :10.1051/0004-6361/201014535, L2. 21
- POLLETTA, M., M. TAJER, L. MARASCHI, G. TRINCHIERI, C. J. LONSDALE, L. CHIAPPETTI, S. ANDREON, M. PIERRE, O. LE FÈVRE, G. ZAMORANI, D. MACCAGNI, O. GARCET, J. SURDEJ, A. FRANCESCHINI, D. ALLOIN, D. L. SHUPE, J. A. SURACE, F. FANG, M. ROWAN-ROBINSON, H. E. SMITH et L. TRESSE. 2007, «Spectral Energy Distributions of Hard X-Ray Selected Active Galactic Nuclei in the XMM-Newton Medium Deep Survey», *ApJ*, vol. 663, doi :10.1086/518113, p. 81–102. 146
- PRADA, F., A. A. KLYPIN, A. J. CUESTA, J. E. BETANCORT-RIJO et J. PRIMACK. 2012, «Halo concentrations in the standard Λ cold dark matter cosmology», *MNRAS*, vol. 423, doi :10.1111/j.1365-2966.2012.21007.x, p. 3018–3030. 6
- PUGET, P., E. STADLER, R. DOYON, P. GIGAN, S. THIBAUT, G. LUPPINO, G. BARRICK, T. BENEDICT, T. FORVEILLE, W. RAMBOLD, J. THOMAS, T. VERMEULEN, J. WARD, J.-L. BEUZIT, P. FEAUTRIER, Y. MAGNARD, G. MELLA, O. PREIS, P. VALLEE, S.-Y. WANG, C.-J. LIN, D. N. HALL et K. W. HODAPP. 2004, «WIRCam : the infrared wide-field camera for the Canada-France-Hawaii Telescope», dans *Ground-based Instrumentation for Astronomy, Proceedings of SPIE*, vol. 5492, édité par A. F. M. Moorwood et M. Iye, p. 978–987, doi :10.1117/12.551097. 32
- RASERA, Y., J. M. ALIMI, J. COURTIN, F. ROY, P. S. CORASANITI, A. FÜZFA et V. BOUCHER. 2010, «Introducing the Dark Energy Universe Simulation Series (DEUSS)», dans *American Institute of Physics Conference Series*, vol. 1241, p. 1134–1139, doi :10.1063/1.3462610. 6
- REICHARDT, C. L., B. STALDER, L. E. BLEEM, T. E. MONTROY, K. A. AIRD, K. ANDERSSON, R. ARMSTRONG, M. L. N. ASHBY, M. BAUTZ, M. BAYLISS, G. BAZIN, B. A. BENSON, M. BRODWIN, J. E. CARLSTROM, C. L. CHANG, H. M. CHO, A. CLOCCHIATTI, T. M. CRAWFORD, A. T. CRITES, T. DE HAAN, S. DESAI, M. A. DOBBS, J. P. DUDLEY, R. J. FOLEY, W. R. FORMAN, E. M. GEORGE, M. D. GLADDERS, A. H. GONZALEZ, N. W. HALVERSON, N. L. HARRINGTON, F. W. HIGH, G. P. HOLDER, W. L. HOLZAPFEL, S. HOOVER, J. D. HRUBES, C. JONES, M. JOY, R. KEISLER, L. KNOX, A. T. LEE, E. M. LEITCH, J. LIU, M. LUEKER, D. LUONG-VAN, A. MANTZ, D. P. MARRONE, M. McDONALD, J. J. McMAHON, J. MEHL, S. S. MEYER, L. MOCANU, J. J. MOHR, S. S. MURRAY, T. NATOLI, S. PADDIN, T. PLAGGE, C. PRYKE, A. REST, J. RUEL, J. E. RUHL, B. R. SALIWANCHIK, A. SARO, J. T. SAYRE,

- K. K. SCHAFFER, L. SHAW, E. SHIROKOFF, J. SONG, H. G. SPIELER, Z. STANISZEWSKI, A. A. STARK, K. STORY, C. W. STUBBS, R. ŠUHADA, A. VAN ENGELEN, K. VANDERLINDE, J. D. VIEIRA, A. VIKHLININ, R. WILLIAMSON, O. ZAHN et A. ZENTENO. 2013, «Galaxy Clusters Discovered via the Sunyaev-Zel'dovich Effect in the First 720 Square Degrees of the South Pole Telescope Survey», *ApJ*, vol. 763, doi :10.1088/0004-637X/763/2/127, 127. 155
- RETTURA, A., J. MARTINEZ-MANSO, D. STERN, S. MEI, M. L. N. ASHBY, M. BRODWIN, D. GETTINGS, A. H. GONZALEZ, S. A. STANFORD et J. G. BARTLETT. 2014, «CANDIDATE CLUSTERS OF GALAXIES AT $z > 1.3$ IDENTIFIED IN THE SPITZER SOUTH POLE TELESCOPE DEEP FIELD SURVEY», *The Astrophysical Journal*, vol. 797, n° 2, doi :10.1088/0004-637X/797/2/109, p. 109, ISSN 1538-4357. URL <http://stacks.iop.org/0004-637X/797/i=2/a=109?key=crossref.1e9d27b91a95f59a6d4f857d05a82ba5>. 13, 26, 29, 62
- RIEKE, G. H., E. T. YOUNG, C. W. ENGELBRACHT, D. M. KELLY, F. J. LOW, E. E. HALLER, J. W. BEEMAN, K. D. GORDON, J. A. STANSBERRY, K. A. MISSELT, J. CADIEN, J. E. MORRISON, G. RIVLIS, W. B. LATTE, A. NORIEGA-CRESPO, D. L. PADGETT, K. R. STAPELFELDT, D. C. HINES, E. EGAMI, J. MUZEROLLE, A. ALONSO-HERRERO, M. BLAYLOCK, H. DOLE, J. L. HINZ, E. LE FLOC'H, C. PAPOVICH, P. G. PÉREZ-GONZÁLEZ, P. S. SMITH, K. Y. L. SU, L. BENNETT, D. T. FRAYER, D. HENDERSON, N. LU, F. MASCI, M. PESENON, L. REBULL, J. RHO, J. KEENE, S. STOLOVY, S. WACHTER, W. WHEATON, M. W. WERNER et P. L. RICHARDS. 2004, «The Multiband Imaging Photometer for Spitzer (MIPS)», *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, vol. 154, doi :10.1086/422717, p. 25–29. 25
- RIESS, A. G., A. V. FILIPPENKO, P. CHALLIS, A. CLOCCHIATTI, A. DIERCKS, P. M. GARNAVICH, R. L. GILLILAND, C. J. HOGAN, S. JHA, R. P. KIRSHNER, B. LEIBUNDGUT, M. M. PHILLIPS, D. REISS, B. P. SCHMIDT, R. A. SCHOMMER, R. C. SMITH, J. SPYROMILIO, C. STUBBS, N. B. SUNTZEFF et J. TONRY. 1998, «Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant», *AJ*, vol. 116, doi :10.1086/300499, p. 1009–1038. 6
- RINES, K., M. J. GELLER, A. DIAFERIO et M. J. KURTZ. 2013, «Measuring the Ultimate Halo Mass of Galaxy Clusters : Redshifts and Mass Profiles from the Hectospec Cluster Survey (HeCS)», *ApJ*, vol. 767, doi :10.1088/0004-637X/767/1/15, 15. 13
- SANDAGE, A. et N. VISVANATHAN. 1978, «The color - absolute magnitude relation for E and S0 galaxies. II. New colors, magnitudes, and types for 405 galaxies.», *ApJ*, vol. 223, doi :10.1086/156305, p. 707–729. 8, 62
- SANTOS, J. S., B. ALTIERI, I. VALTCHANOV, A. NASTASI, H. BOHRINGER, G. CRESCI, D. ELBAZ, R. FASSBENDER, P. ROSATI, P. TOZZI et M. VERDUGO. 2015, «The reversal of the SF-density relation in a massive, X-ray-selected galaxy cluster at $z = 1.58$: results from Herschel.», *MNRAS*, vol. 447, doi : 10.1093/mnrasl/slu180, p. L65–L69. 138
- SANTOS, J. S., R. FASSBENDER, A. NASTASI, H. BOHRINGER, P. ROSATI, R. ŠUHADA, D. PIERINI, M. NONINO, M. MÜLLEGER, H. QUINTANA, A. D. SCHWOPE, G. LAMER, A. DE HOON et V. STRAZZULLO. 2011, «Discovery of a massive X-ray luminous galaxy cluster at $z = 1.579$ », *Astronomy & Astrophysics*, vol. 531, doi :10.1051/0004-6361/201117190, p. L15, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201117190>. 22
- SAWICKI, M. 2002, «The 1.6 Micron Bump as a Photometric Redshift Indicator», *AJ*, vol. 124, doi : 10.1086/344682, p. 3050–3060. 25
- SCHUSTER, K. F., C. BOUCHER, W. BRUNSWIG, M. CARTER, J. Y. CHENU, B. FOULLIEUX, A. GREVE, D. JOHN, B. LAZAREFF, S. NAVARRO, A. PERRIGOUARD, J. L. POLLET, A. SIEVERS, C. THUM et H. WIESEMAYER. 2004, «A 230 GHz heterodyne receiver array for the IRAM 30 m telescope», *A&A*, vol. 423, doi :10.1051/0004-6361:20034179, p. 1171–1177. 120
- SCOVILLE, N., H. AUSSSEL, M. BRUSA, P. CAPAK, C. M. CAROLLO, M. ELVIS, M. GIAVALISCO, L. GUZZO, G. HASINGER, C. IMPEY, J.-P. KNEIB, O. LEFEVRE, S. J. LILLY, B. MOBASHER, A. RENZINI, R. M.

- RICH, D. B. SANDERS, E. SCHINNERER, D. SCHMINOVICH, P. SHOPBELL, Y. TANIGUCHI et N. D. TYSON. 2007, «The Cosmic Evolution Survey (COSMOS) : Overview», *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, vol. 172, doi :10.1086/516585, p. 1–8. 27, 60
- SEYFORTH, J. 2016, «Realisation of a digitally scanned laser light sheet fluorescent microscope with determination of the system resolution», . 144
- SKRUTSKIE, M. F., R. M. CUTRI, R. STIENING, M. D. WEINBERG, S. SCHNEIDER, J. M. CARPENTER, C. BEICHMAN, R. CAPPAS, T. CHESTER, J. ELIAS, J. HUCHRA, J. LIEBERT, C. LONSDALE, D. G. MONET, S. PRICE, P. SEITZER, T. JARRETT, J. D. KIRKPATRICK, J. E. GIZIS, E. HOWARD, T. EVANS, J. FOWLER, L. FULLMER, R. HURT, R. LIGHT, E. L. KOPAN, K. A. MARSH, H. L. MCCALLON, R. TAM, S. VAN DYK et S. WHELOCK. 2006, «The Two Micron All Sky Survey (2MASS)», *AJ*, vol. 131, doi :10.1086/498708, p. 1163–1183. 6
- SNYDER, G. F., M. BRODWIN, C. M. MANCONE, G. R. ZEIMANN, S. A. STANFORD, A. H. GONZALEZ, D. STERN, P. R. M. EISENHARDT, M. J. I. BROWN, A. DEY, B. JANNUZI et S. PERLMUTTER. 2012, «Assembly of the Red Sequence in Infrared-selected Galaxy Clusters from the IRAC Shallow Cluster Survey», *ApJ*, vol. 756, doi :10.1088/0004-637X/756/2/114, 114. 11
- SPEAGLE, J. S., C. L. STEINHARDT, P. L. CAPAK et J. D. SILVERMAN. 2014, «A Highly Consistent Framework for the Evolution of the Star-Forming "Main Sequence" from $z = 0-6$ », *The Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 214, doi :10.1088/0067-0049/214/2/15, 15. 138
- SPRINGEL, V., S. D. M. WHITE, A. JENKINS, C. S. FRENK, N. YOSHIDA, L. GAO, J. NAVARRO, R. THACKER, D. CROTON, J. HELLY, J. A. PEACOCK, S. COLE, P. THOMAS, H. COUCHMAN, A. EVRARD, J. COLBERG et F. PEARCE. 2005, «Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars», *Nature*, vol. 435, doi :10.1038/nature03597, p. 629–636. 6, 14
- STANFORD, S. A., M. BRODWIN, A. H. GONZALEZ, G. ZEIMANN, D. STERN, A. DEY, P. R. EISENHARDT, G. F. SNYDER et C. MANCONE. 2012, «IDCS J1426.5+3508 : Discovery of a Massive, Infrared-selected Galaxy Cluster at $z = 1.75$ », *ApJ*, vol. 753, doi :10.1088/0004-637X/753/2/164, 164. 11
- STANFORD, S. A., A. K. ROMER, K. SABIRLI, M. DAVIDSON, M. HILTON, P. T. P. VIANA, C. A. COLLINS, S. T. KAY, A. R. LIDDLE, R. G. MANN, C. J. MILLER, R. C. NICHOL, M. J. WEST, C. J. CONSELICE, H. SPINRAD, D. STERN et K. BUNDY. 2006, «The XMM Cluster Survey : A Massive Galaxy Cluster at $z = 1.45$ », *ApJ*, vol. 646, doi :10.1086/506449, p. L13–L16. 13
- STRAZZULLO, V., E. DADDI, R. GOBAT, B. GARILLI, M. MIGNOLI, F. VALENTINO, M. ONODERA, A. RENZINI, A. CIMATTI, A. FINOGUENOV, N. ARIMOTO, M. CAPPELLARI, C. M. CAROLLO, C. FERUGLIO, E. LE FLOCH, S. J. LILLY, D. MACCAGNI, H. J. MCCrackEN, M. MORESCO, L. POZZETTI et G. ZAMORANI. 2015, «Passive galaxies as tracers of cluster environments at $z \sim 2$ », *Astronomy & Astrophysics*, vol. 576, doi :10.1051/0004-6361/201425038, p. L6, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201425038>. 76, 81
- SUNYAEV, R. A. et Y. B. ZELDOVICH. 1972, «The Observations of Relic Radiation as a Test of the Nature of X-Ray Radiation from the Clusters of Galaxies», *Comments on Astrophysics and Space Physics*, vol. 4, p. 173. 14
- TAUBER, J. A., N. MANDOLESI, J.-L. PUGET, T. BANOS, M. BERSANELLI, F. R. BOUCHET, R. C. BUTLER, J. CHARRA, G. CRONE, J. DODSWORTH, G. EFSTATHIOU, R. GISPERT, G. GUYOT, A. GREGORIO, J. J. JUILLET, J.-M. LAMARRE, R. J. LAUREIJS, C. R. LAWRENCE, H. U. NØRGAARD-NIELSEN, T. PASSVOGEL, J. M. REIX, D. TEXIER, L. VIBERT, A. ZACCHEI, P. A. R. ADE, N. AGHANIM, B. AJA, E. ALIPPI, L. ALOY, P. ARMAND, M. ARNAUD, A. ARONDEL, A. ARREOLA-VILLANUEVA, E. ARTAL, E. ARTINA, A. ARTS, M. ASHDOWN, J. AUMONT, M. AZZARO, A. BACCHETTA, C. BACCIGALUPI, M. BAKER, M. BALASINI, A. BALBI, A. J. BANDAY, G. BARBIER, R. B. BARREIRO, M. BARTELMANN, P. BATTAGLIA, E. BATTANER, K. BENABED, J.-L. BENEY, R. BENEYTON, K. BENNETT, A. BENOIT,

J.-P. BERNARD, P. BHANDARI, R. BHATIA, M. BIGGI, R. BIGGINS, G. BILLIG, Y. BLANC, H. BLAVOT, J. J. BOCK, A. BONALDI, R. BOND, J. BONIS, J. BORDERS, J. BORRILL, L. BOSCHINI, F. BOULANGER, J. BOUVIER, M. BOUZIT, R. BOWMAN, E. BRÉELLE, T. BRADSHAW, M. BRAGHIN, M. BREMER, D. BRIENZA, D. BROSKIEWICZ, C. BURIGANA, M. BURKHALTER, P. CABELLA, T. CAFFERTY, M. CAIROLA, S. CAMINADE, P. CAMUS, C. M. CANTALUPO, B. CAPPELLINI, J.-F. CARDOSO, R. CARR, A. CATALANO, L. CAYÓN, M. CESA, M. CHAIGNEAU, A. CHALLINOR, A. CHAMBALLU, J. P. CHAMBERLAND, M. CHARRA, L.-Y. CHIANG, G. CHLEWICKI, P. R. CHRISTENSEN, S. CHURCH, E. CIANCIETTA, M. CIBRARIO, R. CIZERON, D. CLEMENTS, B. COLLAUDIN, J.-M. COLLEY, S. COLOMBI, A. COLOMBO, F. COLOMBO, O. CORRE, F. COUCHOT, B. COUGRAND, A. COULAIS, P. COUZIN, B. CRANE, B. CRILL, M. CROOK, D. CRUMB, F. CUTTAIA, U. DÖRL, P. DA SILVA, R. DADDATO, C. DAMASIO, L. DANESE, G. D'AQUINO, O. D'ARCANGELO, K. DASSAS, R. D. DAVIES, W. DAVIES, R. J. DAVIS, P. DE BERNARDIS, D. DE CHAMBURE, G. DE GASPERIS, M. L. DE LA FUENTE, P. DE PACO, A. DE ROSA, G. DE TROIA, G. DE ZOTTI, M. DEHAMME, J. DELABROUILLE, J.-M. DELOUIS, F.-X. DÉSERT, G. DI GIROLAMO, C. DICKINSON, E. DOELLING, K. DOLAG, I. DOMKEN, M. DOUSPIS, D. DOYLE, S. DU, D. DUBRUEL, C. DUFOUR, C. DUMESNIL, X. DUPAC, P. DURET, C. EDER, A. ELFVING, T. A. ENSSLIN, P. ENG, K. ENGLISH, H. K. ERIKSEN, P. ESTARIA, M. C. FALVELLA, F. FERRARI, F. FINELLI, A. FISHMAN, S. FOGLIANI, S. FOLEY, A. FONSECA, G. FORMA, O. FORNI, P. FOSALBA, J.-J. FOURMOND, M. FRAILIS, C. FRANCESCHET, E. FRANCESCHI, S. FRANÇOIS, M. FRERKING, M. F. GÓMEZ-REÑASCO, K. M. GÓRSKI, T. C. GAIER, S. GALEOTTA, K. GANGA, J. GARCÍA LÁZARO, A. GARNICA, M. GASPARD, E. GAVILA, M. GIARD, G. GIARDINO, G. GIENGER, Y. GIRAUD-HERAUD, J.-M. GLORIAN, M. GRIFFIN, A. GRUPPUSO, L. GUGLIELMI, D. GUICHON, B. GUILLAUME, P. GUILLOUET, J. HAISSINSKI, F. K. HANSEN, J. HARDY, D. HARRISON, A. HAZELL, M. HECHLER, V. HECKENAUER, D. HEINZER, R. HELL, S. HENROT-VERSILLÉ, C. HERNÁNDEZ-MONTEAGUDO, D. HERRANZ, J. M. HERREROS, V. HERVIER, A. HESKE, A. HEURTEL, S. R. HILDEBRANDT, R. HILLS, E. HIVON, M. HOBSON, D. HOLLERT, W. HOLMES, A. HORNSTRUP, W. HOVEST, R. J. HOYLAND, G. HUEY, K. M. HUFFENBERGER, N. HUGHES, U. ISRAELSSON, B. JACKSON, A. JAFFE, T. R. JAFFE, T. JAGEMANN, N. C. JESSEN, J. JEWELL, W. JONES, M. JUVELA, J. KAPLAN, P. KARLMAN, F. KECK, E. KEIHÄNEN, M. KING, T. S. KISNER, P. KLETZKINE, R. KNEISSL, J. KNOCHE, L. KNOX, T. KOCH, M. KRASSENBURG, H. KURKI-SUONIO, A. LÄHTEENMÄKI, G. LAGACHE, E. LAGORIO, P. LAMI, J. LANDE, A. LANGE, F. LANGLET, R. LAPINI, M. LAPOLLA, A. LASENBY, M. LE JEUNE, J. P. LEAHY, M. LEFEBVRE, F. LEGRAND, G. LE MEUR, R. LEONARDI, B. LERICHE, C. LEROY, P. LEUTENEGGER, S. M. LEVIN, P. B. LILJE, C. LINDENSMITH, M. LINDEN-VÖRNLE, A. LOC, Y. LONGVAL, P. M. LUBIN, T. LUCHIK, I. LUTHOLD, J. F. MACIAS-PEREZ, T. MACIASZEK, C. MACTAVISH, S. MADDEN, B. MAFFEI, C. MAGNEVILLE, D. MAINO, A. MAMBRETTI, B. MANSOUX, D. MARCHIORO, M. MARIS, F. MARLIANI, J.-C. MARRUCHO, J. MARTÍ-CANALES, E. MARTÍNEZ-GONZÁLEZ, A. MARTÍN-POLEGRE, P. MARTIN, C. MARTY, W. MARTY, S. MASI, M. MASSARDI, S. MATARRESE, F. MATTHAI, P. MAZZOTTA, A. McDONALD, P. McGRATH, A. MEDIIVILLA, P. R. MEINHOLD, J.-B. MÉLIN, F. MELOT, L. MENDES, A. MENNELLA, C. MERVIER, L. MESLIER, M. MICCOLIS, M.-A. MIVILLE-DESCHENES, A. MONETI, D. MONTET, L. MONTIER, J. MORA, G. MORGANTE, G. MORIGI, G. MORINAUD, N. MORISSET, D. MORTLOCK, S. MOTTET, J. MULDER, D. MUNSHI, A. MURPHY, P. MURPHY, P. MUSI, J. NARBONNE, P. NASELSKY, A. NASH, F. NATI, P. NATOLI, B. NETTERFIELD, J. NEWELL, M. NEXON, C. NICOLAS, P. H. NIELSEN, N. NINANE, F. NOVIELLO, D. NOVIKOV, I. NOVIKOV, I. J. O'DWYER, P. OLDEMAN, P. OLIVIER, L. OUCHET, C. A. OXBORROW, L. PÉREZ-CUEVAS, L. PAGAN, C. PAINE, F. PAJOT, R. PALADINI, F. PANCHER, J. PANH, G. PARKS, P. PARNAUDEAU, B. PARTRIDGE, B. PARVIN, J. P. PASCUAL, F. PASIAN, D. P. PEARSON, T. PEARSON, M. PECORA, O. PERDEREAU, L. PEROTTO, F. PERROTTA, F. PIACENTINI, M. PIAT, E. PIERPAOLI, O. PIERSANTI, E. PLAIGE, S. PLASZCZYNSKI, P. PLATANIA, E. POINTECOUTEAU, G. POLENTA, N. PONTHEIU, L. POPA, G. POULLEAU, T. POUTANEN, G. PRÉZEAU, L. PRADELL, M. PRINA, S. PRUNET, J. P. RACHEN, D. RAMBAUD, F. RAME, I. RASMUSSEN, J. RAUTAKOSKI, W. T. REACH, R. REBOLO, M. REINECKE, J. REITER, C. RENAULT, S. RICCIARDI, P. RIDEAU, T. RILLER, I. RISTORCELLI, J. B. RITI, G. ROCHA, Y. ROCHE, R. PONS, R. ROHLFS, D. ROMERO, S. ROOSE, C. ROSSET, S. ROUBEROL, M. ROWAN-ROBINSON, J. A. RUBIÑO-MARTÍN, P. RUSCONI, B. RUSHOLME, M. SALAMA, E. SALERNO, M. SANDRI, D. SANTOS, J. L. SANZ, L. SAUTER, F. SAUVAGE, G. SAVINI, M. SCHMELZEL, A. SCHNORHK, W. SCHWARZ, D. SCOTT, M. D. SEIFFERT, P. SHELLARD, C. SHIH, M. SIAS, J. I. SILK, R. SILVESTRI, R. SIPPET, G. F. SMOOT, J.-L. STARCK, P. STASSI, J. STERNBERG, F. STIVOLI, V. STOLYAROV, R. STOMPOR, L. STRINGHETTI, D. STROMMEN, T. STUTE, R. SUDIWALA, R. SUGIMURA, R. SUNYAEV, J.-F. SYGNET, M. TÜRLER,

- E. TADDEI, J. TALLON, C. TAMIATTO, M. TAURIGNA, D. TAYLOR, L. TERENCE, S. THUREY, J. TILLIS, G. TOFANI, L. TOFFOLATTI, E. TOMMASI, M. TOMASI, E. TONAZZINI, J.-P. TORRE, S. TOSTI, F. TOUZE, M. TRISTRAM, J. TUOVINEN, M. TUTTLEBEE, G. UMANA, L. VALENZIANO, D. VALLÉE, M. VAN DER VLIS, F. VAN LEEUWEN, J.-C. VANEL, B. VAN-TENT, J. VARIS, E. VASSALLO, C. VESCOVI, F. VEZZU, D. VIBERT, P. VIELVA, J. VIERRA, F. VILLA, N. VITTORIO, C. VUERLI, L. A. WADE, A. R. WALKER, B. D. WANDELT, C. WATSON, D. WERNER, M. WHITE, S. D. M. WHITE, A. WILKINSON, P. WILSON, A. WOODCRAFT, B. YOFFO, M. YUN, V. YURCHENKO, D. YVON, B. ZHANG, O. ZIMMERMANN, A. ZONCA et D. ZORITA. 2010, «*Planck* pre-launch status : The *Planck* mission», *Astronomy and Astrophysics*, vol. 520, doi :10.1051/0004-6361/200912983, p. A1, ISSN 0004-6361, 1432-0746. URL <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/200912983>. 18
- TOSHIKAWA, J., N. KASHIKAWA, K. OTA, T. MOROKUMA, T. SHIBUYA, M. HAYASHI, T. NAGAO, L. JIANG, M. A. MALKAN, E. EGAMI, K. SHIMASAKU, K. MOTOHARA et Y. ISHIZAKI. 2012, «Discovery of a Protocluster at $z \approx 6$ », *ApJ*, vol. 750, doi :10.1088/0004-637X/750/2/137, 137. 14
- UTSUMI, Y., T. GOTO, N. KASHIKAWA, S. MIYAZAKI, Y. KOMIYAMA, H. FURUSAWA et R. OVERZIER. 2010, «A Large Number of $z > 6$ Galaxies Around a QSO at $z = 6.43$: Evidence for a Protocluster?», *ApJ*, vol. 721, doi :10.1088/0004-637X/721/2/1680, p. 1680–1688. 14
- VAN DOKKUM, P., S. DANIELI, Y. COHEN, A. MERRITT, A. J. ROMANOWSKY, R. ABRAHAM, J. BRODIE, C. CONROY, D. LOKHORST, L. MOWLA, E. O’SULLIVAN et J. ZHANG. 2018, «A galaxy lacking dark matter», *Nature*, vol. 555, doi :10.1038/nature25767, p. 629–632. 28
- VIEIRA, J. D., T. M. CRAWFORD, E. R. SWITZER, P. A. R. ADE, K. A. AIRD, M. L. N. ASHBY, B. A. BENSON, L. E. BLEEM, M. BRODWIN, J. E. CARLSTROM, C. L. CHANG, H. M. CHO, A. T. CRITES, T. DE HAAN, M. A. DOBBS, W. EVERETT, E. M. GEORGE, M. GLADDERS, N. R. HALL, N. W. HALVERSON, F. W. HIGH, G. P. HOLDER, W. L. HOLZAPFEL, J. D. HRUBES, M. JOY, R. KEISLER, L. KNOX, A. T. LEE, E. M. LEITCH, M. LUEKER, D. P. MARRONE, V. MCINTYRE, J. J. MCMAHON, J. MEHL, S. S. MEYER, J. J. MOHR, T. E. MONTROY, S. PADIN, T. PLAGGE, C. PRYKE, C. L. REICHARDT, J. E. RUHL, K. K. SCHAFFER, L. SHAW, E. SHIROKOFF, H. G. SPIELER, B. STALDER, Z. STANISZEWSKI, A. A. STARK, K. VANDERLINDE, W. WALSH, R. WILLIAMSON, Y. YANG, O. ZAHN et A. ZENTENO. 2010, «Extragalactic Millimeter-wave Sources in South Pole Telescope Survey Data : Source Counts, Catalog, and Statistics for an 87 Square-degree Field», *ApJ*, vol. 719, doi :10.1088/0004-637X/719/1/763, p. 763–783. 14
- VIKHLININ, A., A. KRAVTSOV, W. FORMAN, C. JONES, M. MARKEVITCH, S. S. MURRAY et L. VAN SPEYBROECK. 2006, «Chandra Sample of Nearby Relaxed Galaxy Clusters : Mass, Gas Fraction, and Mass-Temperature Relation», *ApJ*, vol. 640, doi :10.1086/500288, p. 691–709. 10
- VOGELSBERGER, M., S. GENEL, V. SPRINGEL, P. TORREY, D. SIJACKI, D. XU, G. SNYDER, S. BIRD, D. NELSON et L. HERNQUIST. 2014a, «Properties of galaxies reproduced by a hydrodynamic simulation», *Nature*, vol. 509, doi :10.1038/nature13316, p. 177–182. 6
- VOGELSBERGER, M., S. GENEL, V. SPRINGEL, P. TORREY, D. SIJACKI, D. XU, G. SNYDER, D. NELSON et L. HERNQUIST. 2014b, «Introducing the Illustris Project : simulating the coevolution of dark and visible matter in the Universe», *MNRAS*, vol. 444, doi :10.1093/mnras/stu1536, p. 1518–1547. 9
- WANG, T., D. ELBAZ, E. DADDI, A. FINOGUENOV, D. LIU, C. SCHREIBER, S. MARTÍN, V. STRAZZULLO, F. VALENTINO, R. V. D. BURG, A. ZANELLA, L. CIESLA, R. GOBAT, A. L. BRUN, M. PANNELLA, M. SARGENT, X. SHU, Q. TAN, N. CAPPELLUTI et Y. LI. 2016, «DISCOVERY OF A GALAXY CLUSTER WITH A VIOLENTLY STARBURSTING CORE AT $z = 2.506$ », *The Astrophysical Journal*, vol. 828, n° 1, doi :10.3847/0004-637X/828/1/56, p. 56, ISSN 1538-4357. URL <http://stacks.iop.org/0004-637X/828/i=1/a=56?key=crossref.91f76f9ada918a13ca710b56f6e1fe14>. 13, 66, 76, 81, 138
- WEISS, A., D. DOWNES, R. NERI, F. WALTER, C. HENKEL, D. J. WILNER, J. WAGG et T. WIKLIND. 2007, «Highly-excited CO emission in APM 08279+5255 at $z = 3.9$ », *A&A*, vol. 467, doi :10.1051/0004-6361:20066117, p. 955–969. 122

- WERNER, M. W., T. L. ROELLIG, F. J. LOW, G. H. RIEKE, M. RIEKE, W. F. HOFFMANN, E. YOUNG, J. R. HOUCK, B. BRANDL, G. G. FAZIO, J. L. HORA, R. D. GEHRZ, G. HELOU, B. T. SOIFER, J. STAUFFER, J. KEENE, P. EISENHARDT, D. GALLAGHER, T. N. GAUTIER, W. IRACE, C. R. LAWRENCE, L. SIMMONS, J. E. VAN CLEVE, M. JURA, E. L. WRIGHT et D. P. CRUIKSHANK. 2004, «The Spitzer Space Telescope Mission», *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, vol. 154, doi :10.1086/422992, p. 1–9. [25](#)
- WHITE, S. D. M. 1997, «Hierarchical Clustering and Galaxy Formation», dans *The Evolution of the Universe : report of the Dahlem Workshop on the Evolution of the Universe*, p. 227. [7](#)
- WHITMORE, B. C., D. M. GILMORE et C. JONES. 1993, «What Determines the Morphological Fractions in Clusters of Galaxies?», *ApJ*, vol. 407, doi :10.1086/172531, p. 489. [11](#)
- WILSON, G., A. MUZZIN, M. LACY, H. YEE, J. SURACE, C. LONSDALE, H. HOEKSTRA, S. MAJUMDAR, D. GILBANK et M. GLADDERS. 2008, «Clusters of Galaxies at $1 < z < 2$: The Spitzer Adaptation of the Red- Sequence Cluster Survey», dans *Infrared Diagnostics of Galaxy Evolution*, vol. 381, p. 210. [13](#)
- WYLEZALEK, D., A. GALAMETZ, D. STERN, J. VERNET, C. DE BREUCK, N. SEYMOUR, M. BRODWIN, P. R. M. EISENHARDT, A. H. GONZALEZ, N. HATCH, M. JARVIS, A. RETTURA, S. A. STANFORD et J. A. STEVENS. 2013, «Galaxy Clusters around Radio-loud Active Galactic Nuclei at $1.3 < z < 3.2$ as Seen by Spitzer», *ApJ*, vol. 769, doi :10.1088/0004-637X/769/1/79, 79. [13](#), [14](#), [155](#)
- ZEIMANN, G. R., S. A. STANFORD, M. BRODWIN, A. H. GONZALEZ, G. F. SNYDER, D. STERN, P. EISENHARDT, C. MANCONE et A. DEY. 2012, «IDCS J1433.2+3306 : An Infrared-selected Galaxy Cluster at $z = 1.89$ », *ApJ*, vol. 756, doi :10.1088/0004-637X/756/2/115, 115. [13](#)

Annexe A

Annexes

A.1 Paramètres SExtractor

Ci-dessous se trouve le fichier complet des paramètres SExtractor que j'ai utilisés pour la constitution des catalogues. Les valeurs des paramètres entre chevrons dépendent du champ.

```
#----- Extraction -----
DETECT_TYPE      CCD          # CCD (linear) or PHOTO (with gamma correction)
DETECT_MINAREA   <0.27"*2>    # min. # of pixels above threshold
DETECT_MAXAREA   0           # max. # of pixels above threshold (0=unlimited)
THRESH_TYPE      RELATIVE     # threshold type: RELATIVE (in sigmas)
                  # or ABSOLUTE (in ADUs)
DETECT_THRESH    2.5         # <sigmas> or <threshold>,<ZP> in mag.arcsec-2
ANALYSIS_THRESH  2.5         # <sigmas> or <threshold>,<ZP> in mag.arcsec-2
FILTER           N           # apply filter for detection (Y or N)?
FILTER_NAME      default.conv # name of the file containing the filter
FILTER_THRESH    #           # Threshold[s] for retina filtering
DEBLEND_NTHRESH  32          # Number of deblending sub-thresholds
DEBLEND_MINCONT  0.005       # Minimum contrast parameter for deblending
CLEAN            Y           # Clean spurious detections? (Y or N)?
CLEAN_PARAM      1.0         # Cleaning efficiency
MASK_TYPE        CORRECT     # type of detection MASKing: can be one of
                  # NONE, BLANK or CORRECT

#----- WEIGHTing -----
WEIGHT_TYPE      MAP_WEIGHT   # type of WEIGHTing: NONE, BACKGROUND,
                  # MAP_RMS, MAP_VAR or MAP_WEIGHT
RESCALE_WEIGHTS  Y           # Rescale input weights/variances (Y/N)?
WEIGHT_IMAGE     <...>       # weight-map filename
WEIGHT_GAIN      Y           # modulate gain (E/ADU) with weights? (Y/N)
WEIGHT_THRESH    #           # weight threshold[s] for bad pixels

#----- FLAGging -----
FLAG_IMAGE       <...>       # filename for an input FLAG-image
FLAG_TYPE        OR          # flag pixel combination: OR, AND, MIN, MAX or MOST

#----- Photometry -----
PHOT_APERTURES   <4">       # MAG_APER aperture diameter(s) in pixels
PHOT_AUTOPARAMS  2.5,3.5     # MAG_AUTO parameters: <Kron_fact>,<min_radius>
PHOT_PETROPARAMS 2.0,3.5     # MAG_PETRO parameters: <Petrosian_fact>,<min_radius>
PHOT_AUTOAPERS   2.5,2.5     # <estimation>,<measurement> minimum apertures
                  # for MAG_AUTO and MAG_PETRO
PHOT_FLUXFRAC    0.5         # flux fraction[s] used for FLUX_RADIUS
SATUR_LEVEL      45000.0     # level (in ADUs) at which arises saturation
SATUR_KEY        SATURATE    # keyword for saturation level (in ADUs)
MAG_ZEROPOINT    0.0         # magnitude zero-point
MAG_GAMMA        4.0         # gamma of emulsion (for photographic scans)
GAIN             0.0         # detector gain in e-/ADU
GAIN_KEY         GAIN        # keyword for detector gain in e-/ADU
PIXEL_SCALE      0           # size of pixel in arcsec (0=use FITS WCS info)

#----- Star/Galaxy Separation -----
SEEING_FWHM      1.08        # stellar FWHM in arcsec
STARNNW_NAME     default.nnw # Neural-Network_Weight table filename
```

```

#----- Background -----
BACK_TYPE          AUTO          # AUTO or MANUAL
BACK_VALUE         0.0          # Default background value in MANUAL mode
BACK_SIZE          128          # Background mesh: <size> or <width>,<height>
BACK_FILTERSIZE    3           # Background filter: <size> or <width>,<height>
BACKPHOTO_TYPE     GLOBAL       # can be GLOBAL or LOCAL
BACKPHOTO_THICK    24          # thickness of the background LOCAL annulus
BACK_FILTTHRESH    0.0         # Threshold above which the background-
                                # map filter operates

#----- Check Image -----
CHECKIMAGE_TYPE    APERTURES,OBJECTS,SEGMENTATION
                                # MINIBACKGROUND, MINIBACK_RMS, -BACKGROUND,
                                # FILTERED, OBJECTS, -OBJECTS, SEGMENTATION,
                                # or APERTURES
CHECKIMAGE_NAME    <...>       # Filename(s) for the check-image

#----- Memory (change with caution!) -----
MEMORY_OBJSTACK    3000        # number of objects in stack
MEMORY_PIXSTACK    300000     # number of pixels in stack
MEMORY_BUFSIZE     1024       # number of lines in buffer

#----- ASSOCIation -----
ASSOC_NAME         sky.list     # name of the ASCII file to ASSOCIate
ASSOC_DATA         2,3,4       # columns of the data to replicate (0=all)
ASSOC_PARAMS       2,3,4       # columns of xpos,ypos[,mag]
ASSOCCOORD_TYPE    PIXEL       # ASSOC coordinates: PIXEL or WORLD
ASSOC_RADIUS       2.0         # cross-matching radius (pixels)
ASSOC_TYPE         NEAREST     # ASSOCIation method: FIRST, NEAREST, MEAN,
                                # MAG_MEAN, SUM, MAG_SUM, MIN or MAX
ASSOCSELEC_TYPE    MATCHED     # ASSOC selection type: ALL, MATCHED or -MATCHED

#----- Miscellaneous -----
VERBOSE_TYPE       NORMAL      # can be QUIET, NORMAL or FULL
HEADER_SUFFIX      .head       # Filename extension for additional headers
WRITE_XML          N          # Write XML file (Y/N)?
XML_NAME           sex.xml     # Filename for XML output
XSL_URL            file:///opt/local/share/sextractor/sextractor.xsl
                                # Filename for XSL style-sheet
NTHREADS           1          # 1 single thread

FITS_UNSIGNED      N          # Treat FITS integer values as unsigned (Y/N)?
INTERP_MAXXLG     16          # Max. lag along X for 0-weight interpolation
INTERP_MAXYLG     16          # Max. lag along Y for 0-weight interpolation
INTERP_TYPE        ALL        # Interpolation type: NONE, VAR_ONLY or ALL

#----- Experimental Stuff -----
PSF_NAME           default.psf # File containing the PSF model
PSF_NMAX           1          # Max.number of PSFs fitted simultaneously
PATTERN_TYPE       RINGS-HARMONIC # can RINGS-QUADPOLE, RINGS-OCTOPOLE,
                                # RINGS-HARMONICS or GAUSS-LAGUERRE
SOM_NAME           default.som # File containing Self-Organizing Map weights

```

A.2 Diagrammes couleur – magnitude

Cette section regroupe les diagrammes $(J - K_s)$ vs K_s , avec et sans prior IRAC-rouge ($[3.6] - [4.5] > -0.1$). Dans l'ensemble des diagrammes ci-dessous, la légende est la même, à savoir :

- Le diagramme haut est sans prior IRAC-rouge, celui du bas avec.
- Les points rouges et jaunes représentent les galaxies situées respectivement à moins de $30''$ et à une distance comprise entre $30''$ et $1'$ du centre de l'amas (défini table 2.1).
- Les barres d'erreur médianes sont indiquées en bas à droite.
- La droite bleue est la séquence rouge tirée du modèle de [KODAMA et al. \[1998\]](#) pour un amas similaire à Coma situé au redshift estimé visuellement (voir tableau 3.2). La zone bleutée donne l'incertitude sur l'estimation du redshift.
- Le niveau de gris illustre la densité de points dans chaque domaine (rouges et jaunes confondus).
- Les distributions en couleur et magnitude sont montrées à droite et en haut, celles en pointillés sont la somme des deux autres.

FIGURE A.1 – Diagrammes couleur – magnitude de G006

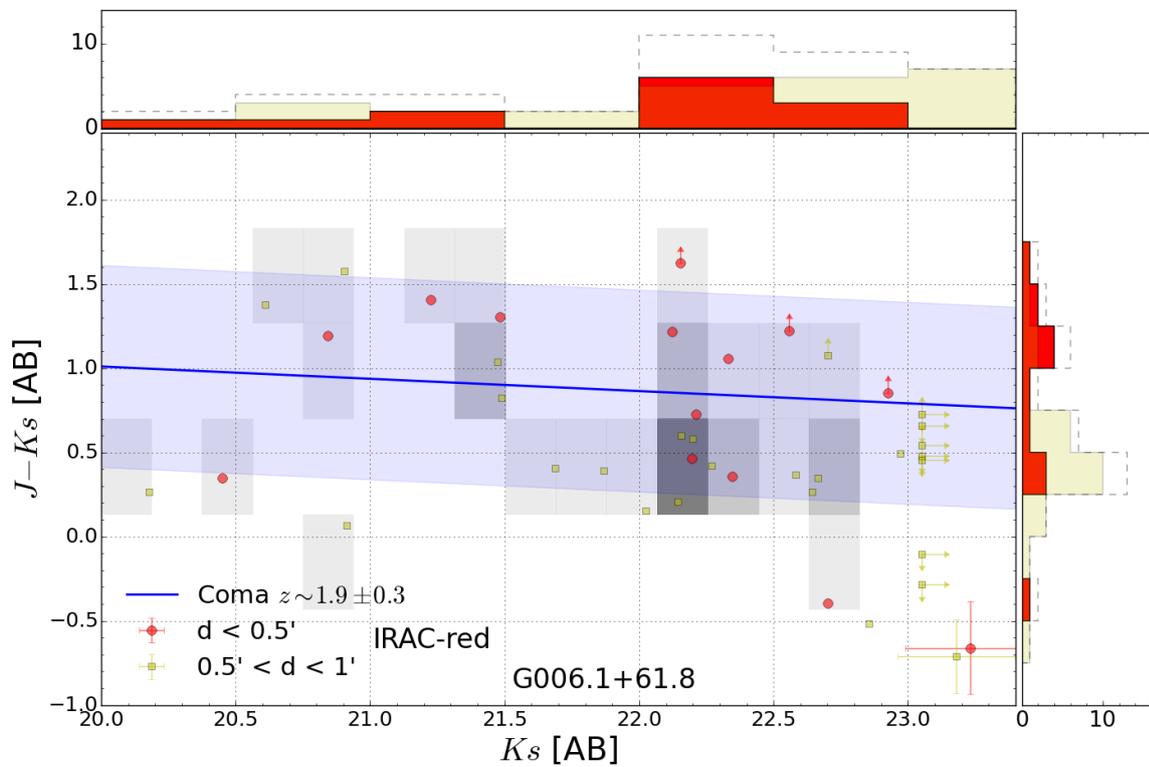
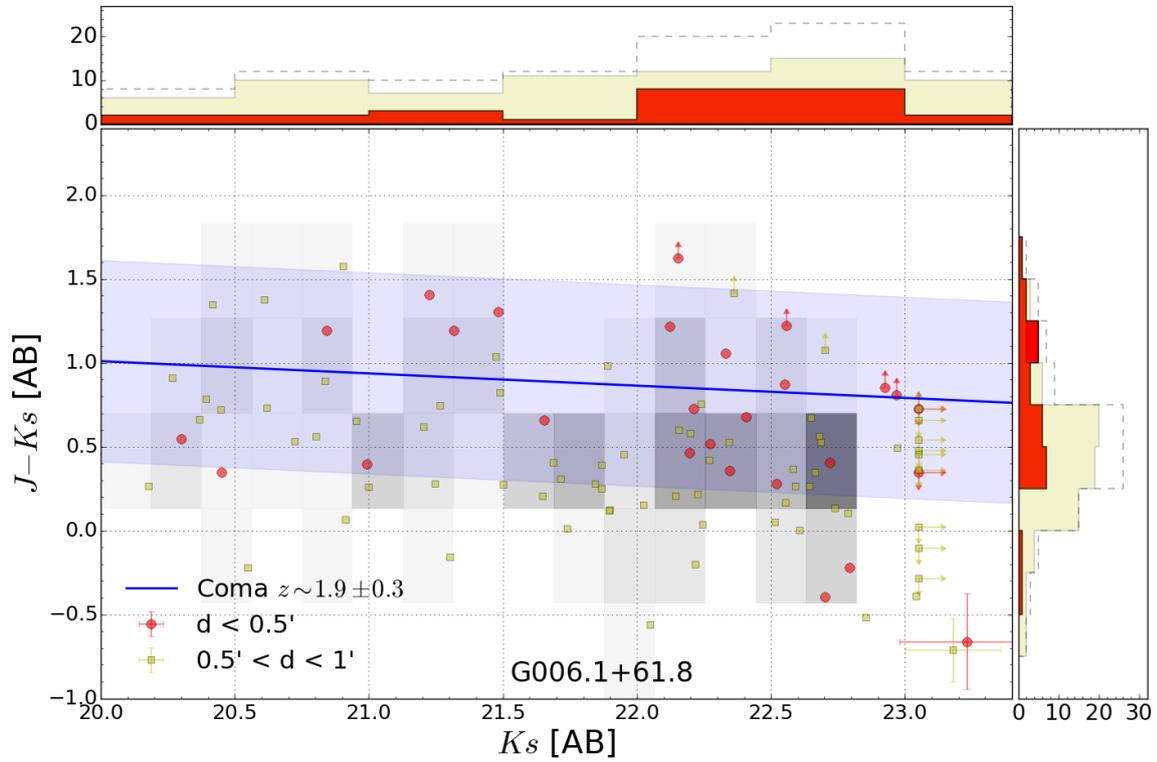


FIGURE A.2 – Diagrammes couleur – magnitude de G056a

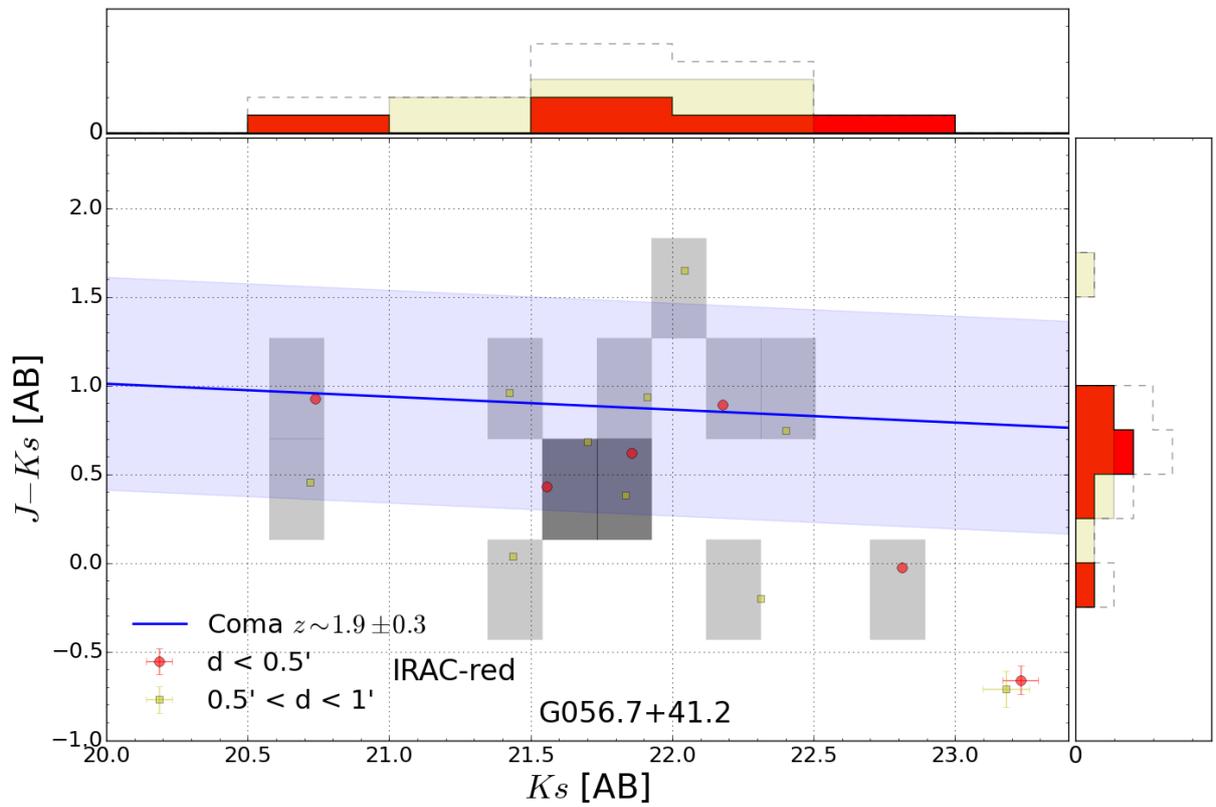
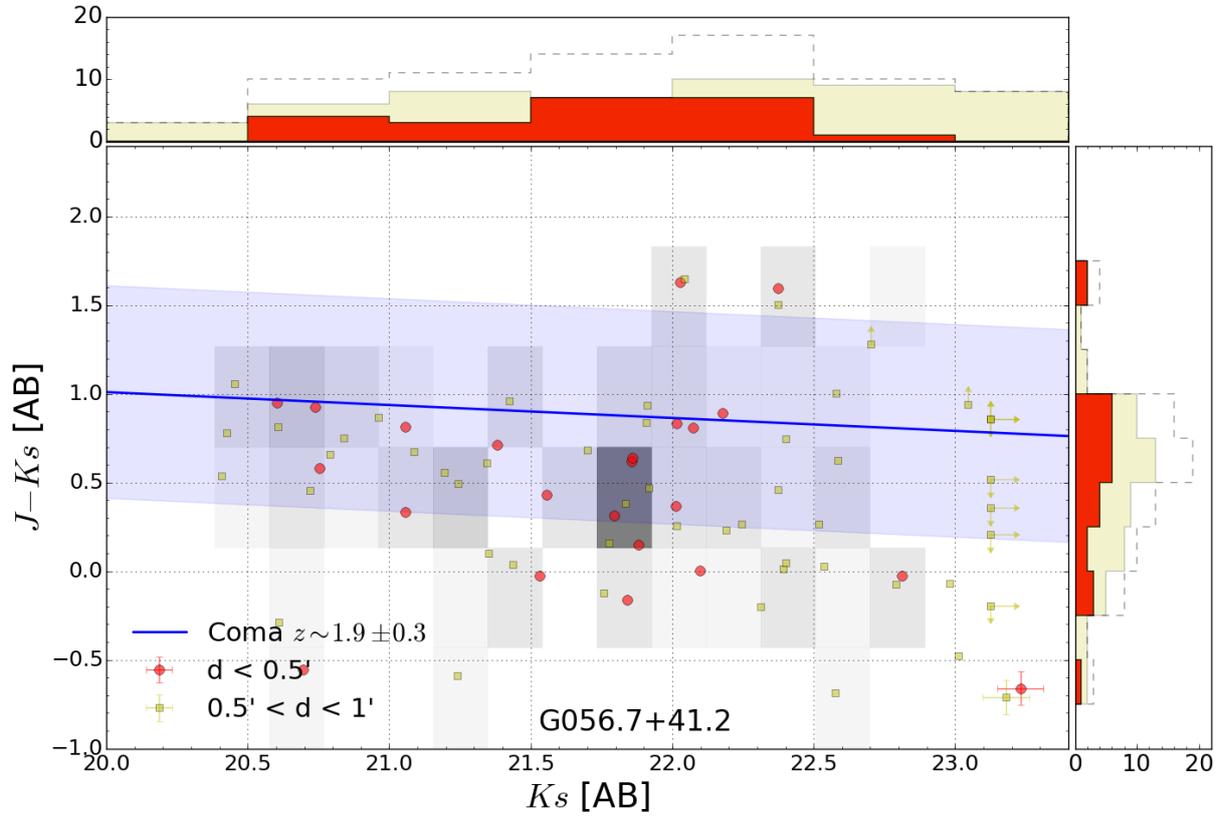


FIGURE A.3 – Diagrammes couleur – magnitude de G056b

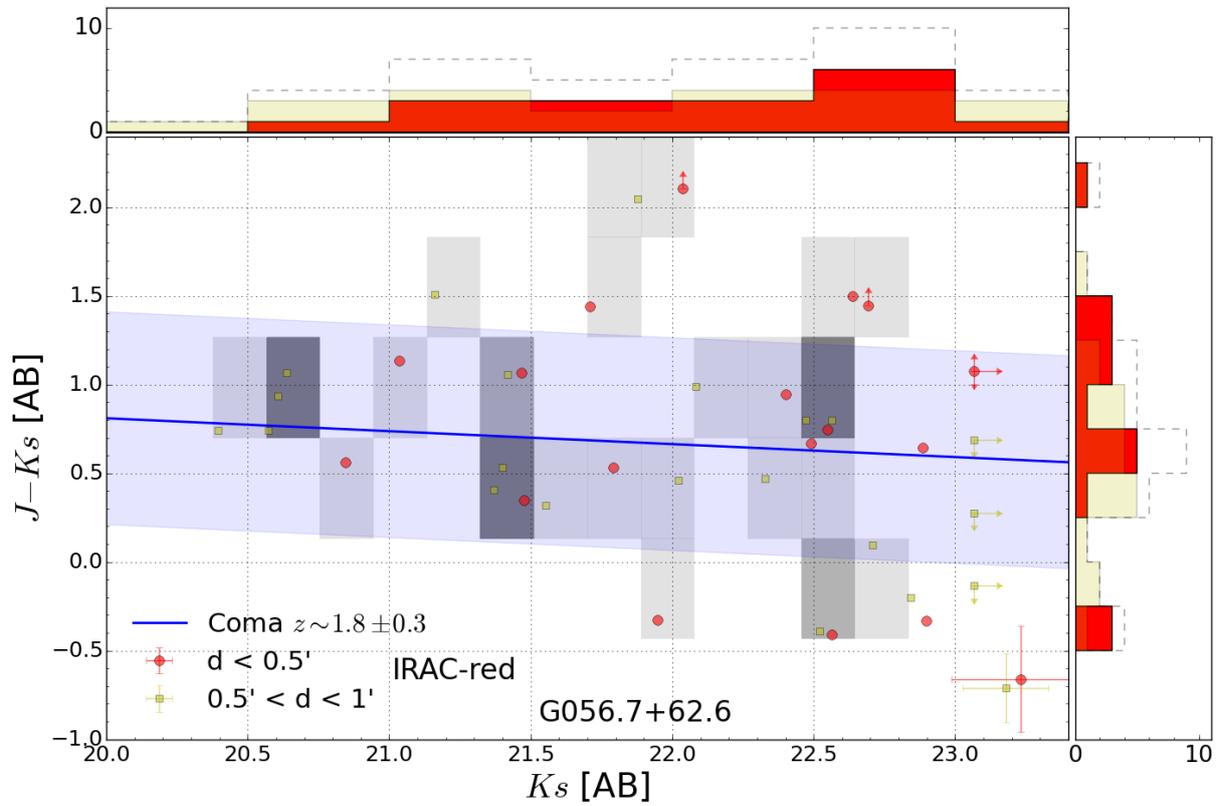
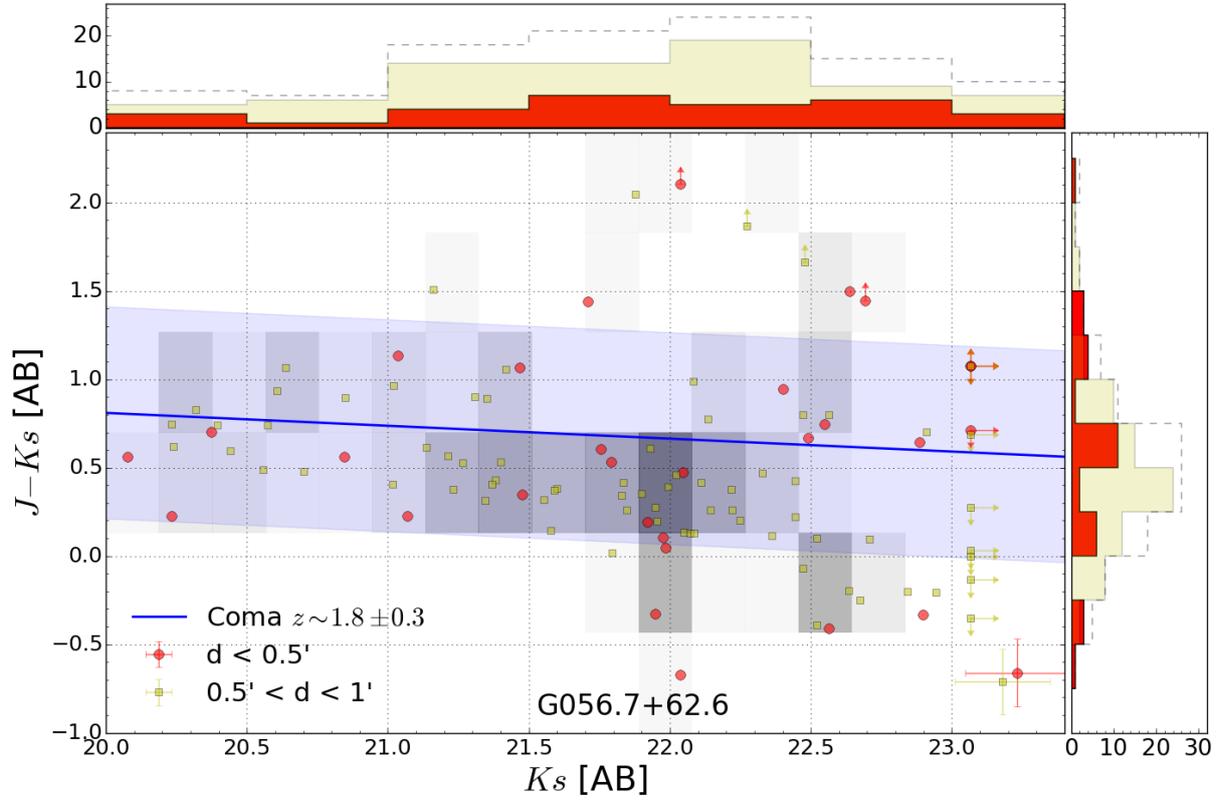


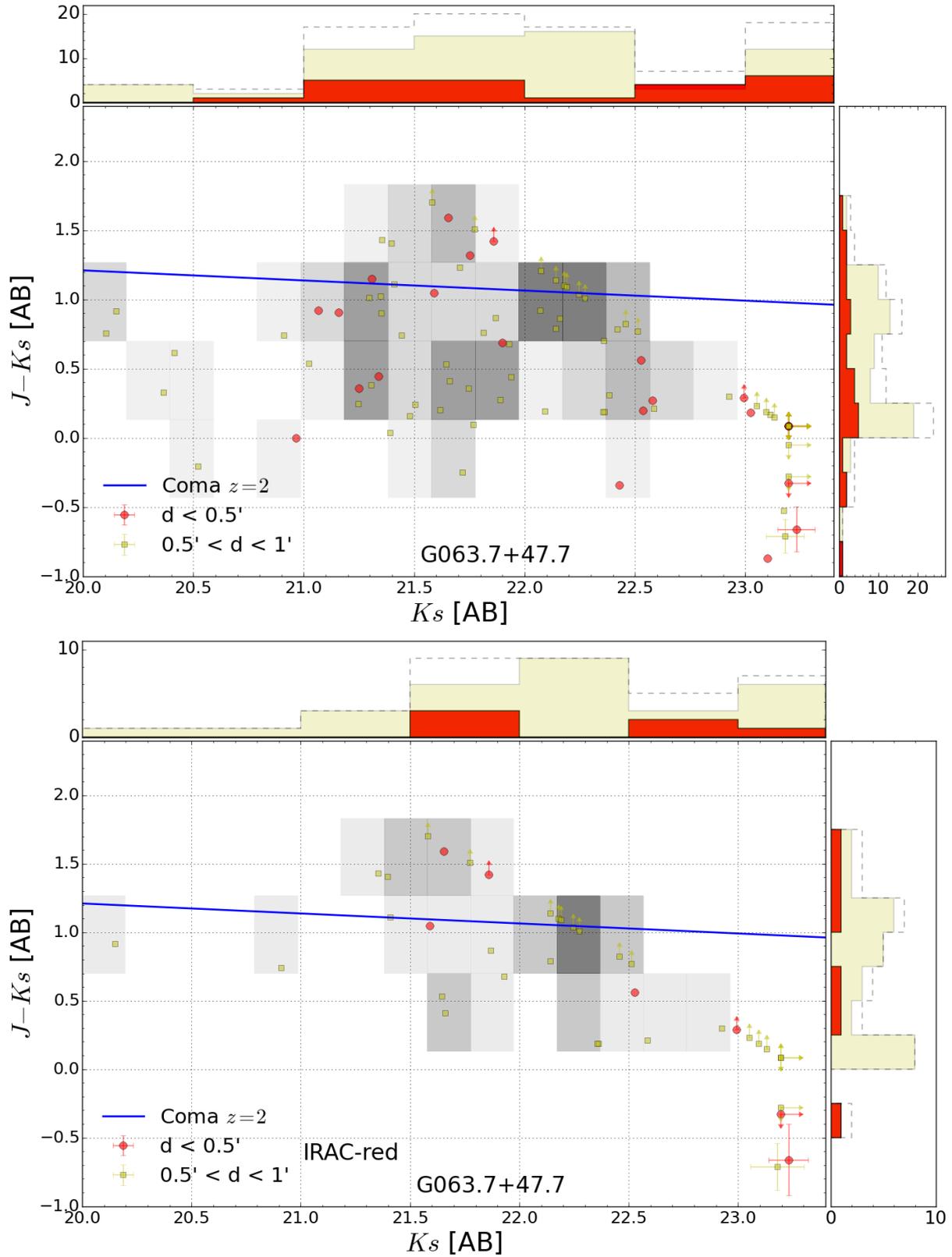
FIGURE A.4 – Diagrammes couleur – magnitude de G063. La séquence rouge à $z = 2$ est montrée à titre indicatif.

FIGURE A.5 – Diagrammes couleur – magnitude de G073

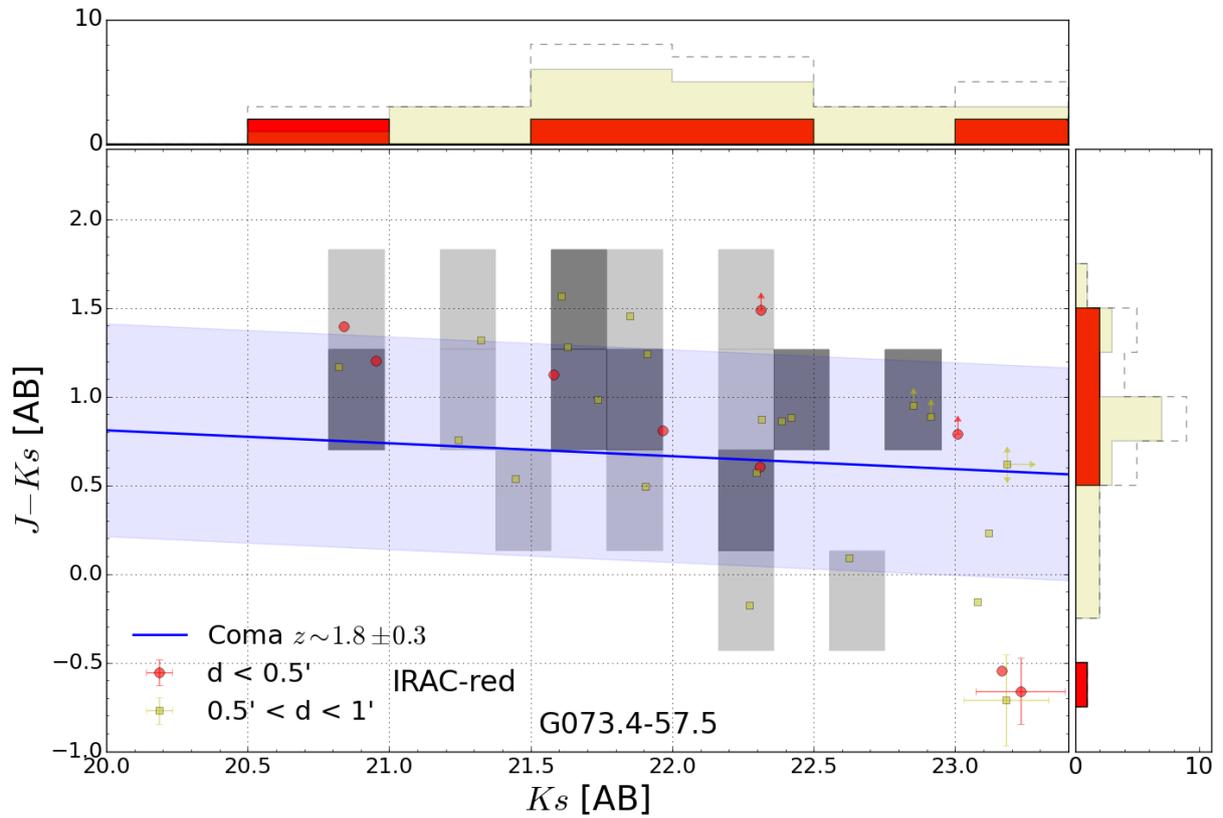
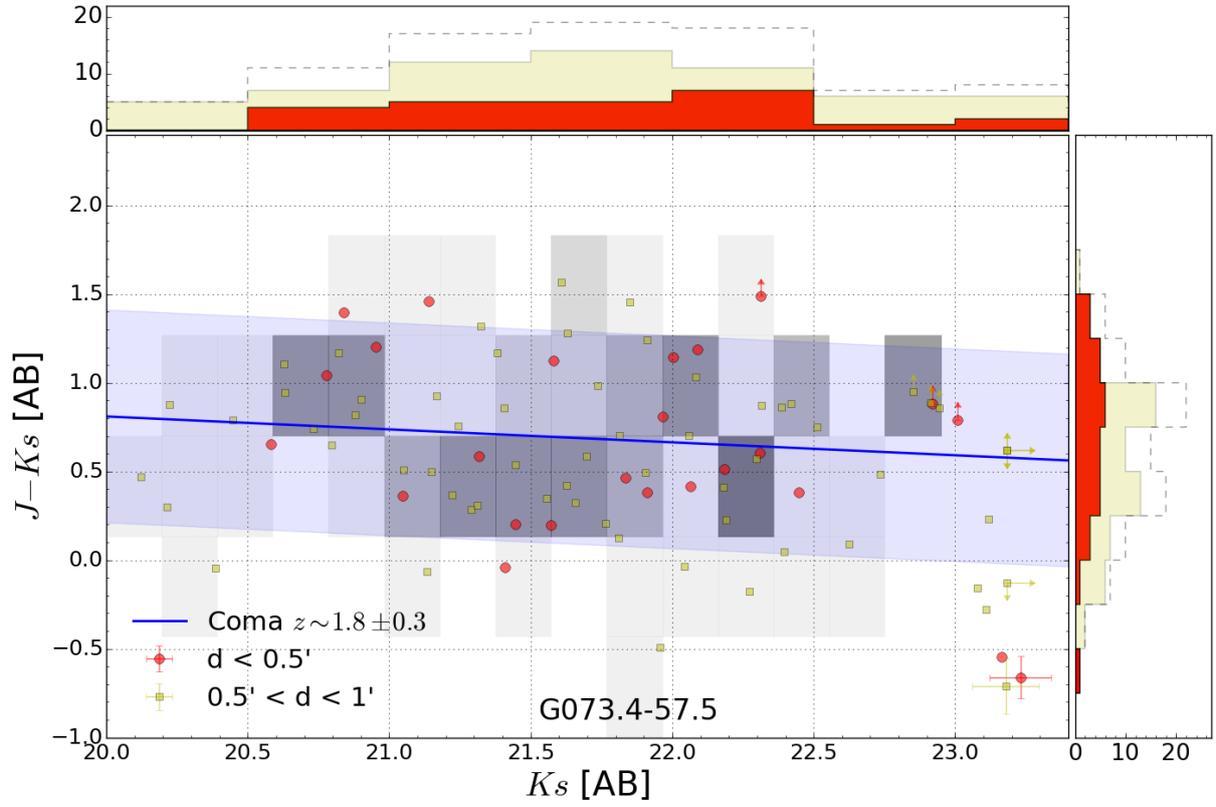


FIGURE A.6 – Diagrammes couleur – magnitude de G075

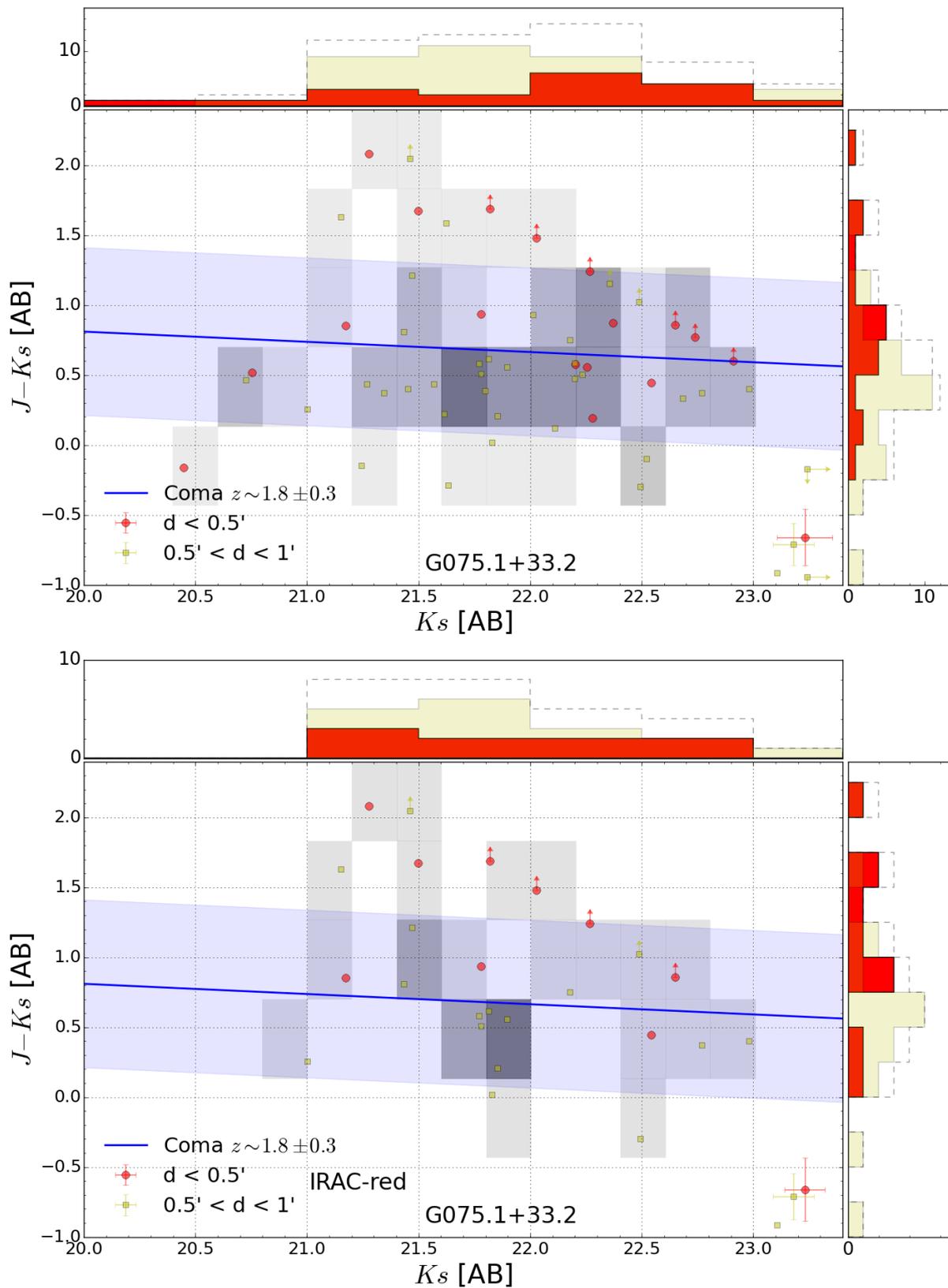


FIGURE A.7 – Diagrammes couleur – magnitude de G079

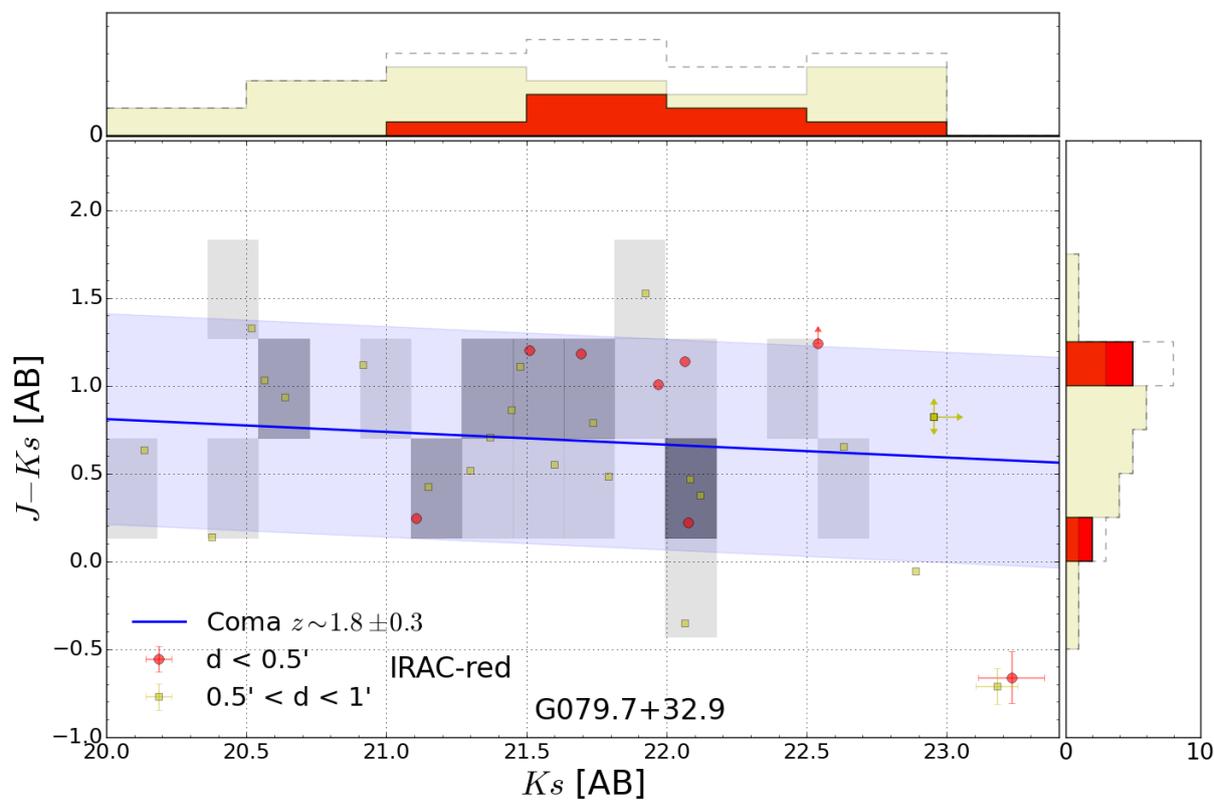
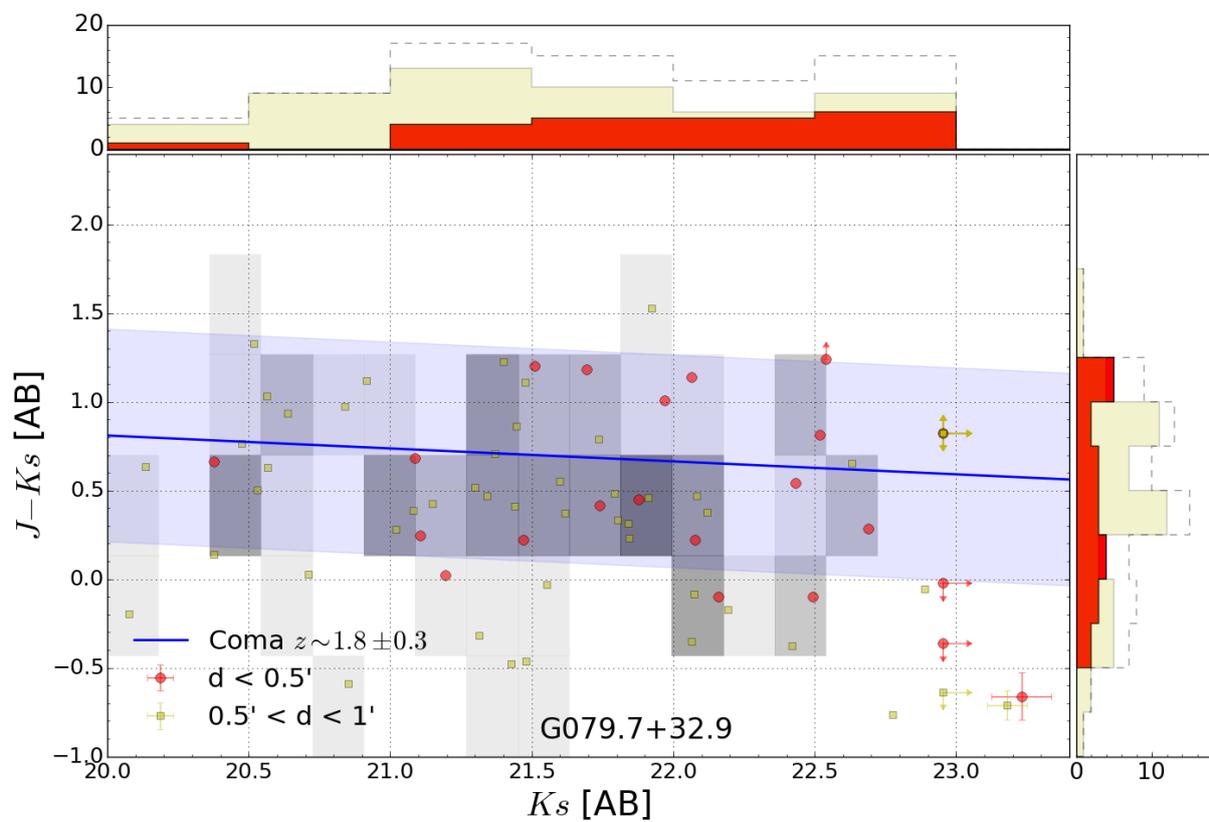


FIGURE A.8 – Diagrammes couleur – magnitude de G091

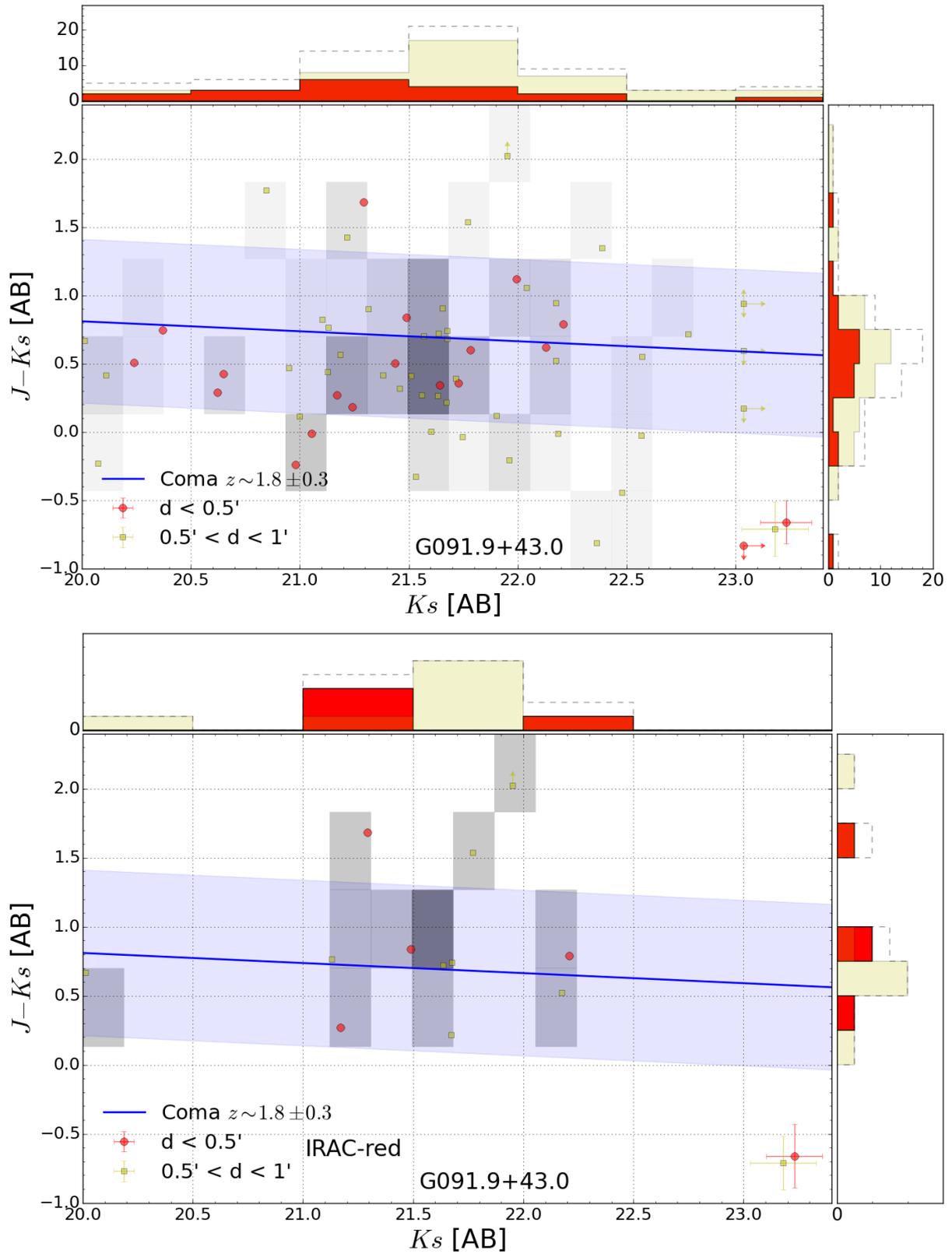


FIGURE A.9 – Diagrammes couleur – magnitude de G101

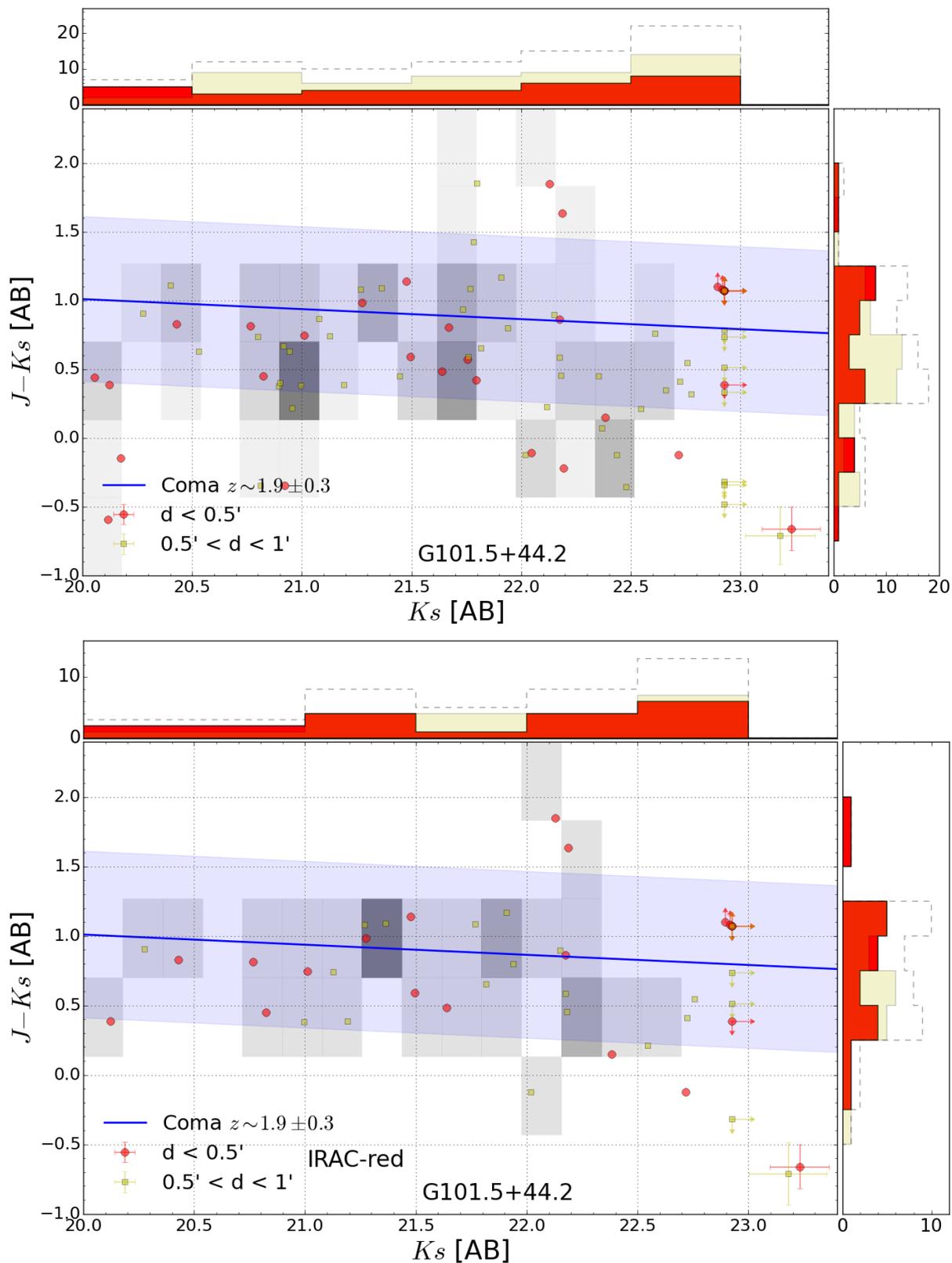


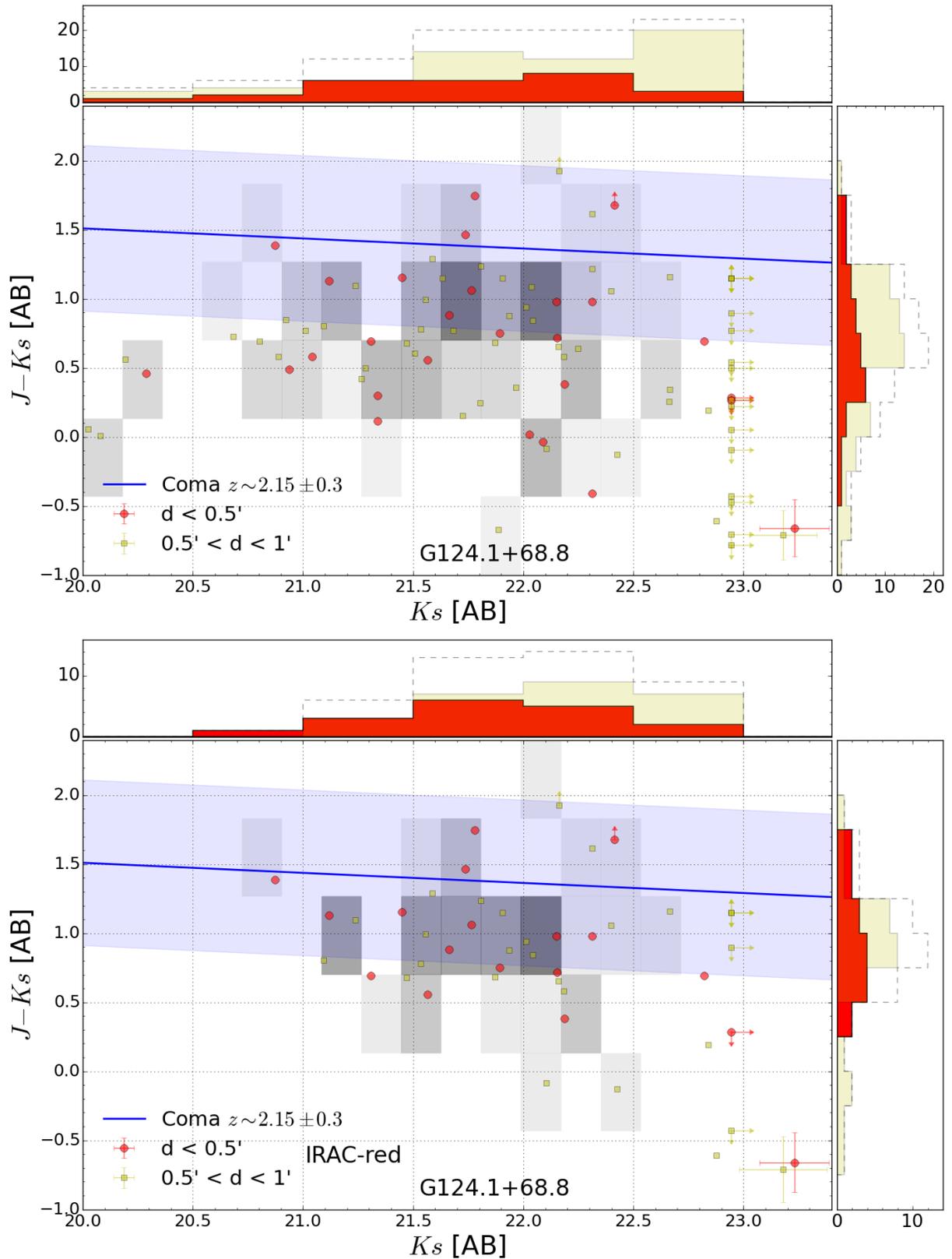
FIGURE A.10 – Diagrammes couleur – magnitude de G124. G124 est à $z \sim 2.15$, donc la séquence rouge aussi.

FIGURE A.11 – Diagrammes couleur – magnitude de G162

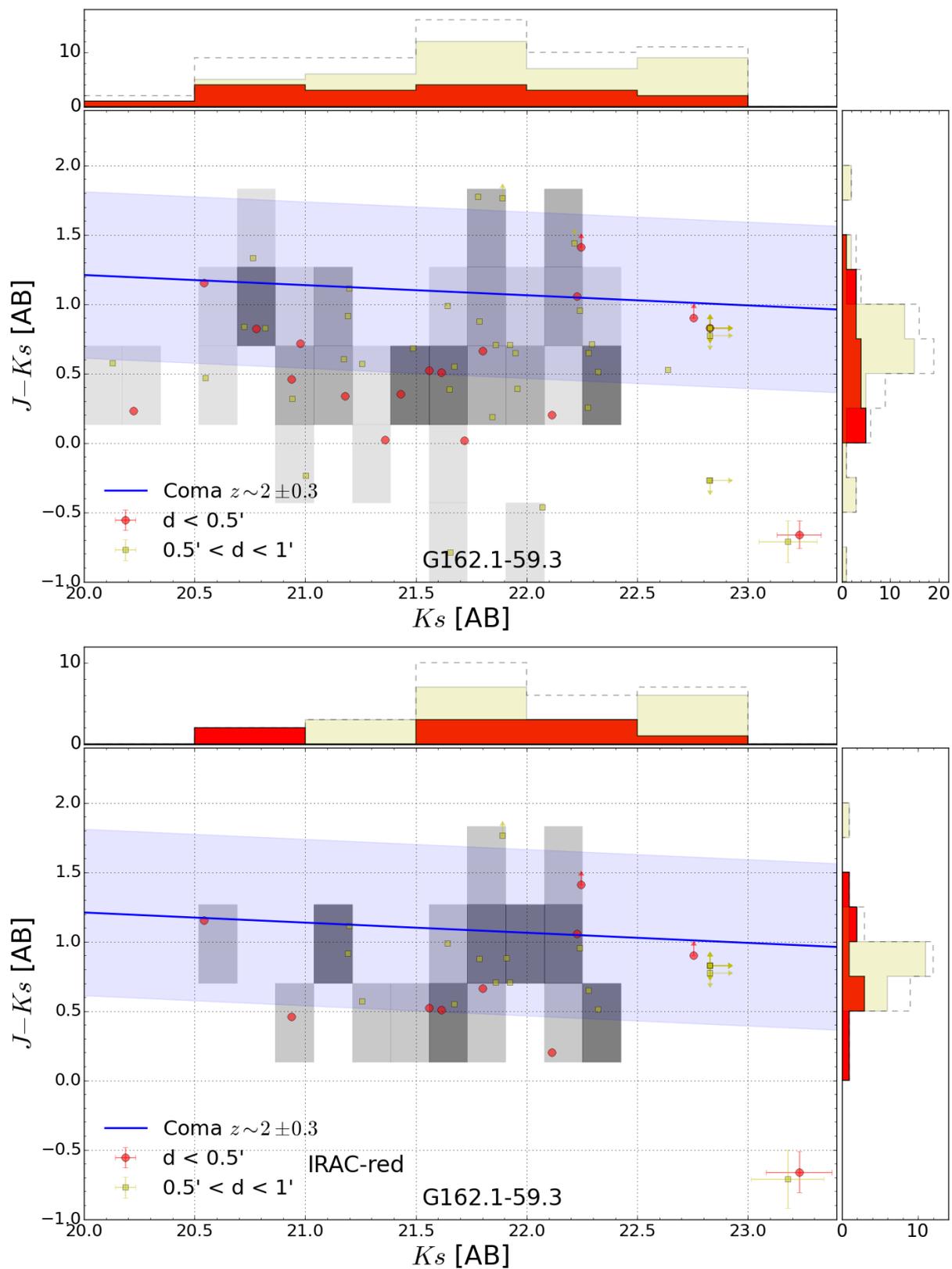


FIGURE A.12 – Diagrammes couleur – magnitude de G180

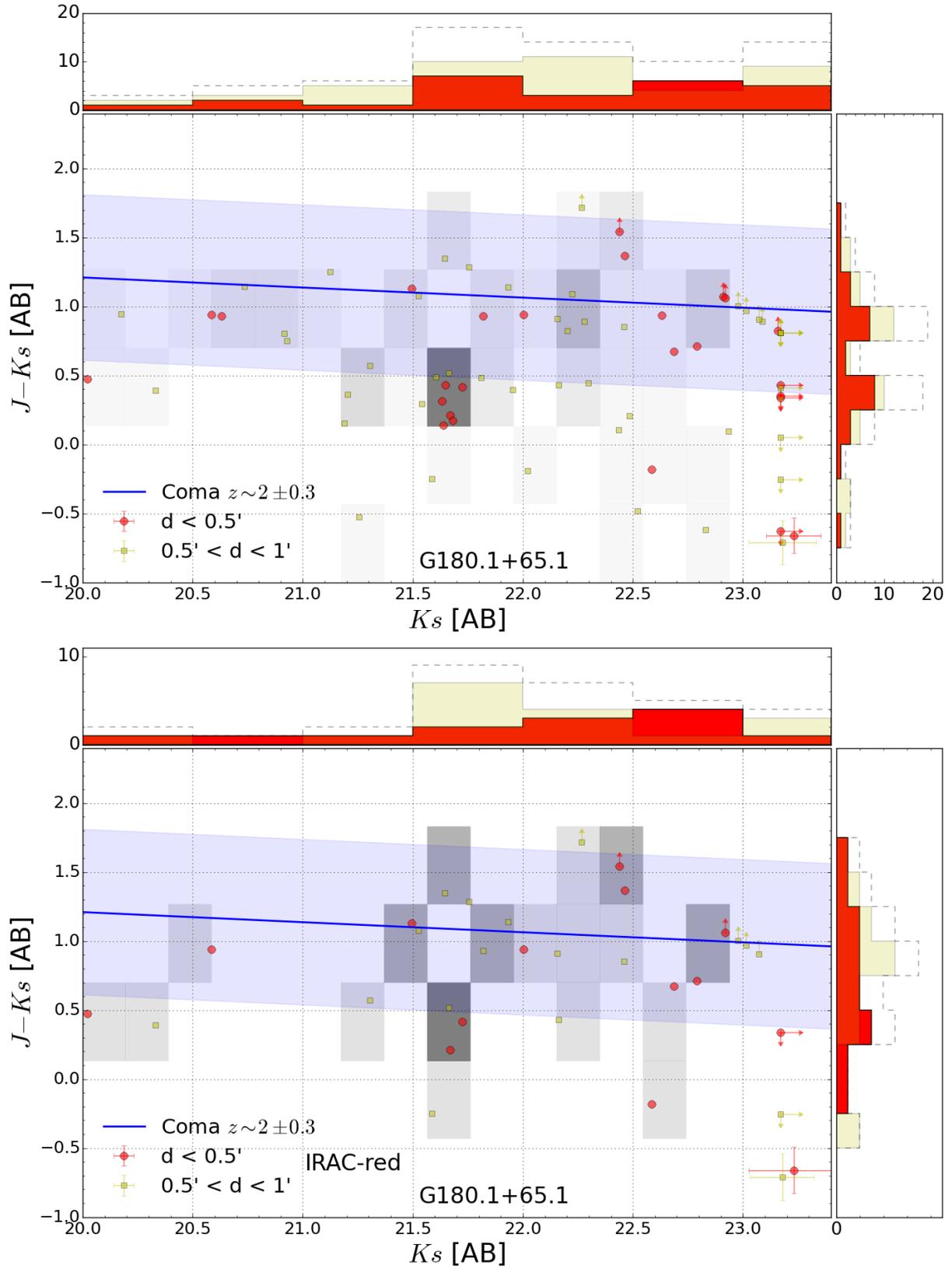
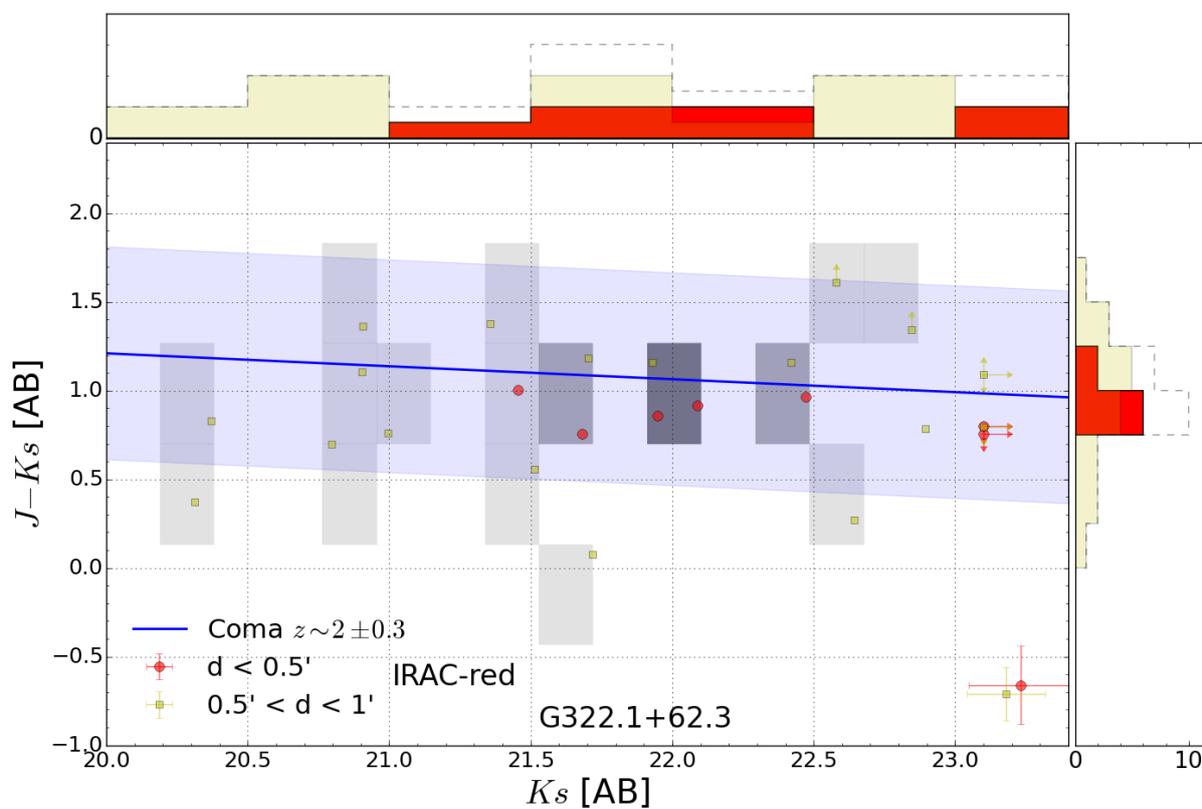
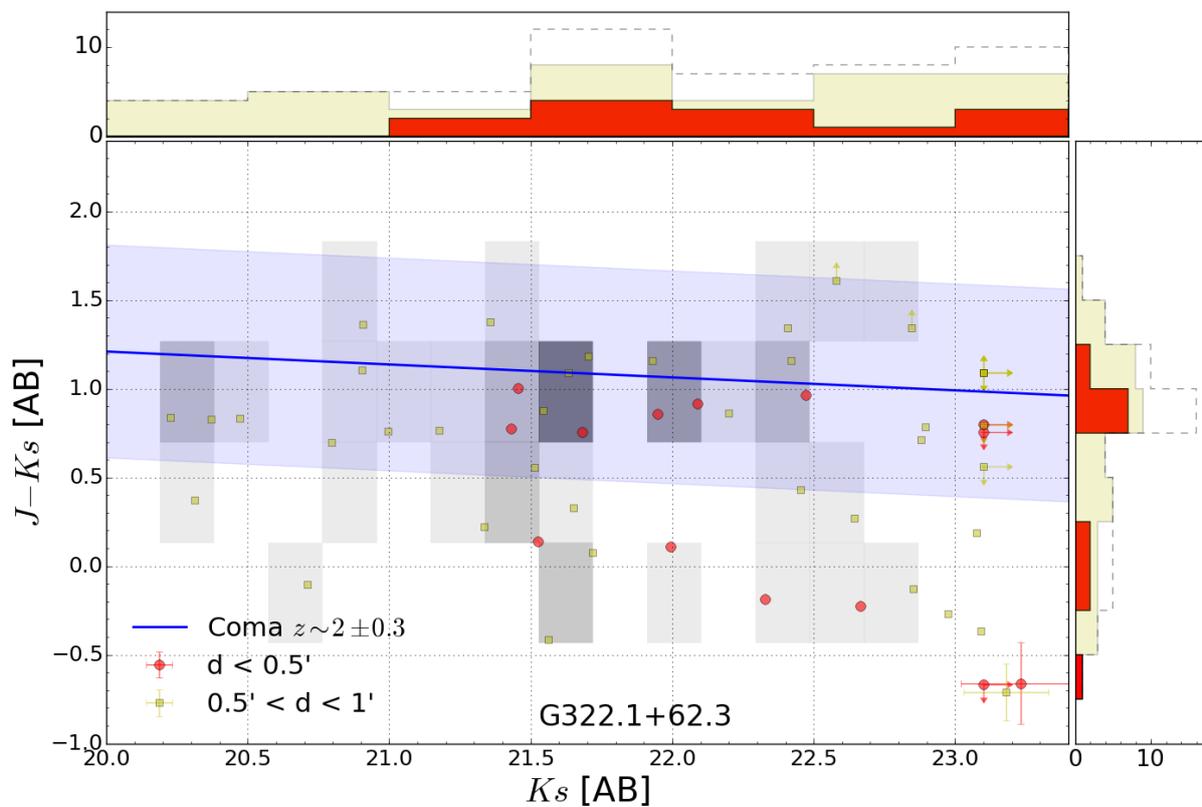


FIGURE A.13 – Diagrammes couleur – magnitude de G322



A.3 Diagrammes couleur – couleur

Cette section regroupe les diagrammes $([3.6] - [4.5])$ vs $(J - K_s)$, en ne considérant que les sources IRAC-rouges ($[3.6] - [4.5] > -0.1$). Dans l'ensemble des diagrammes ci-dessous, la légende est la même, à savoir :

- Les points rouges et jaunes représentent les galaxies situées respectivement à moins de $30''$ et à une distance comprise entre $30''$ et $1'$ du centre de l'amas (défini table 2.1).
- Pour les points jaunes, les barres d'erreur médianes sont indiquées en bas à droite.
- Les pointillés indiquent les frontières entre les différentes couleurs.
- Les rectangles colorés sont les prédictions des 12 modèles principaux de [BERTA et al. \[2013\]](#) (voir section 3.1) à $z = 2$.
- Les distributions en couleurs sont montrées à droite et en haut, celles en pointillés sont la somme des deux autres.

FIGURE A.14 – Diagrammes couleur – couleur de G006 et G056a. G056a a peu de points comme attendu.

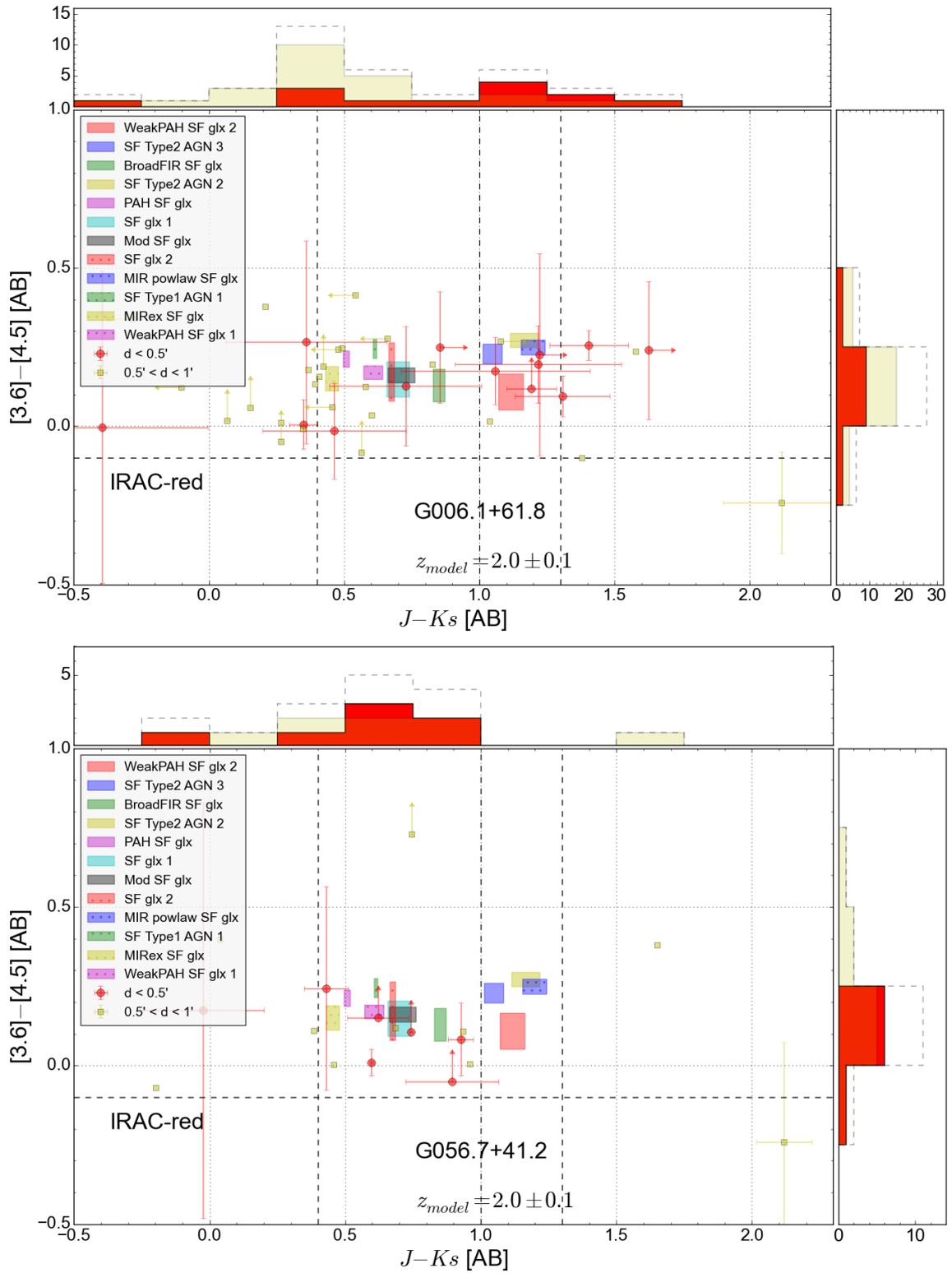


FIGURE A.15 – Diagrammes couleur – couleur de G056b et G063

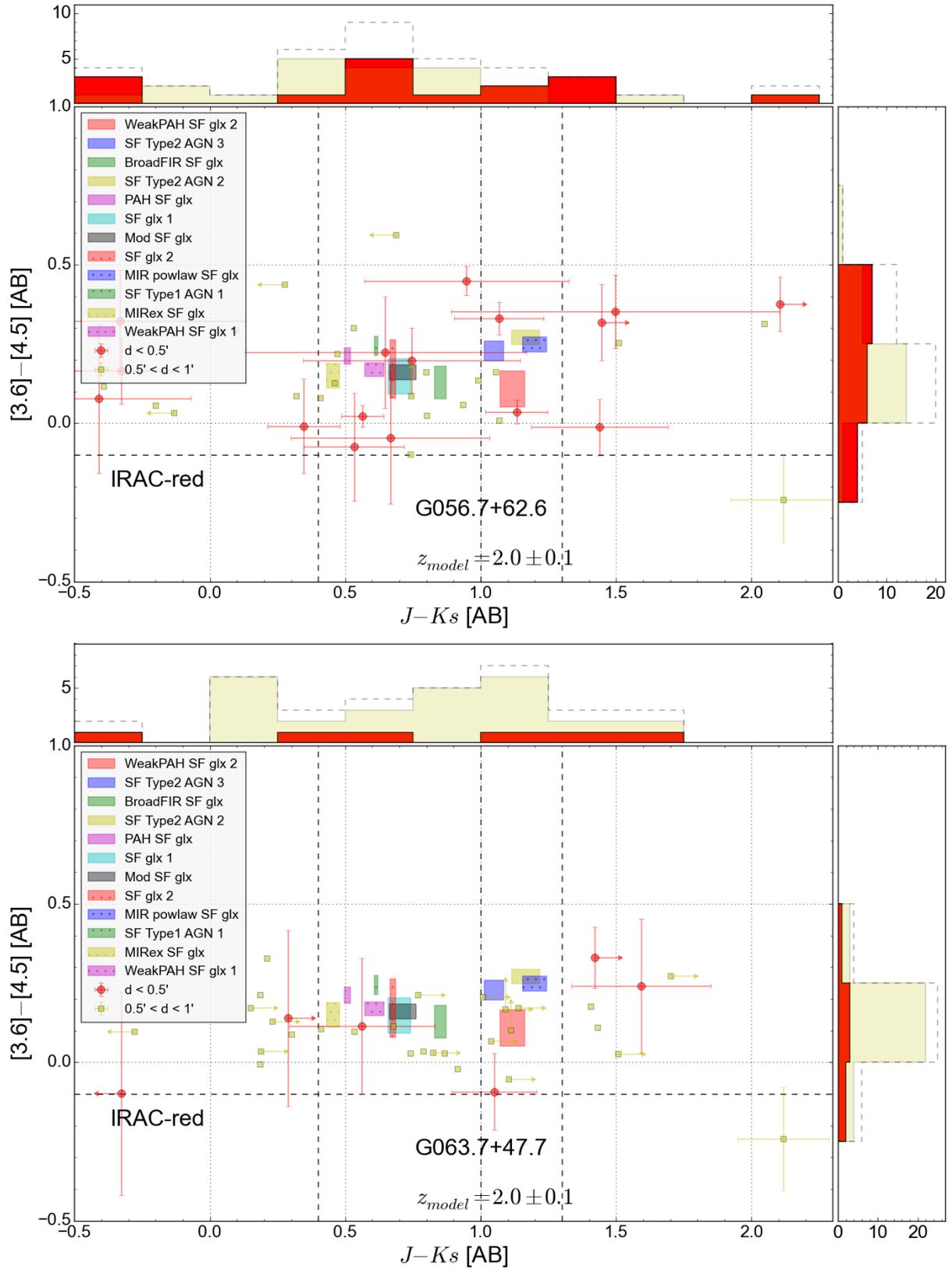


FIGURE A.16 – Diagrammes couleur – couleur de G073 et G075

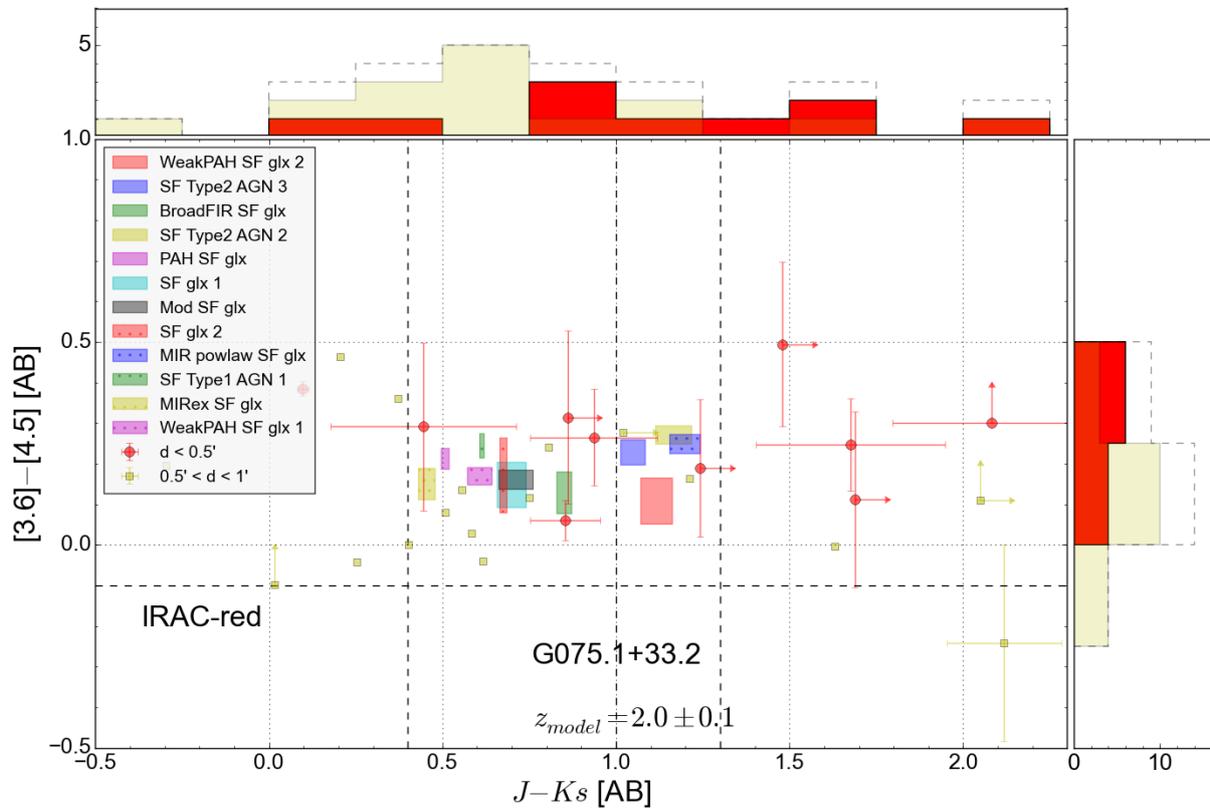
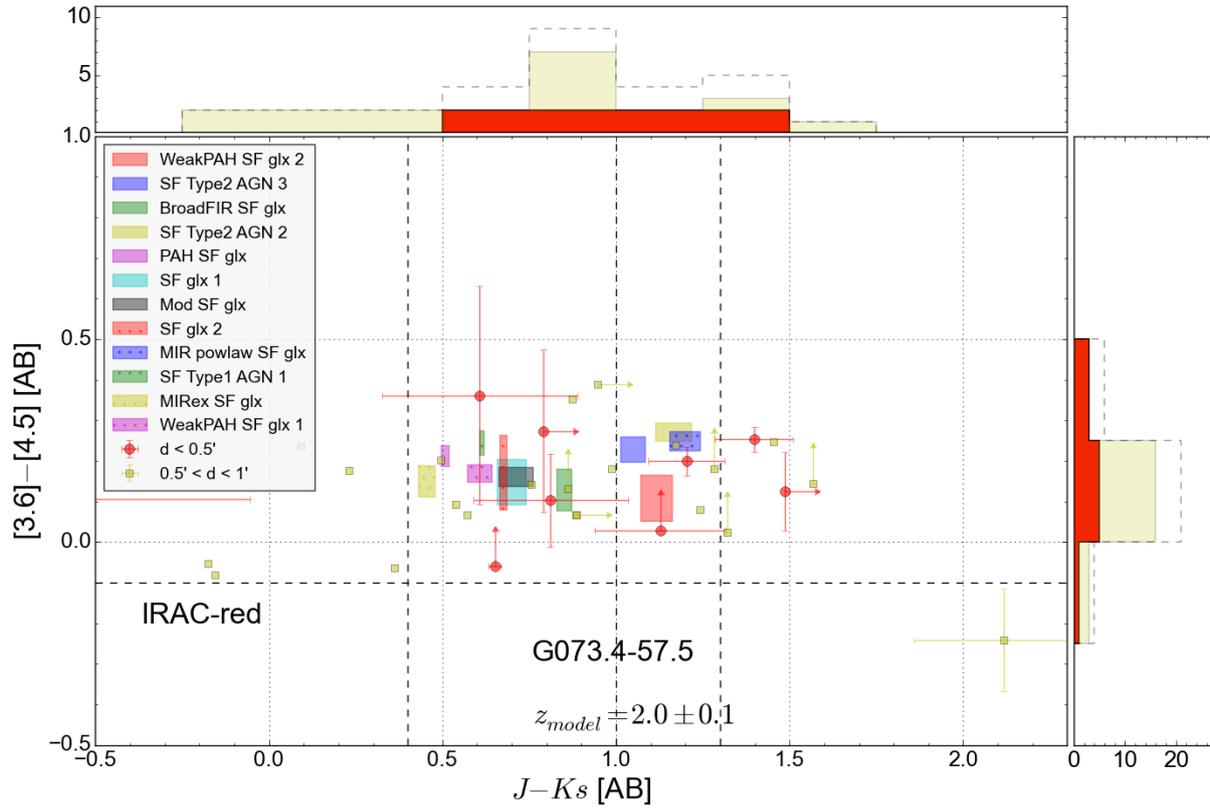


FIGURE A.17 – Diagrammes couleur – couleur de G079 et G091

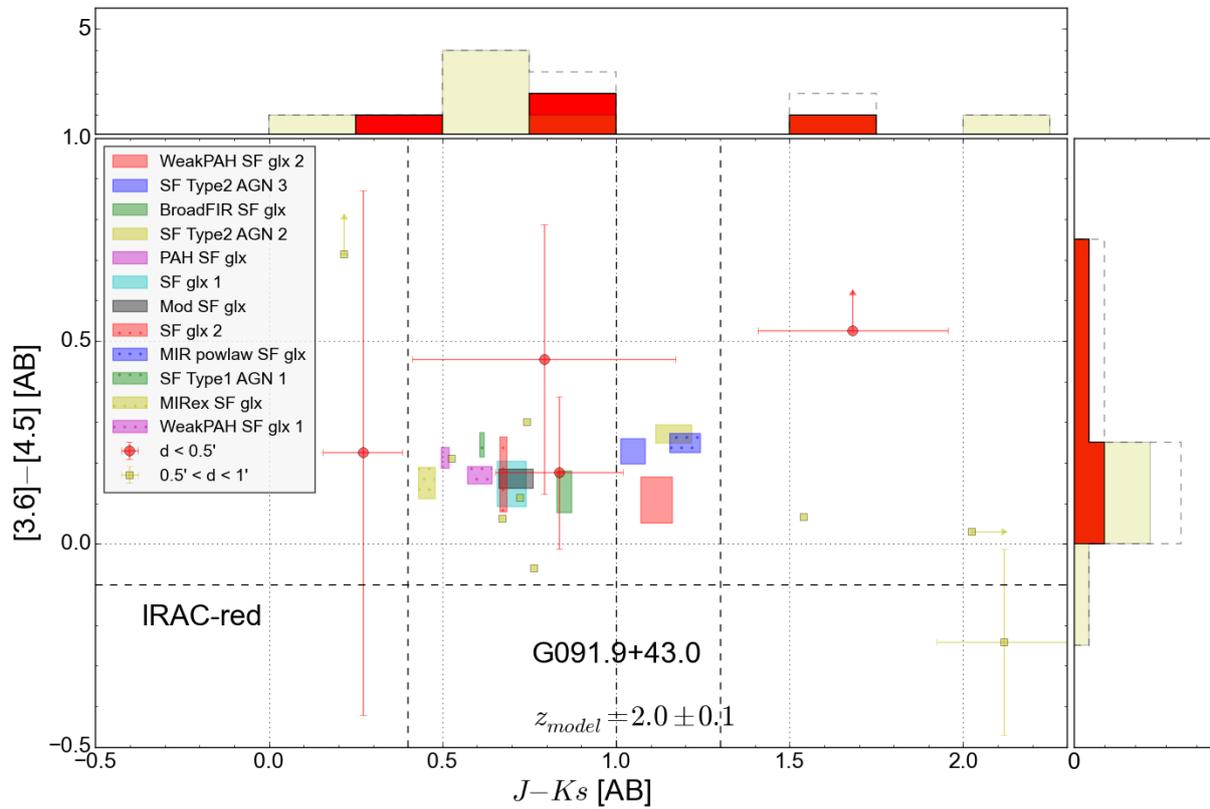
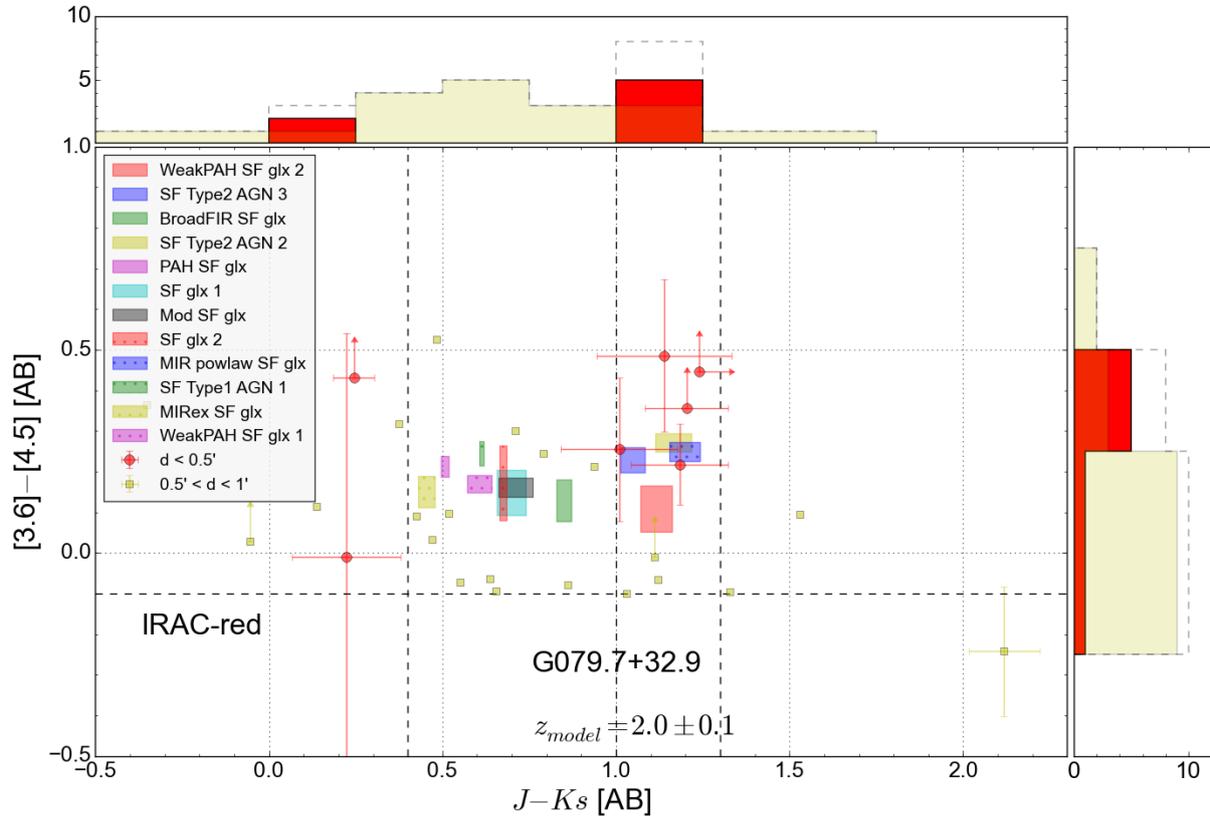


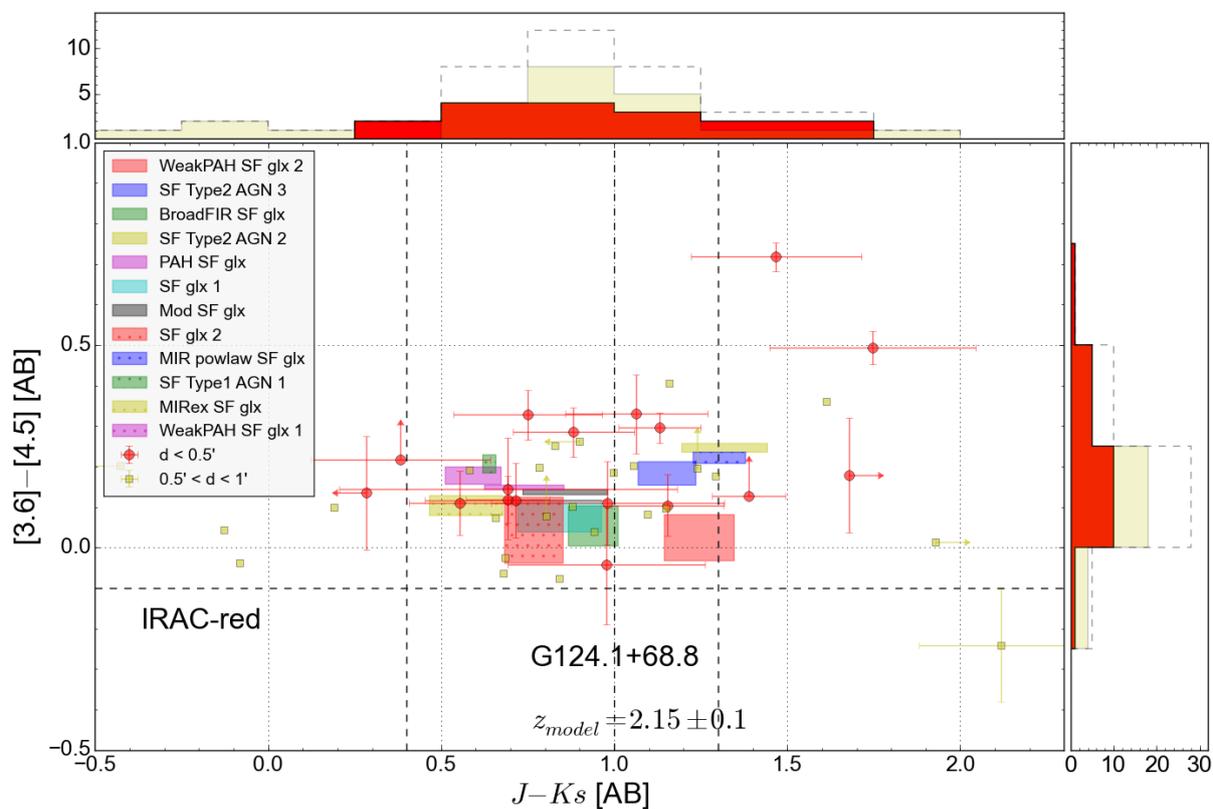
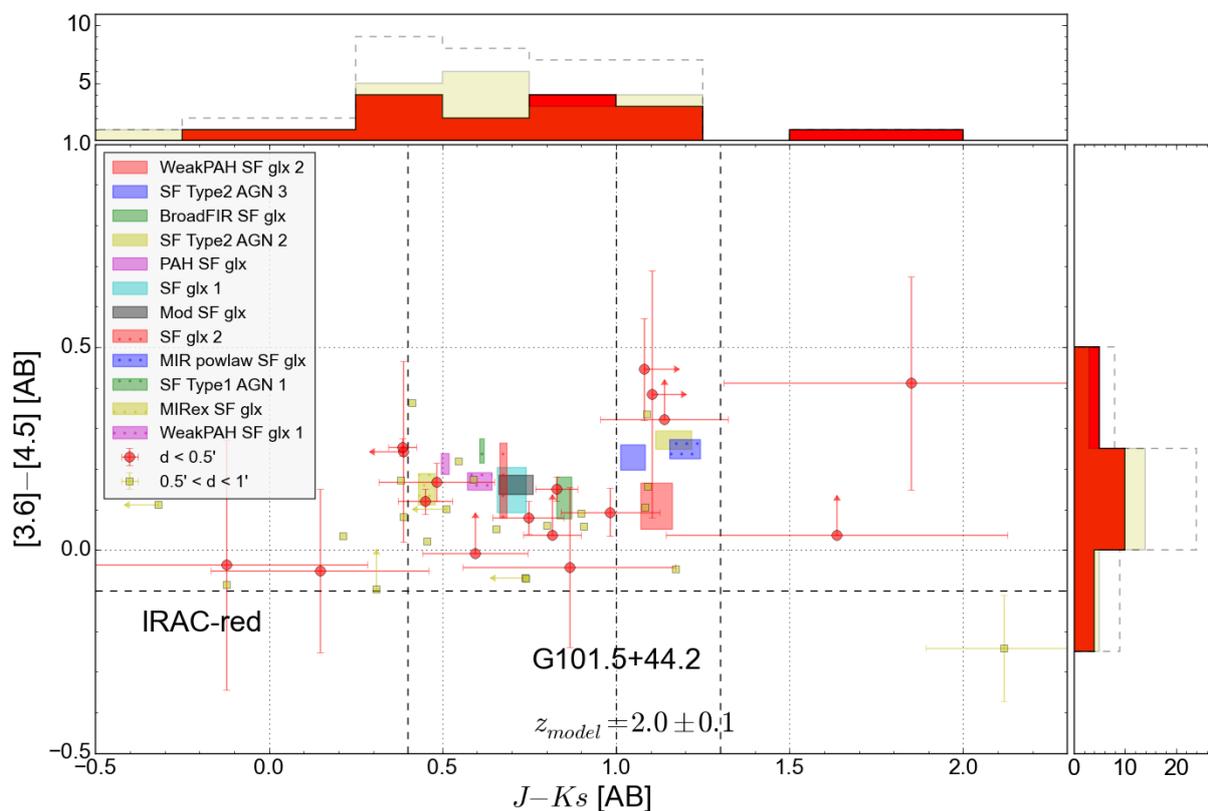
FIGURE A.18 – Diagrammes couleur – couleur de G101 et G124. G124 est à $z = 2.15$, donc les modèles de Berta et al. aussi.

FIGURE A.19 – Diagrammes couleur – couleur de G162 et G180

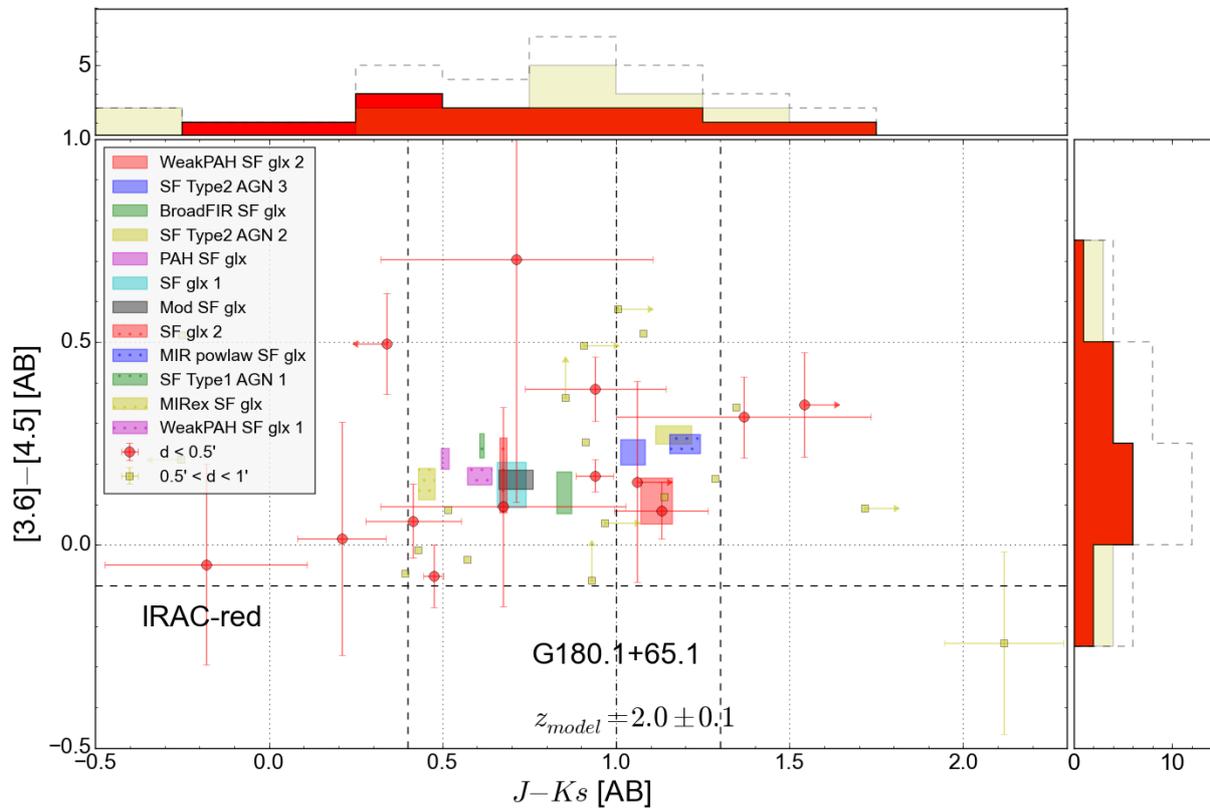
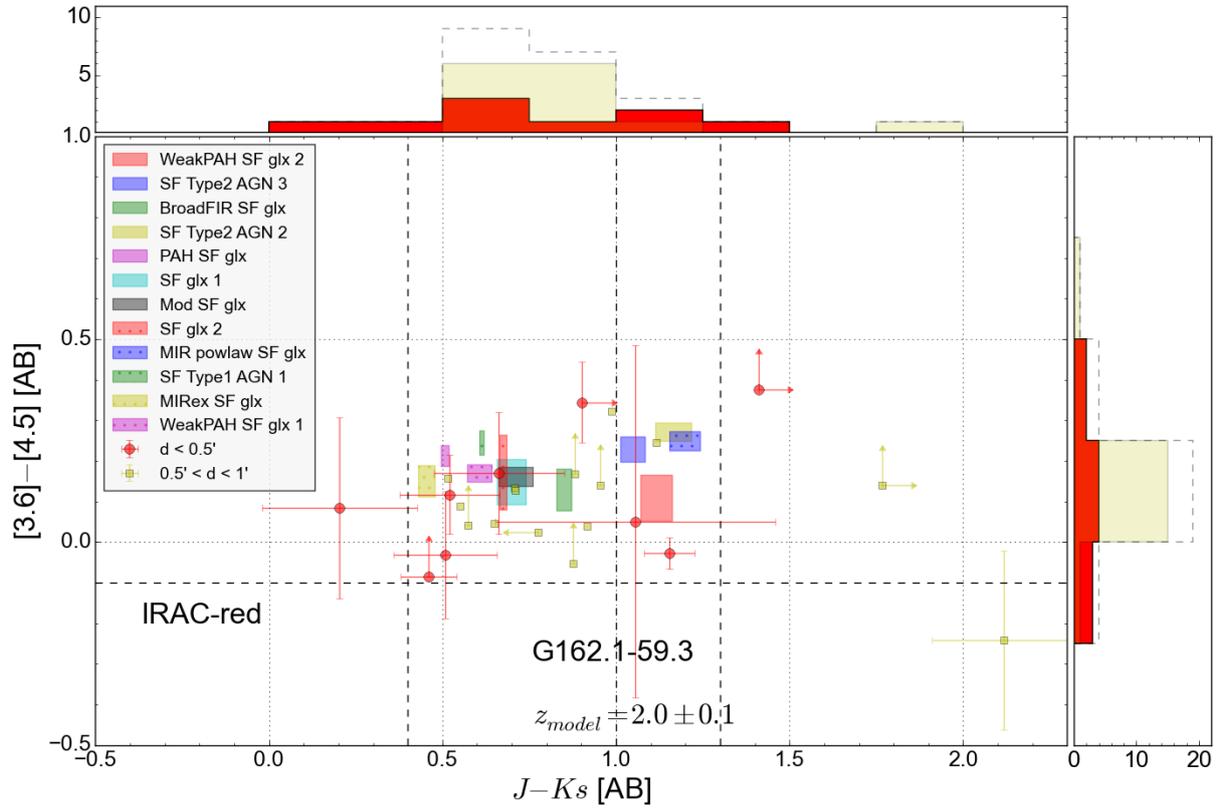
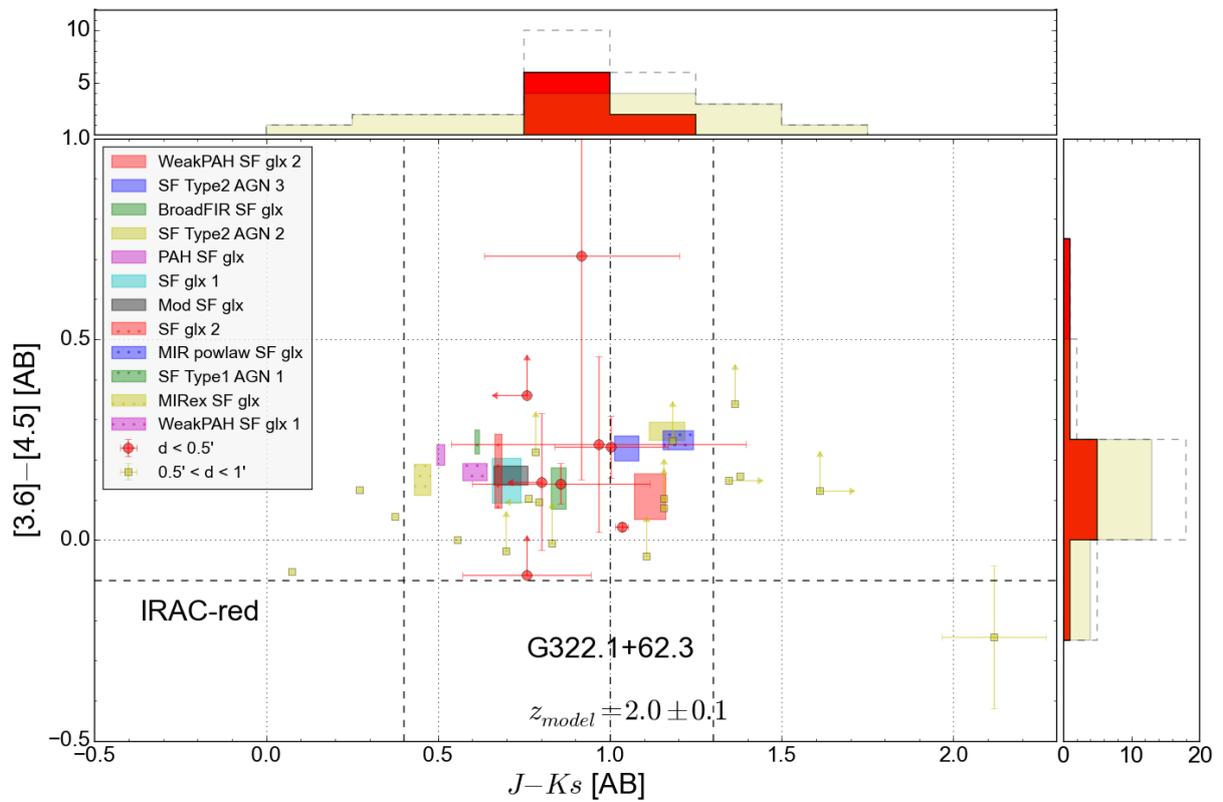


FIGURE A.20 – Diagramme couleur – couleur de G322



A.4 Cartes de densité par tranche en couleur

Cette section regroupe les 208 cartes de densité des 13 candidats, sans prior IRAC-rouge, dans chaque tranche en couleur. Dans l'ensemble des cartes de densité ci-dessous, la légende est la même, à savoir :

- Le cercle blanc indique un rayon d' $1'$ autour du centre du candidat ; cette région est elle-même appelée "candidat".
- Les cercles jaunes représentent les sources *Herschel* ; la taille du cercle est proportionnelle à leur flux à $350\ \mu\text{m}$.
- Les contours pointillés orange / rouge / bordeaux représentent les contours de densité de sources IRAC-rouges à 50 / 75 / 90% du pic de densité de la carte.

FIGURE A.21 – Cartes de densité larges de G006 : all (haut) et rao (bas)

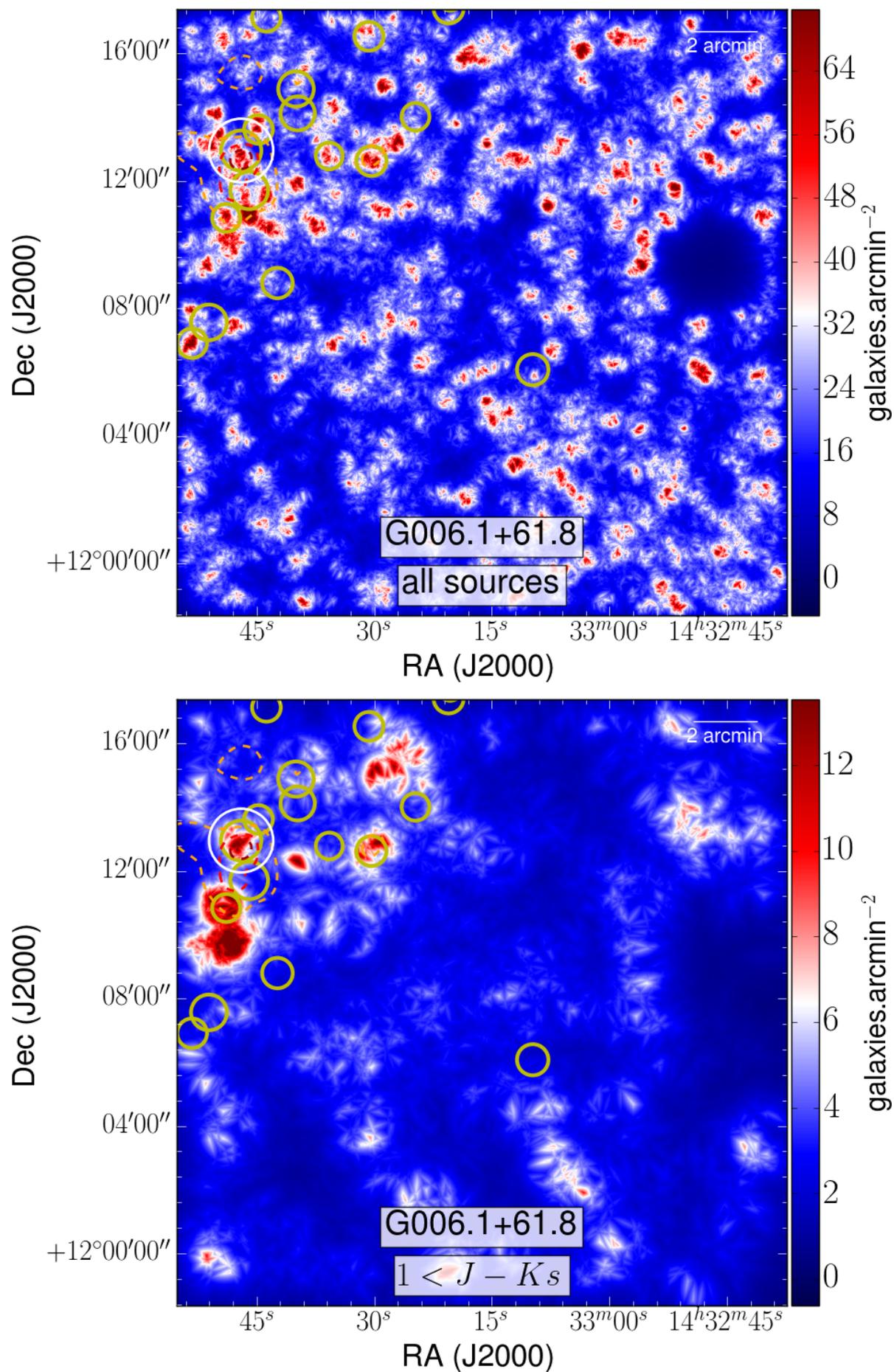


FIGURE A.22 – Cartes de densité ROI de G006 : all (haut) et rao (bas)

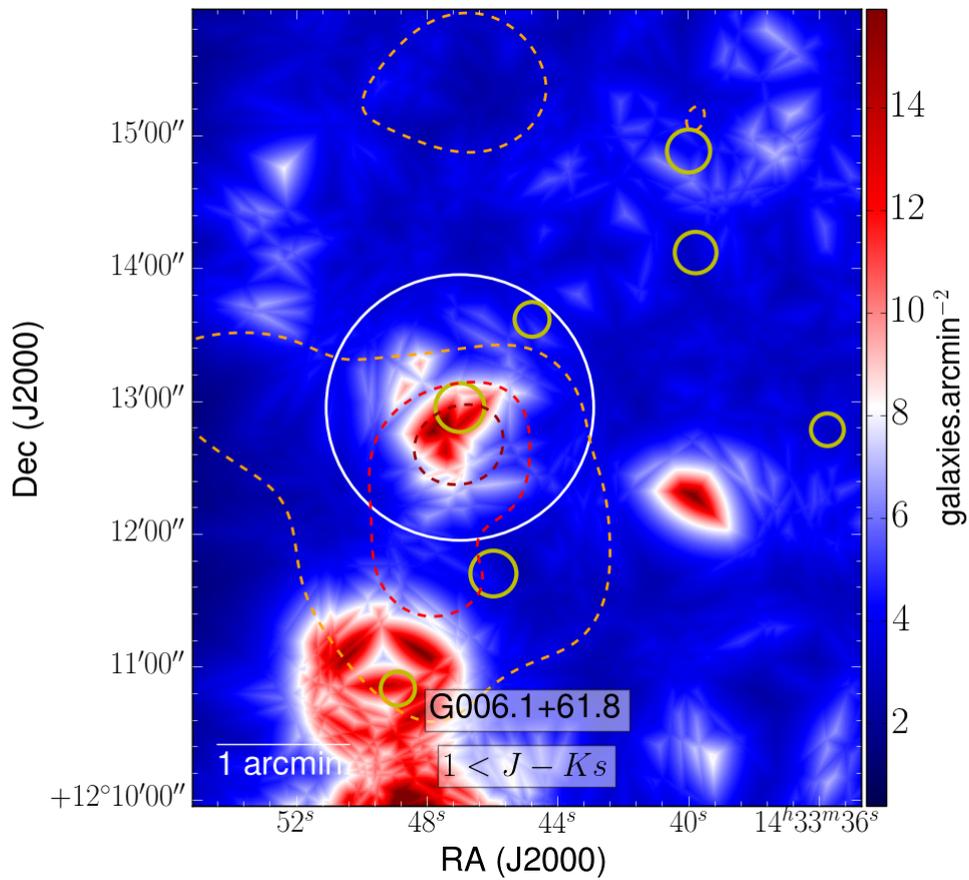
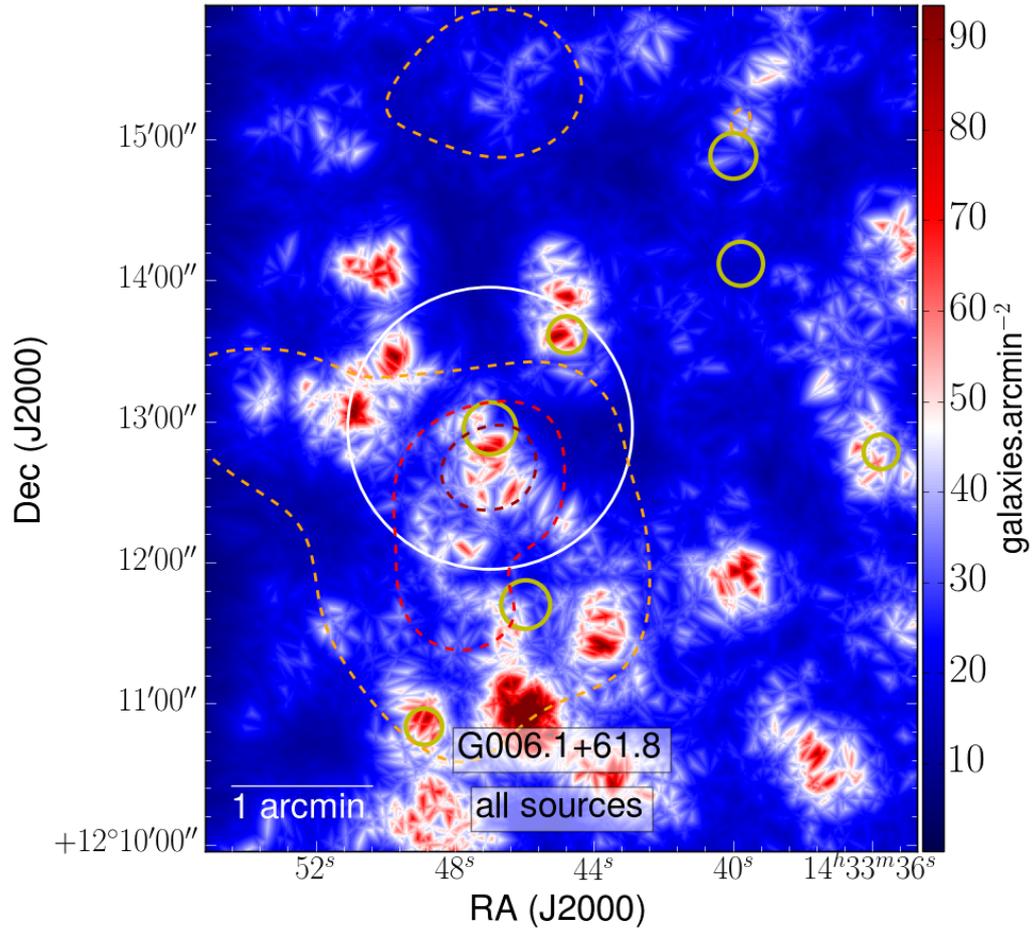


FIGURE A.23 – Cartes de densité larges de G006 : red (haut) et org (bas)

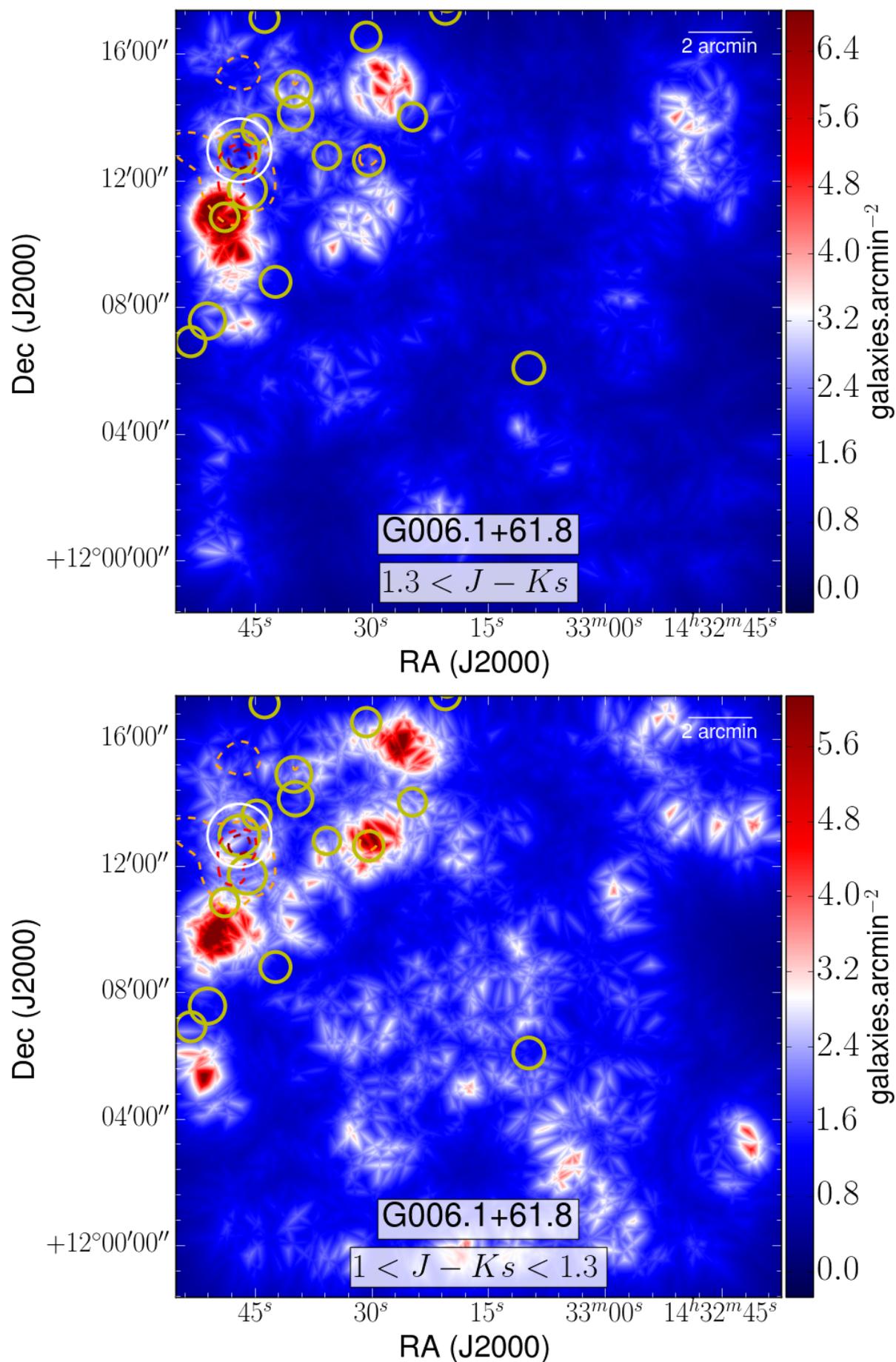


FIGURE A.24 – Cartes de densité ROI de G006 : red (haut) et org (bas)

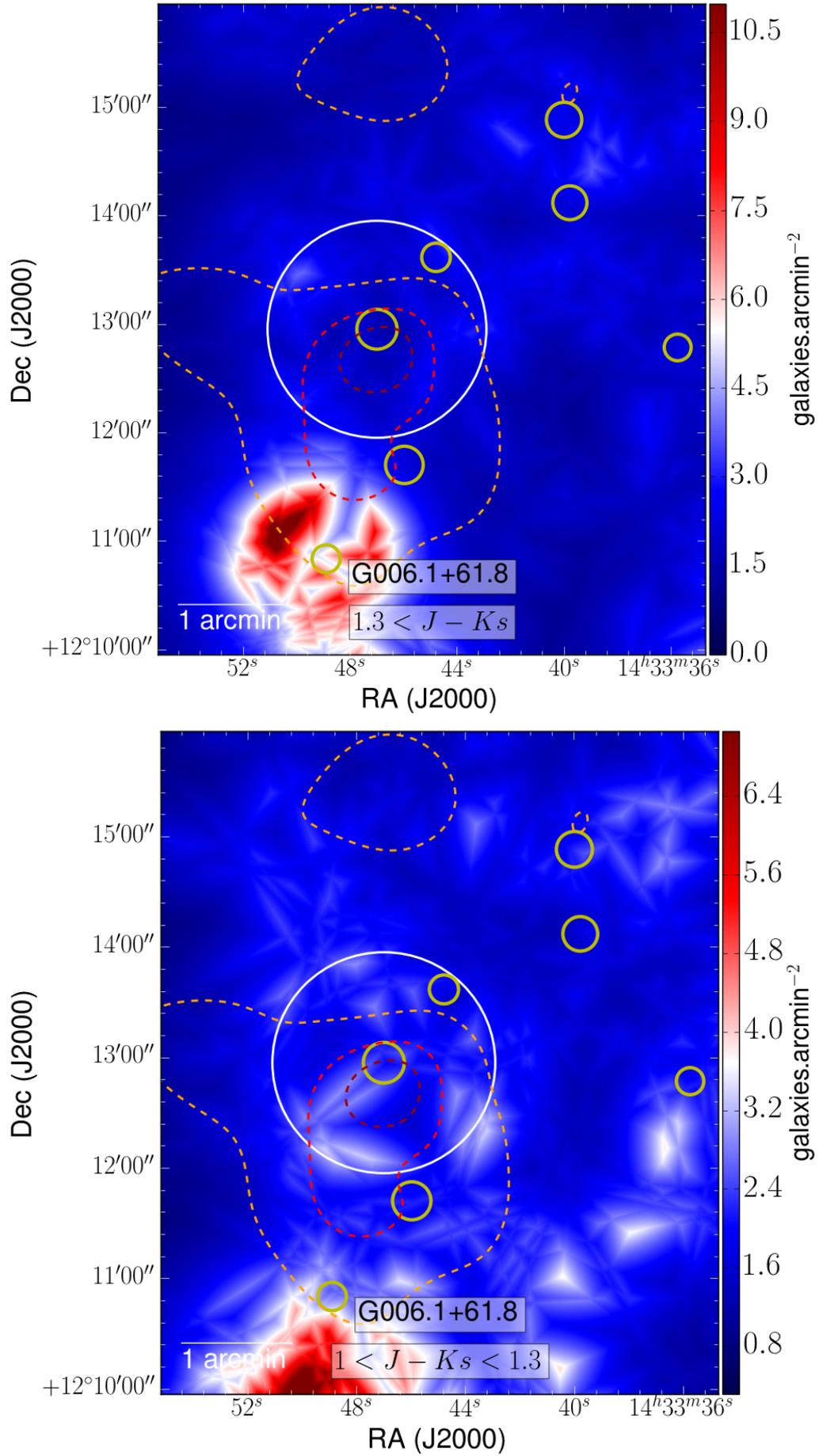


FIGURE A.25 – Cartes de densité larges de G006 : rog (haut) et blu (bas)

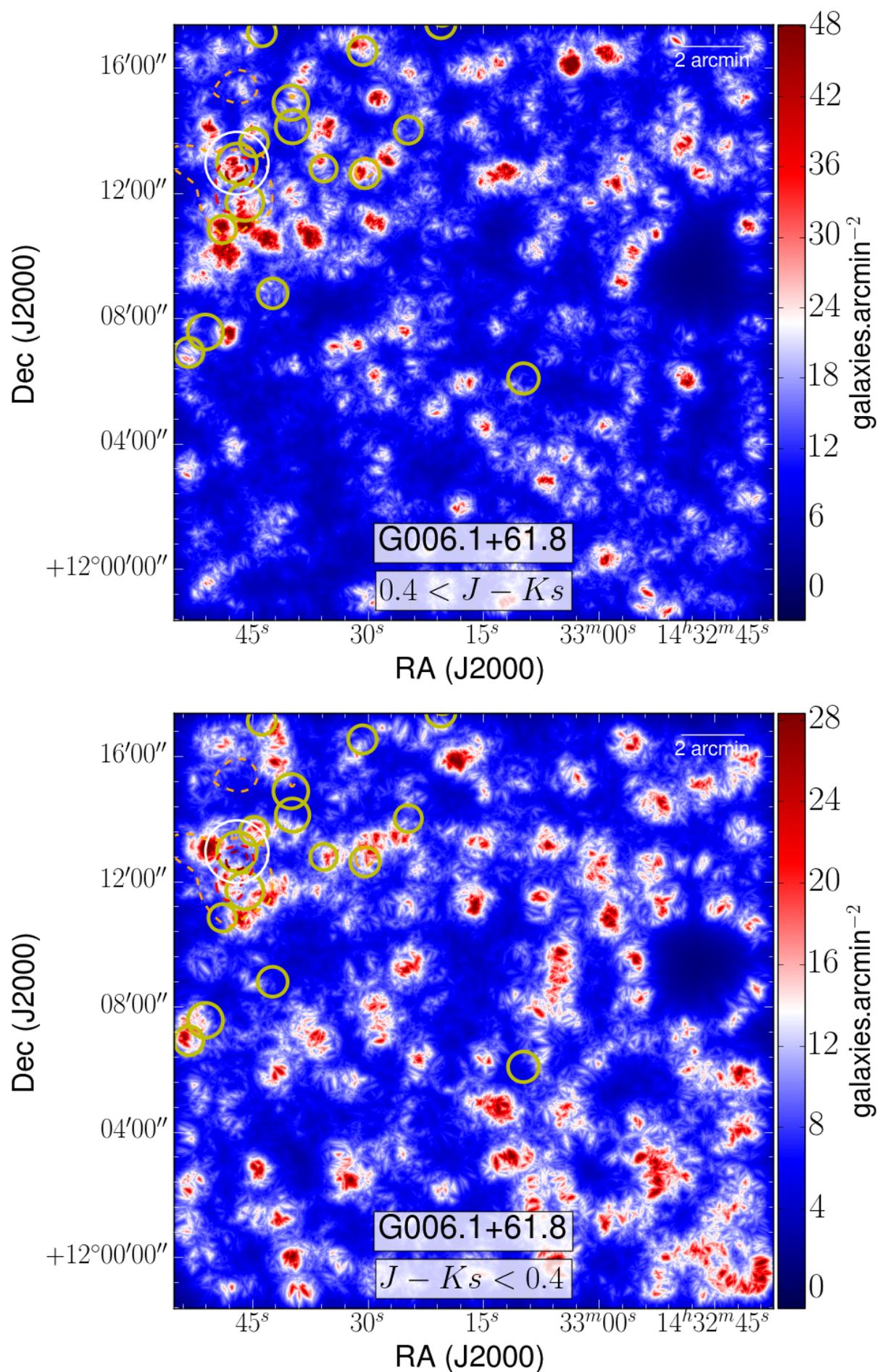


FIGURE A.26 – Cartes de densité ROI de G006 : rog (haut) et blu (bas)

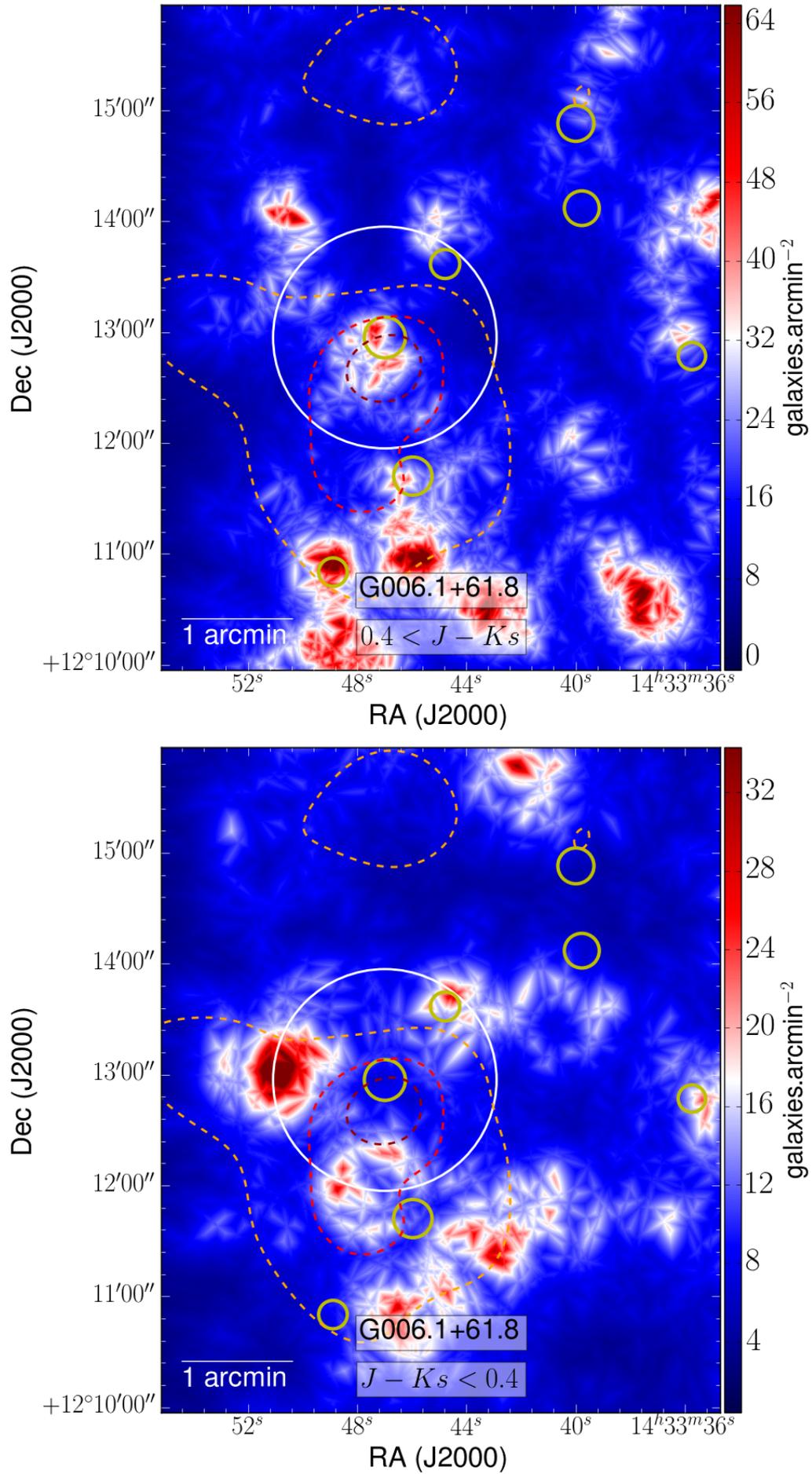


FIGURE A.27 – Cartes de densité larges de G006 : grn (haut) et ylw (bas)

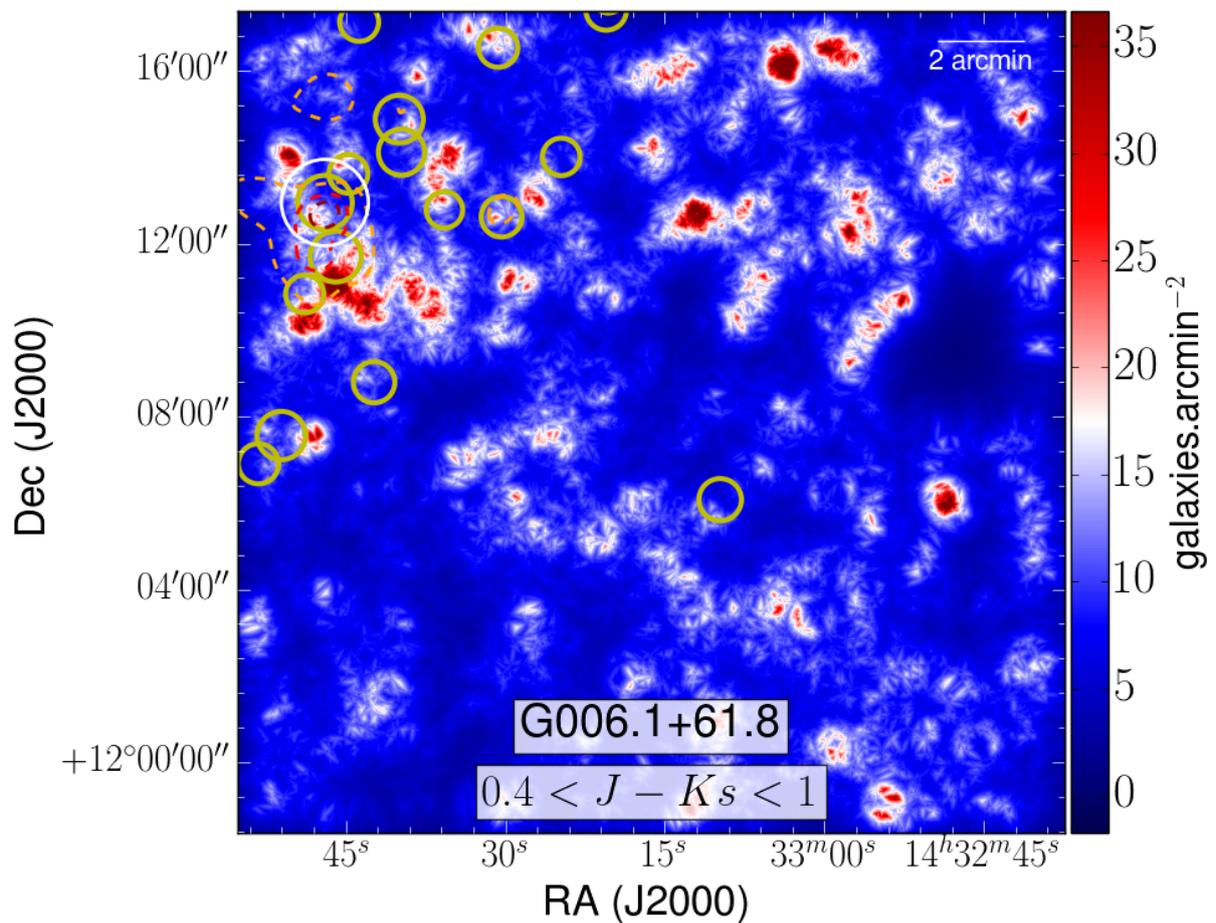
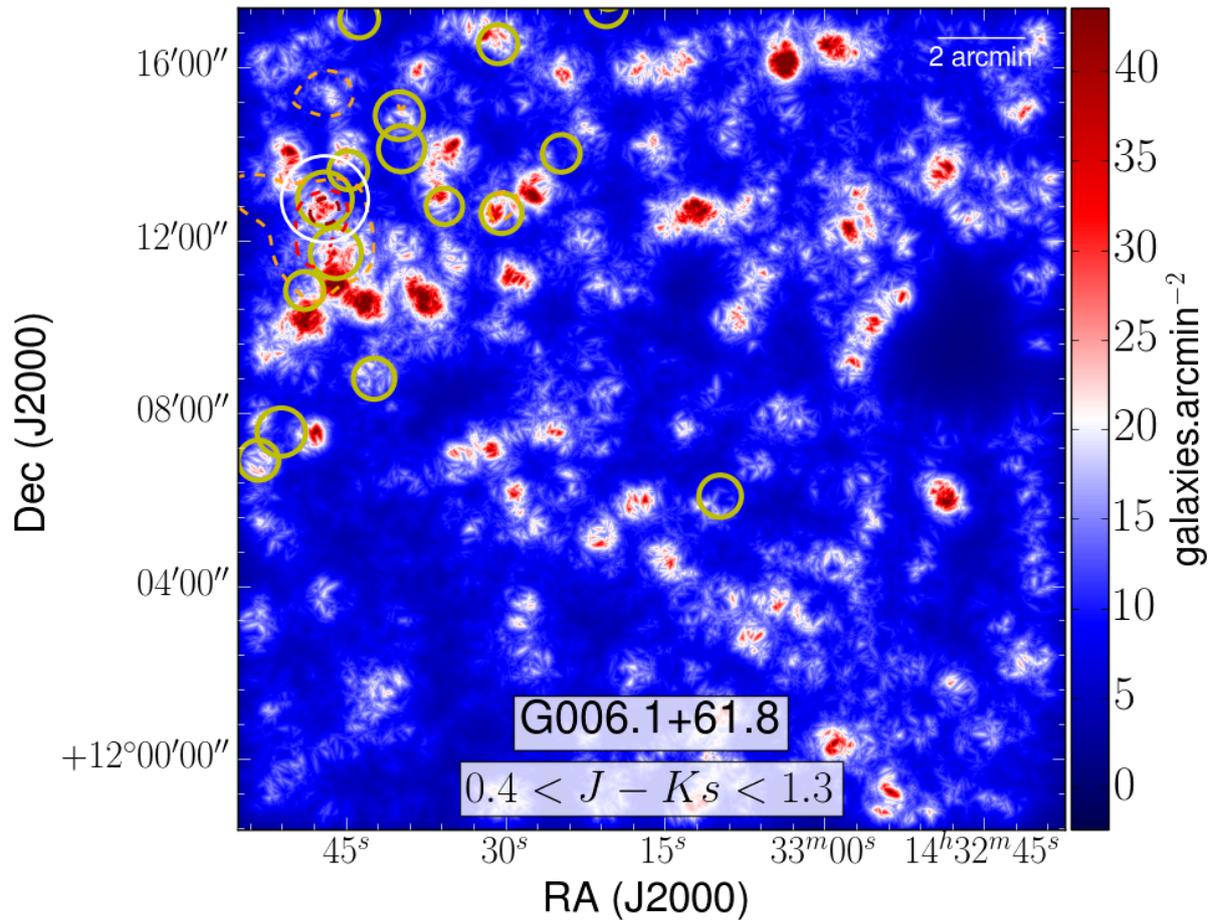


FIGURE A.28 – Cartes de densité ROI de G006 : grn (haut) et ylw (bas)

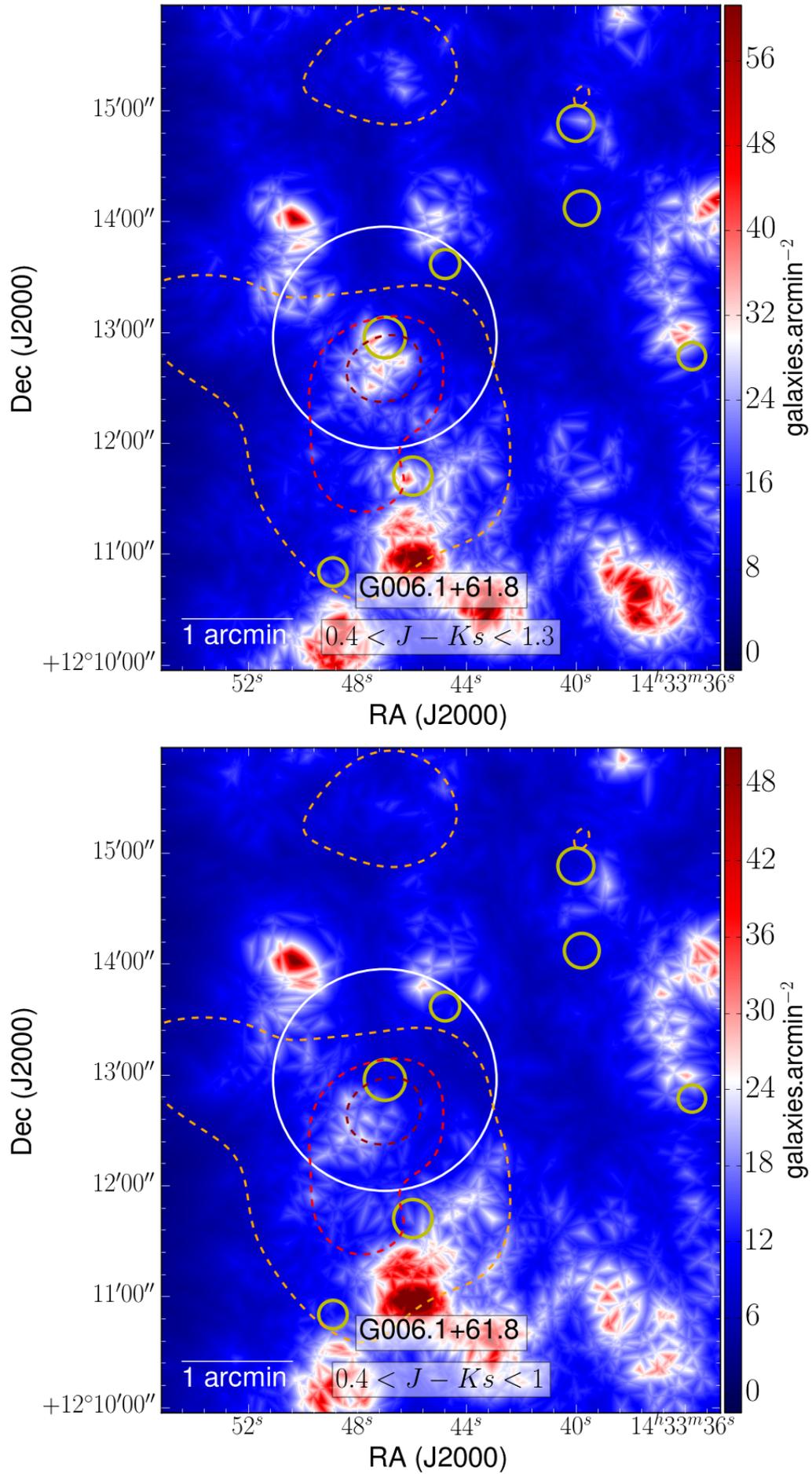


FIGURE A.29 – Cartes de densité larges de G056a : all (haut) et rao (bas)

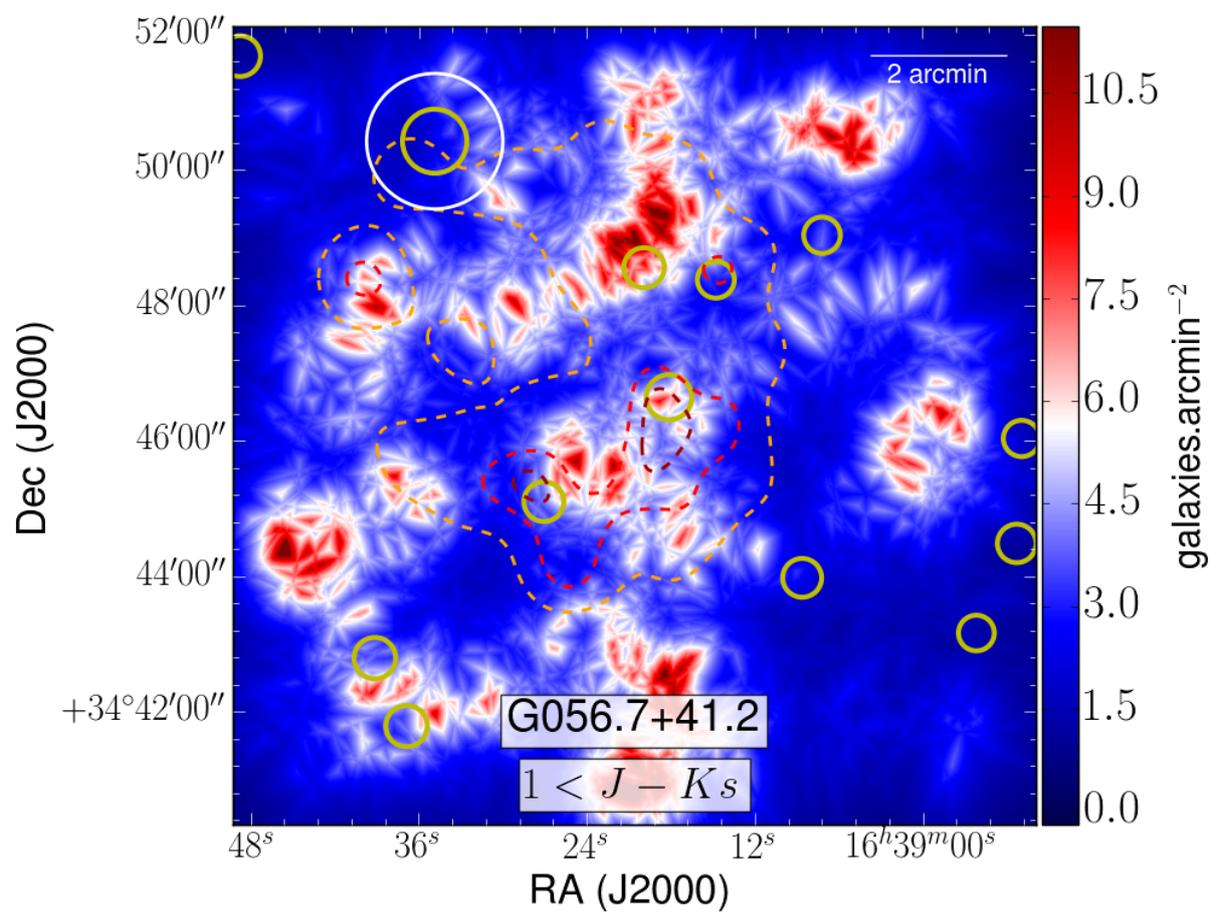
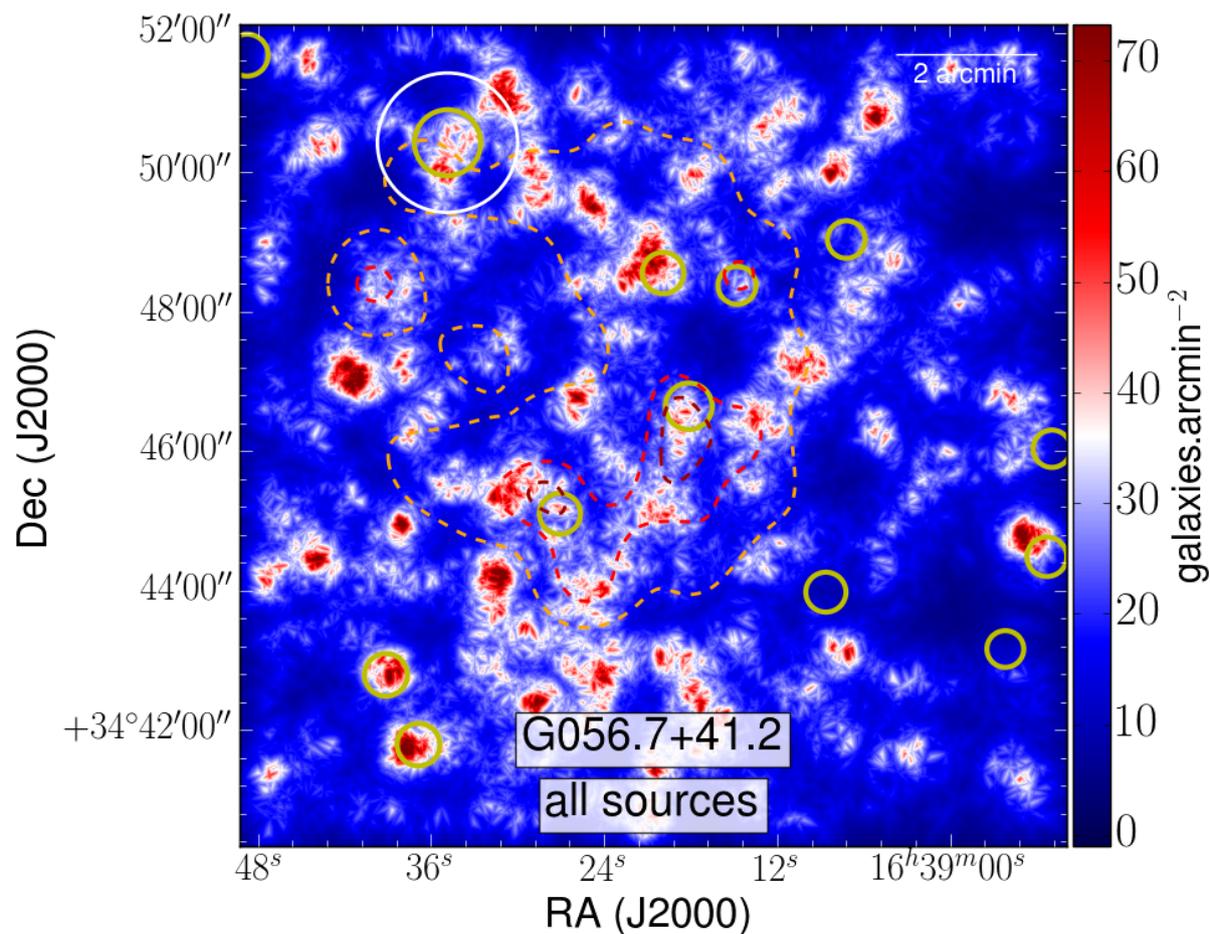


FIGURE A.30 – Cartes de densité ROI de G056a : all (haut) et rao (bas)

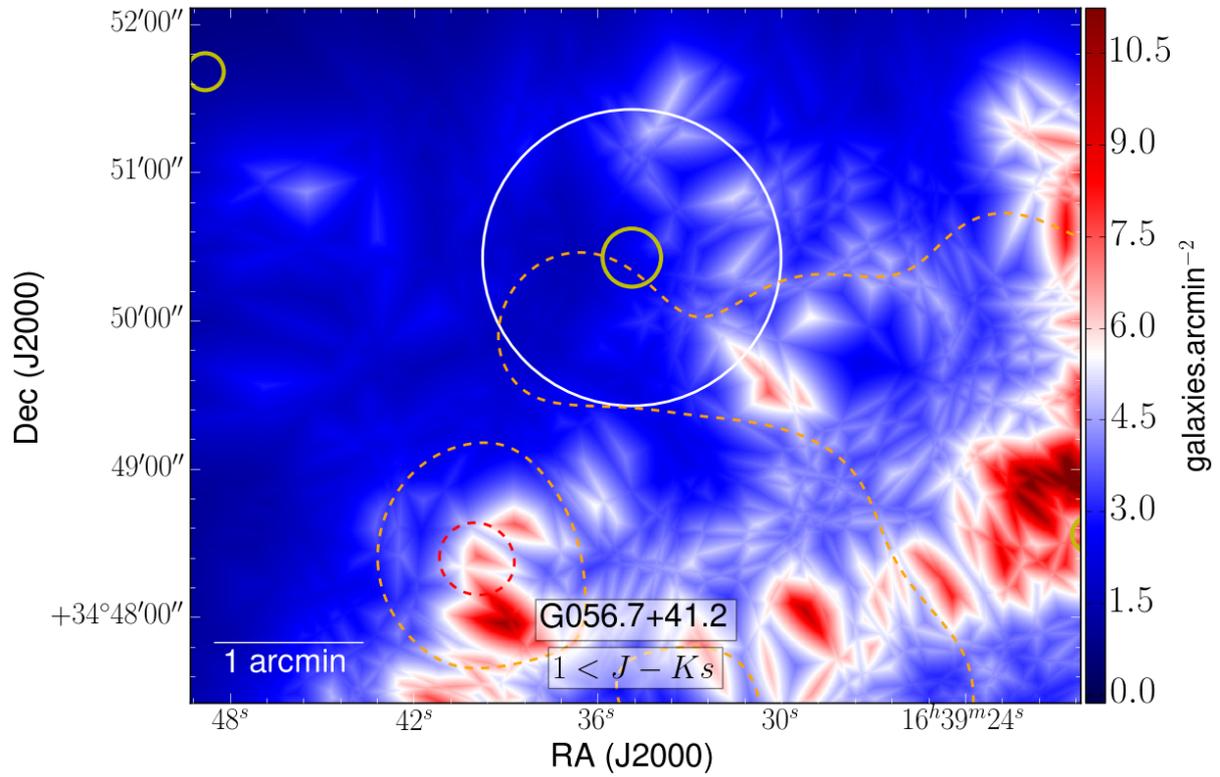
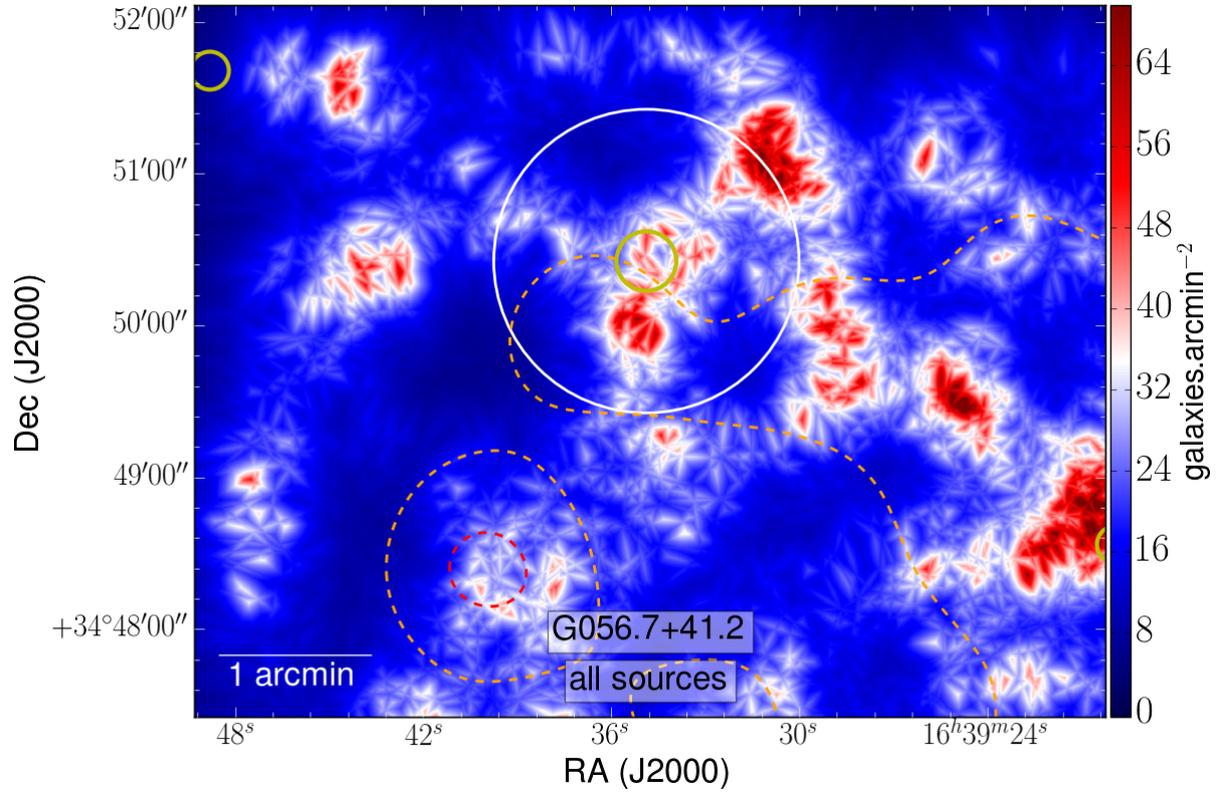


FIGURE A.31 – Cartes de densité larges de G056a : red (haut) et org (bas)

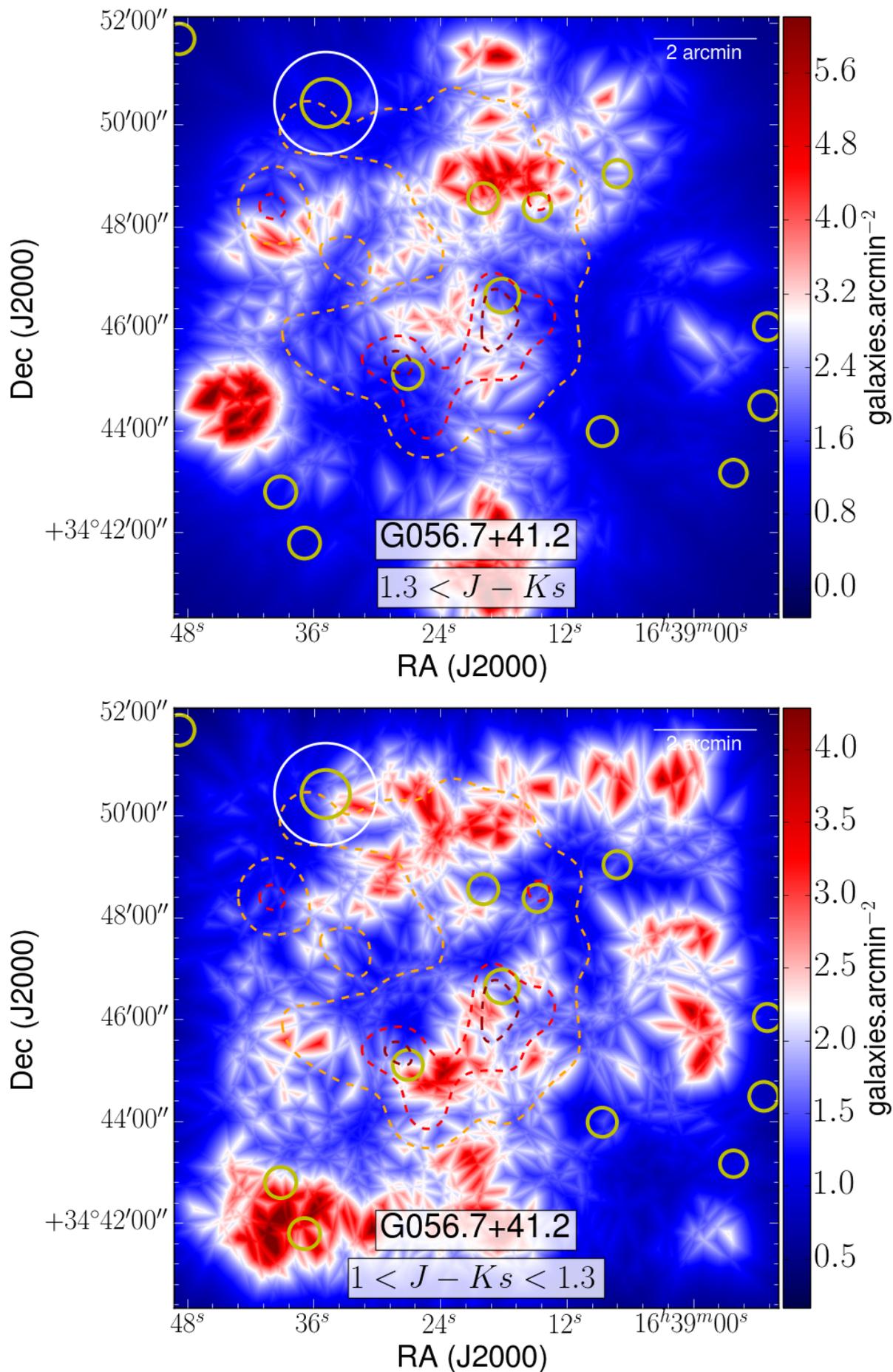


FIGURE A.32 – Cartes de densité ROI de G056a : red (haut) et org (bas)

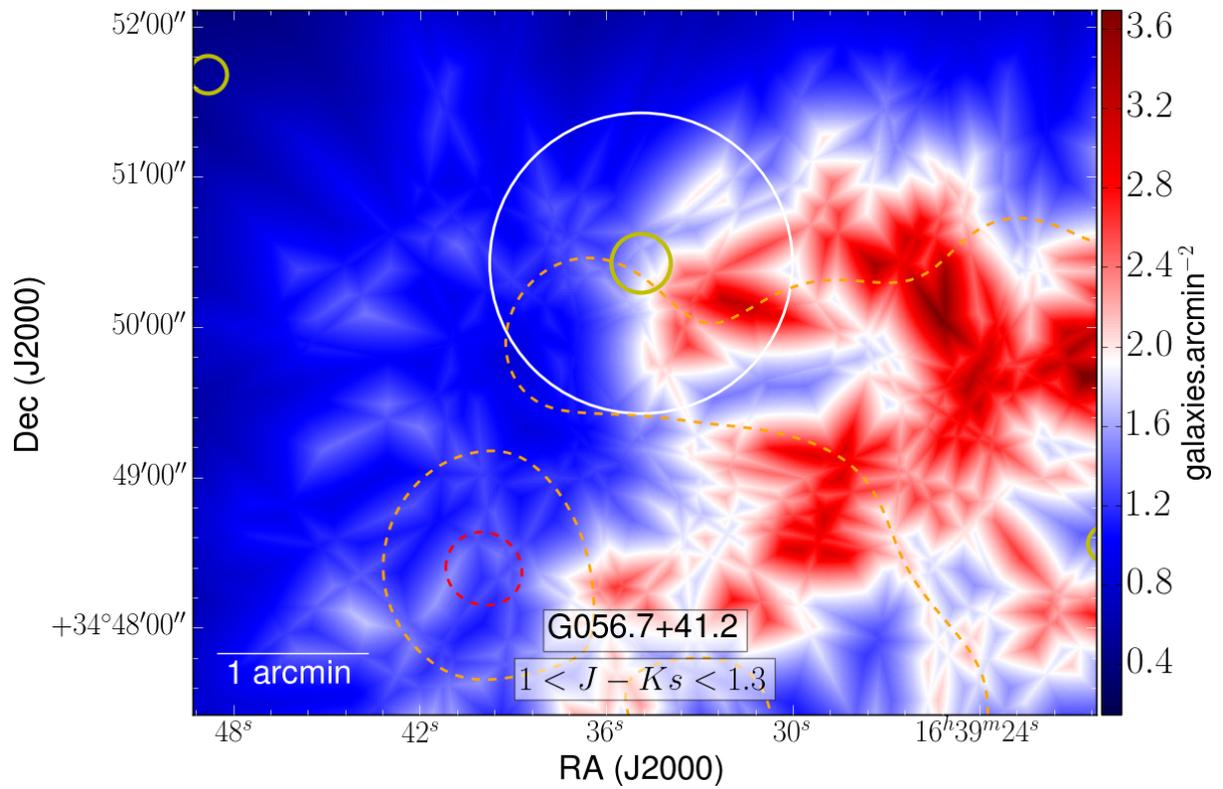
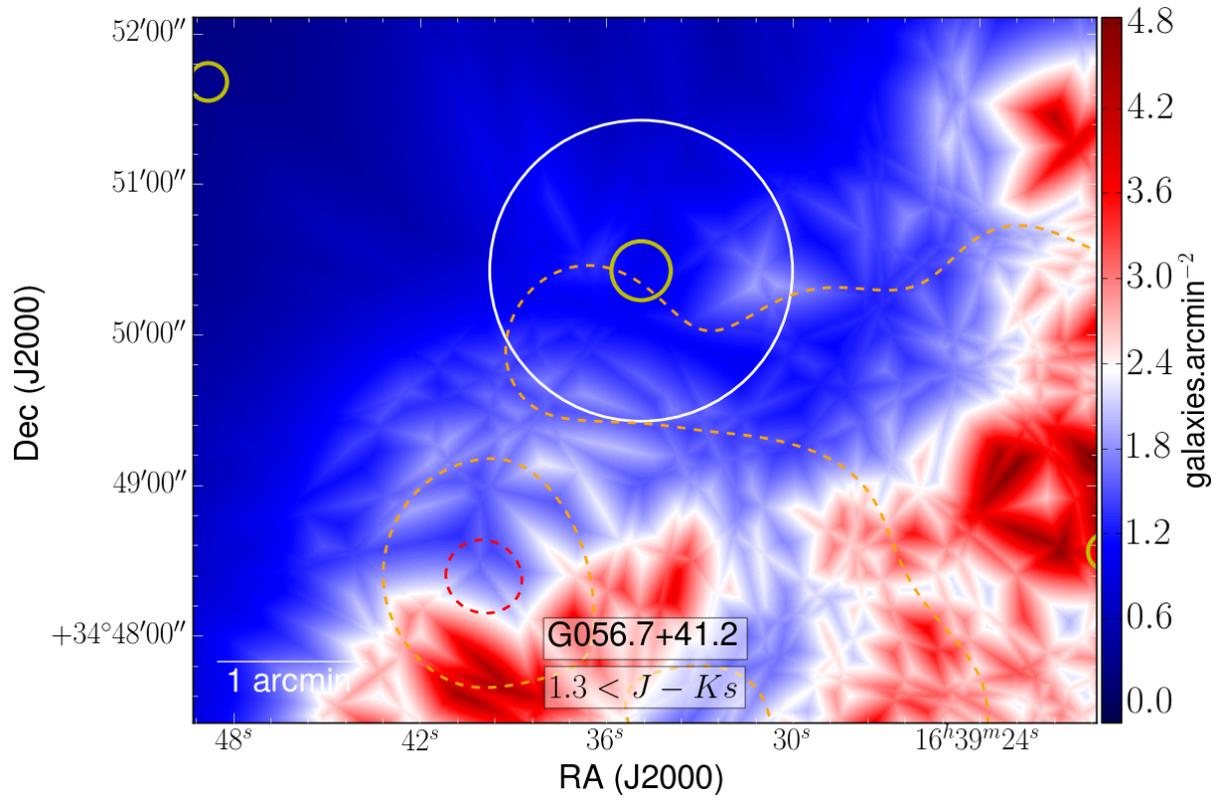


FIGURE A.33 – Cartes de densité larges de G056a : rog (haut) et blu (bas)

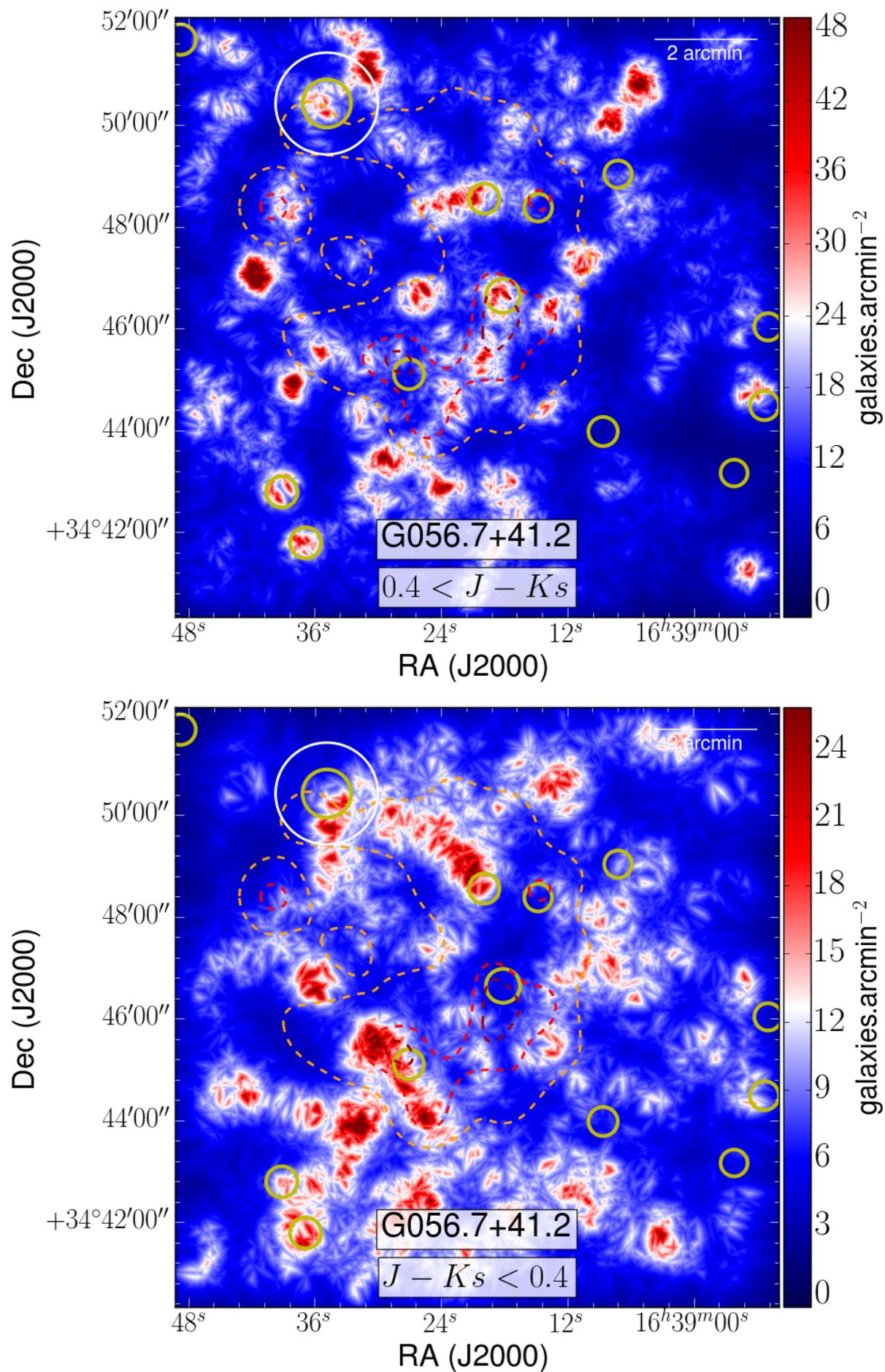


FIGURE A.34 – Cartes de densité ROI de G056a : rog (haut) et blu (bas)

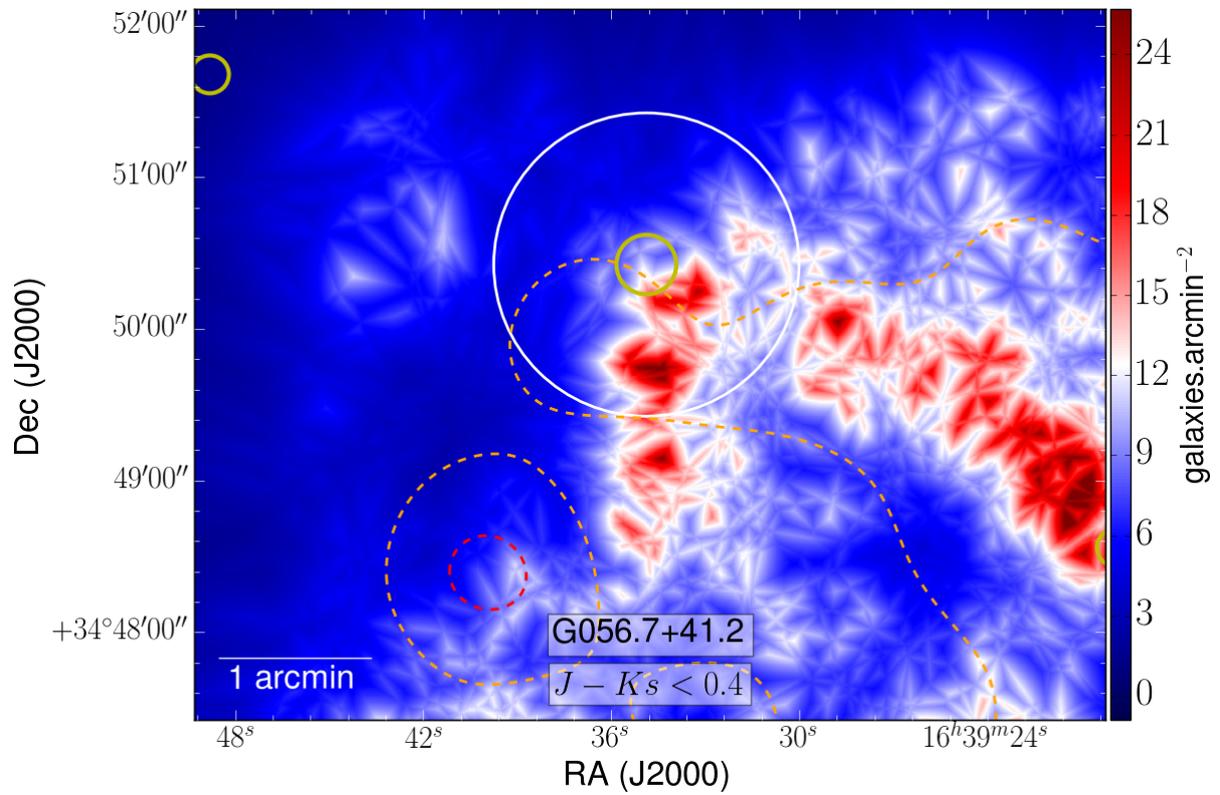
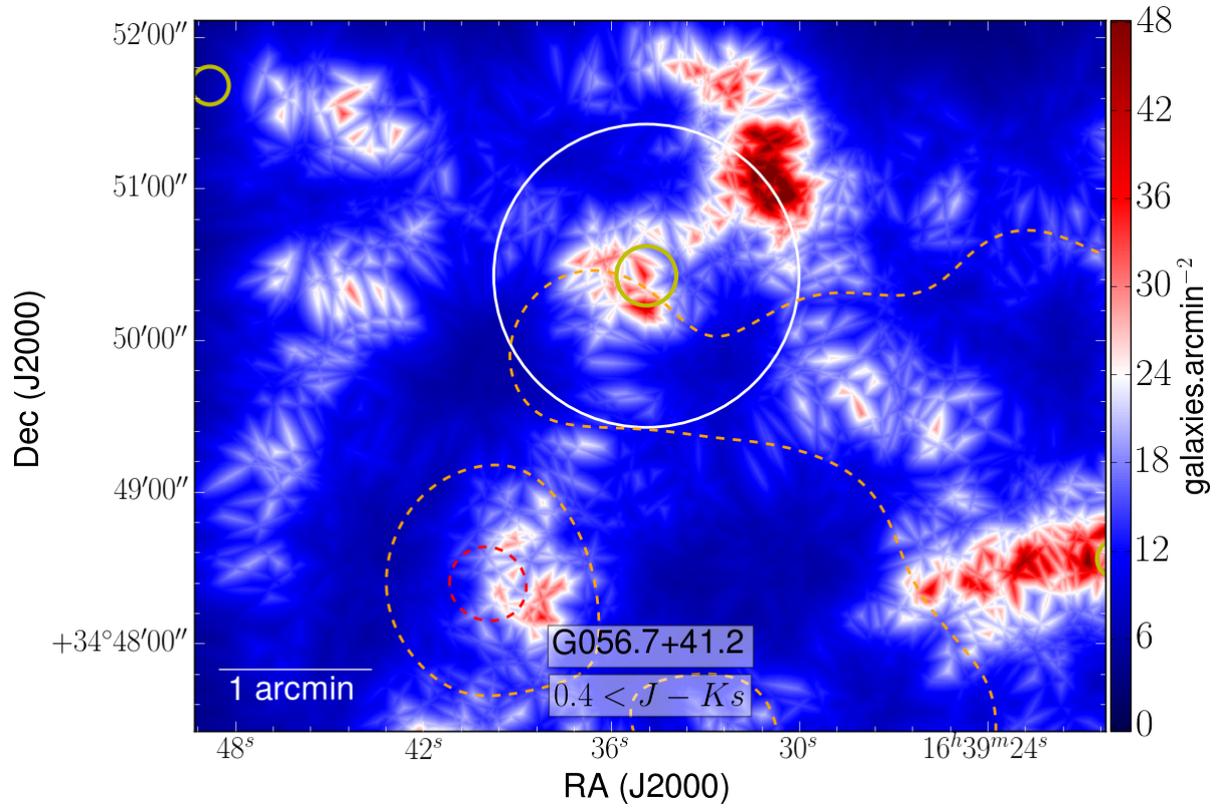


FIGURE A.35 – Cartes de densité larges de G056a : grn (haut) et ylw (bas)

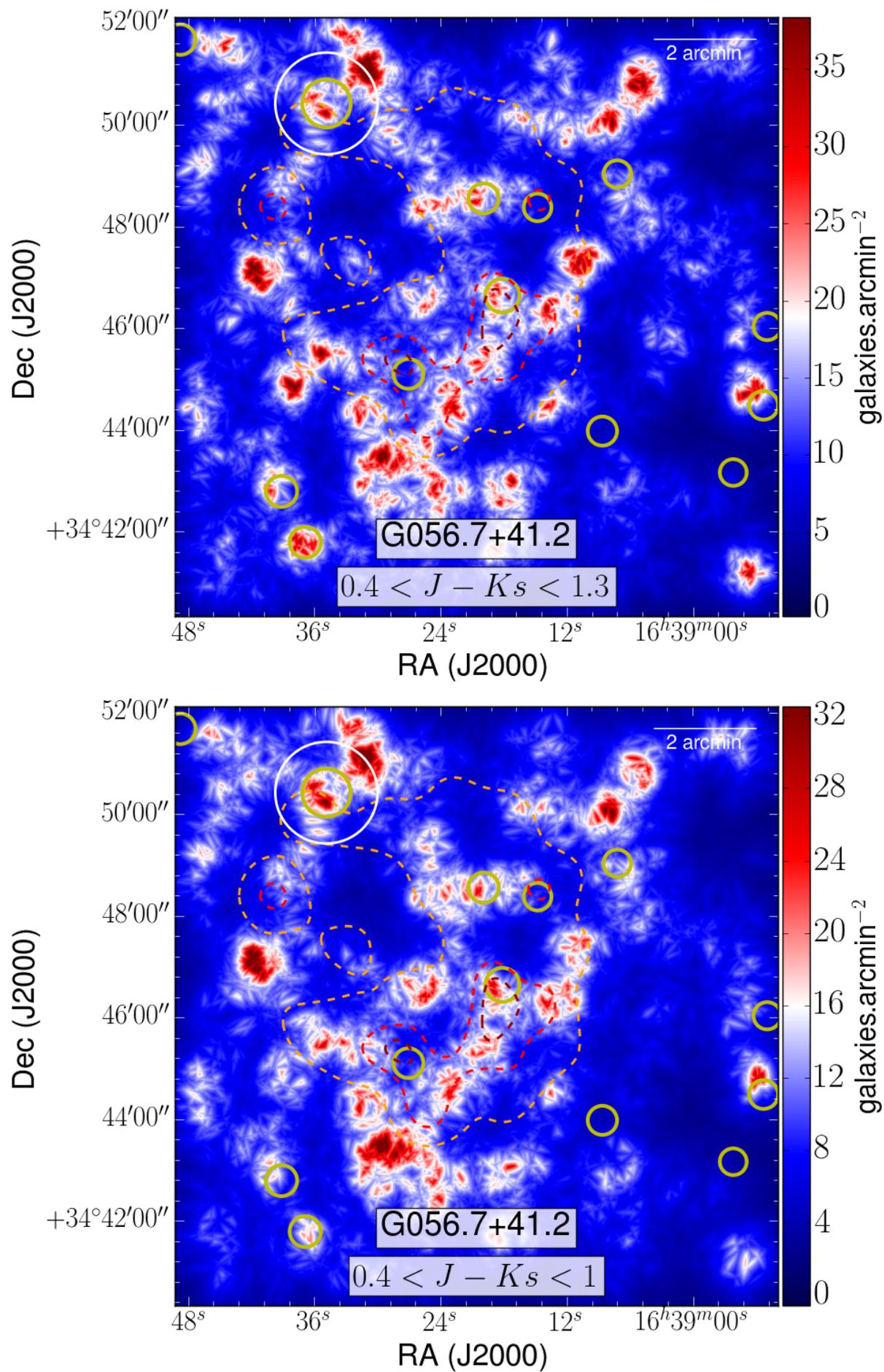


FIGURE A.36 – Cartes de densité ROI de G056a : grn (haut) et ylw (bas)

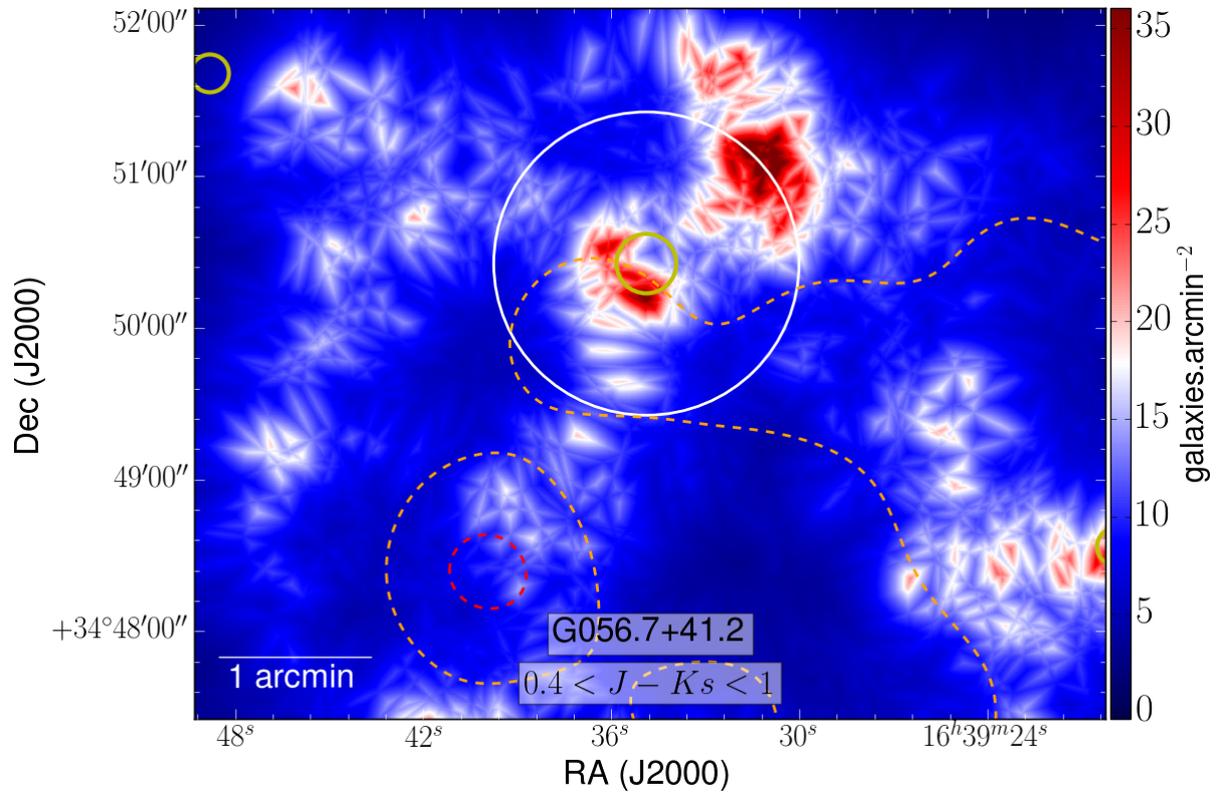
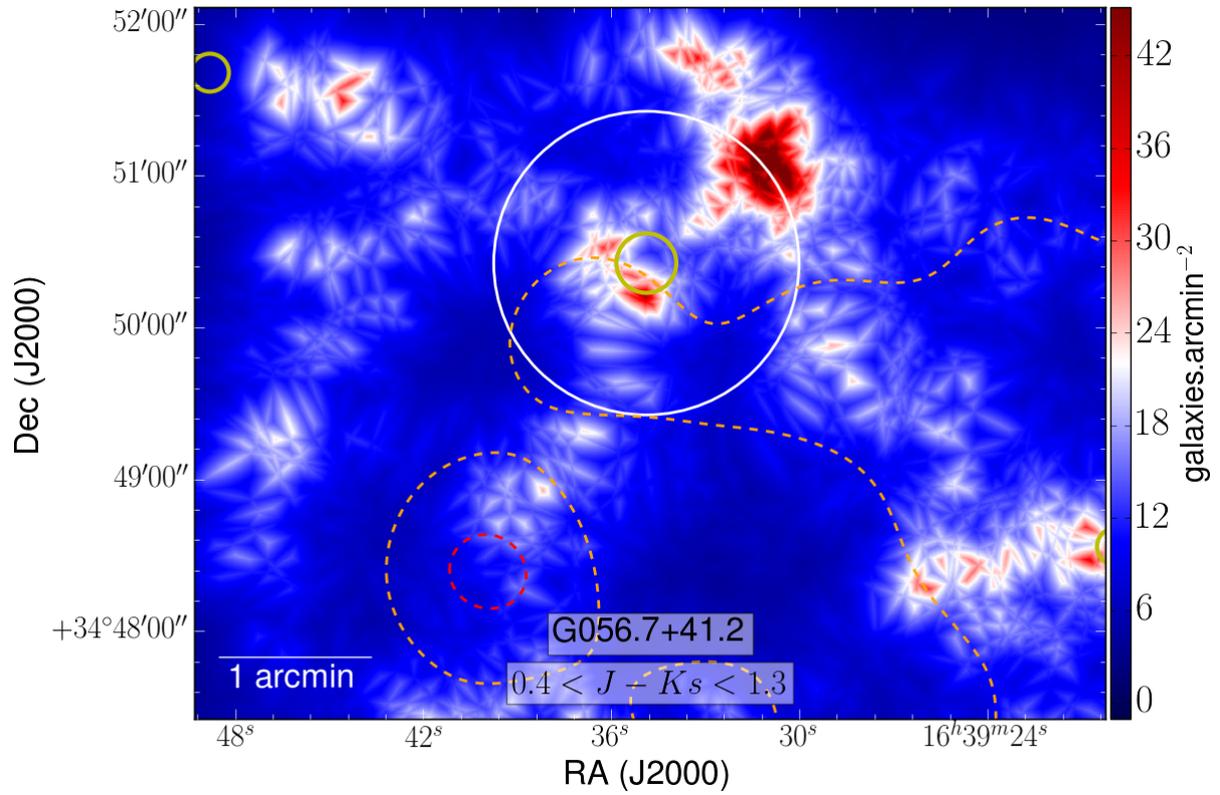


FIGURE A.37 – Cartes de densité larges de G056b : all (haut) et rao (bas)

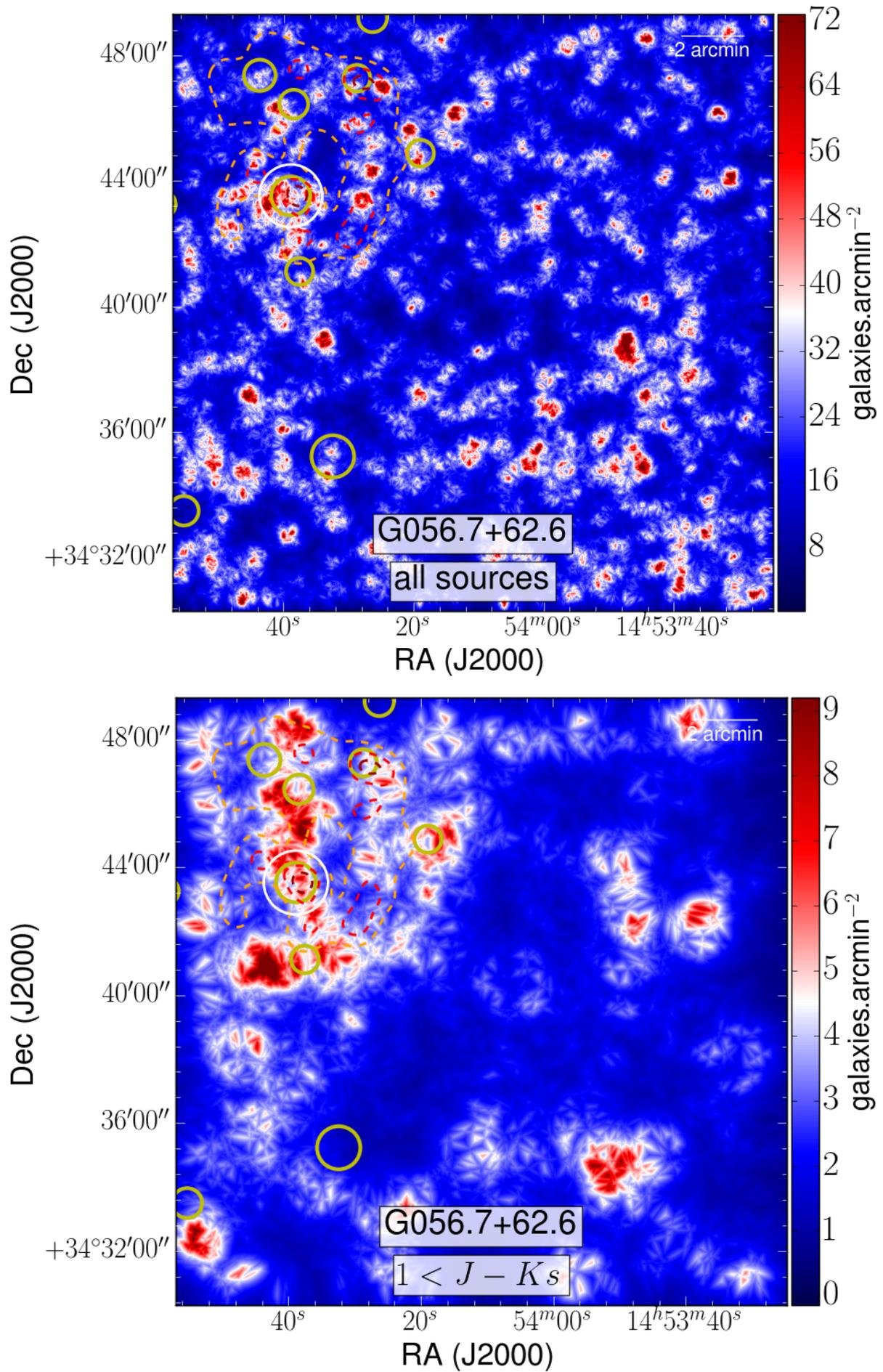


FIGURE A.38 – Cartes de densité ROI de G056b : all (haut) et rao (bas)

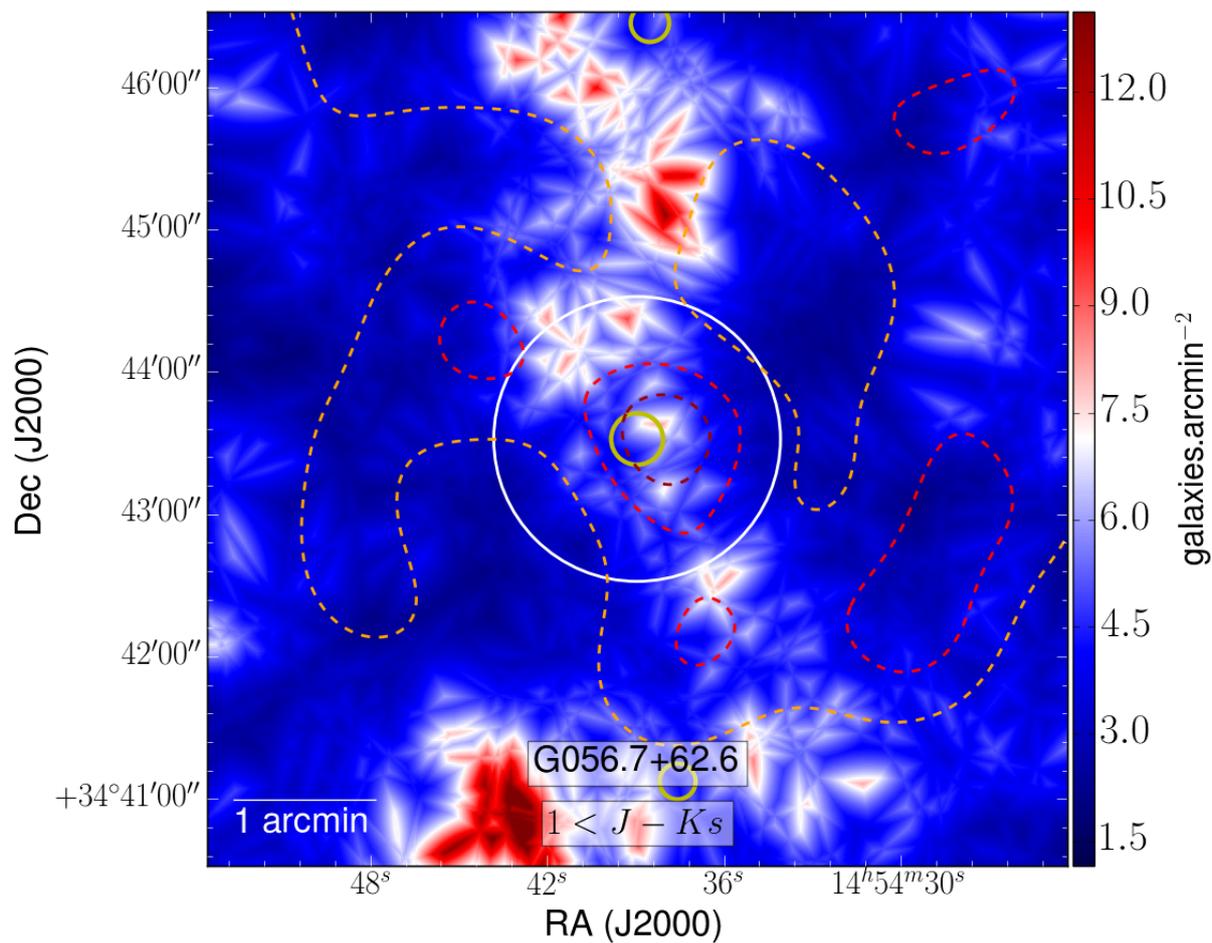
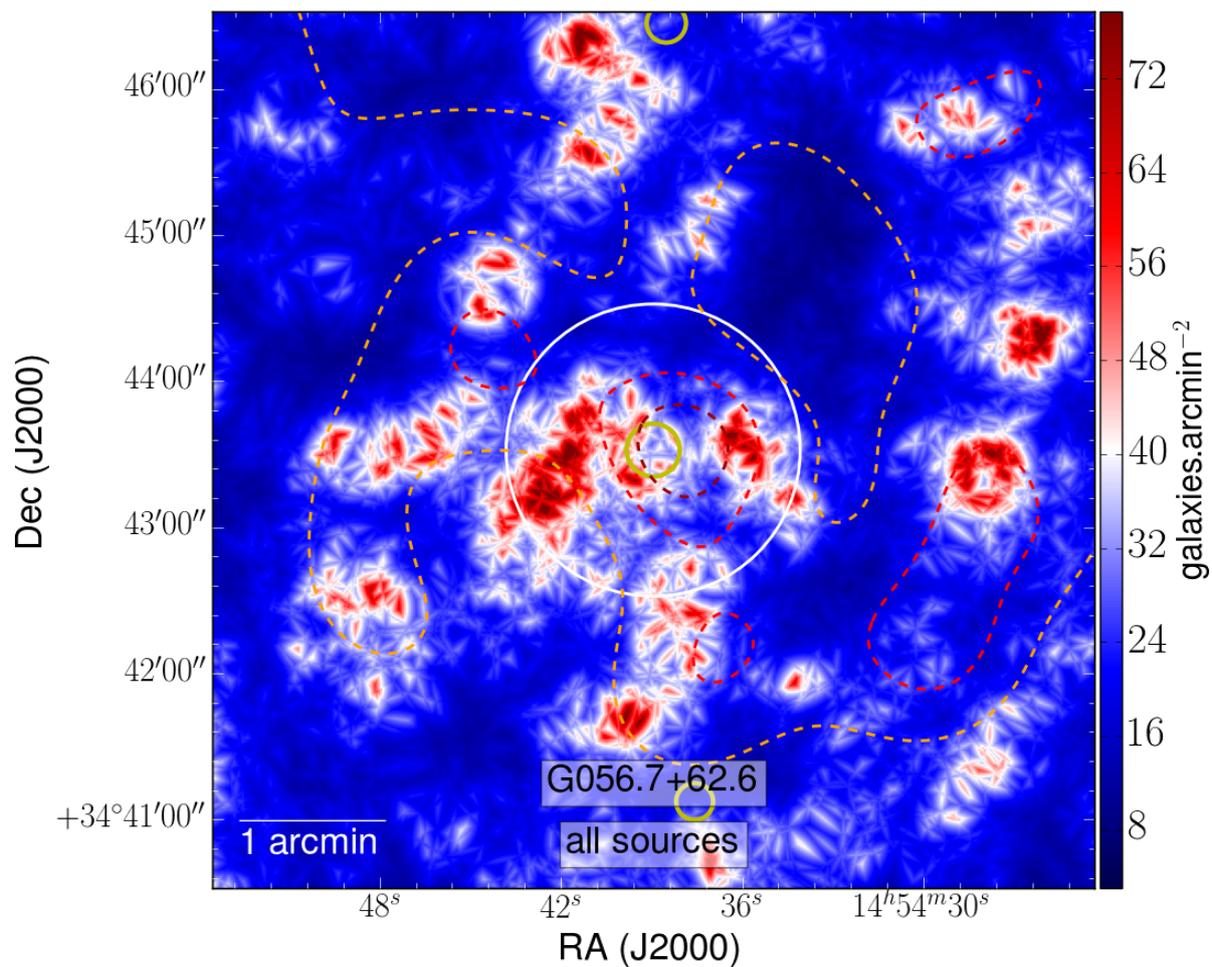


FIGURE A.39 – Cartes de densité larges de G056b : red (haut) et org (bas)

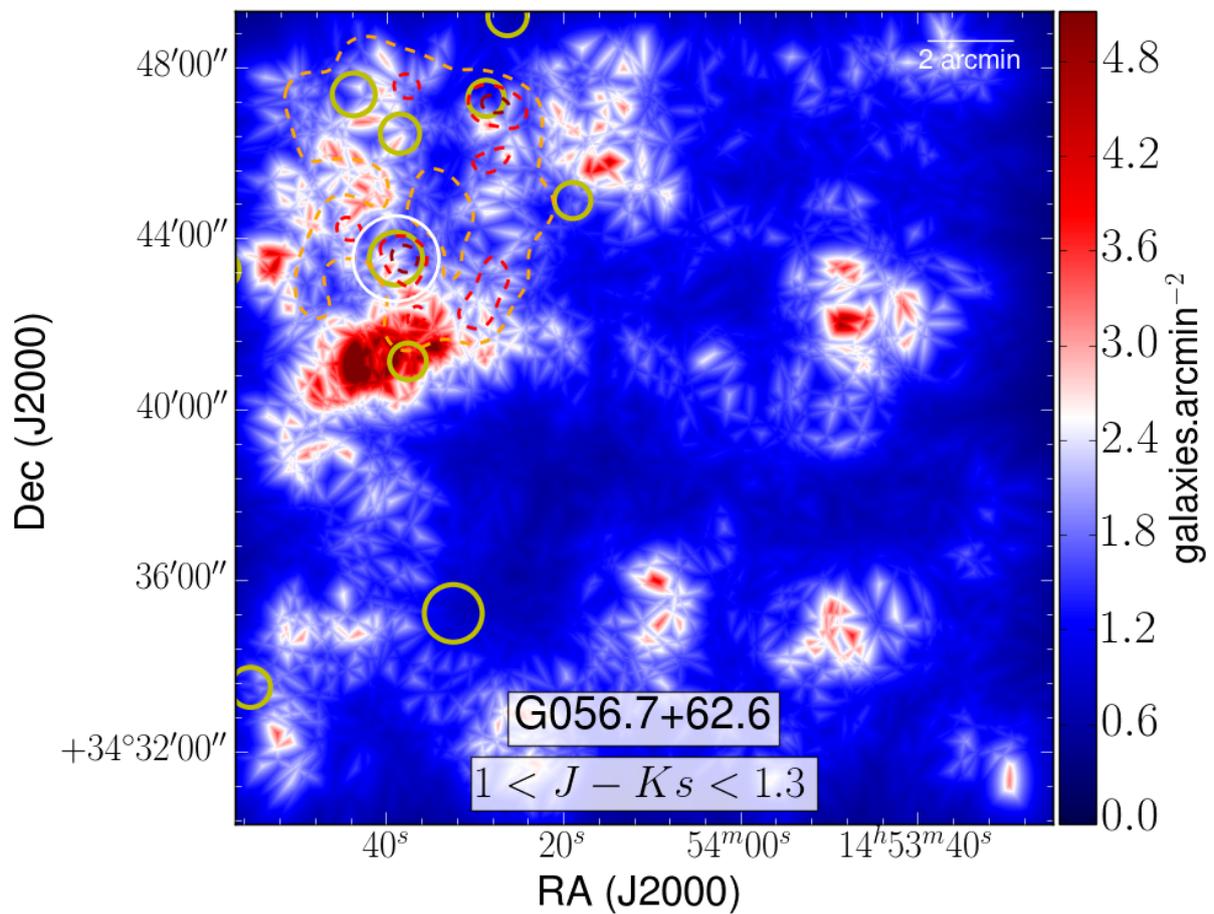
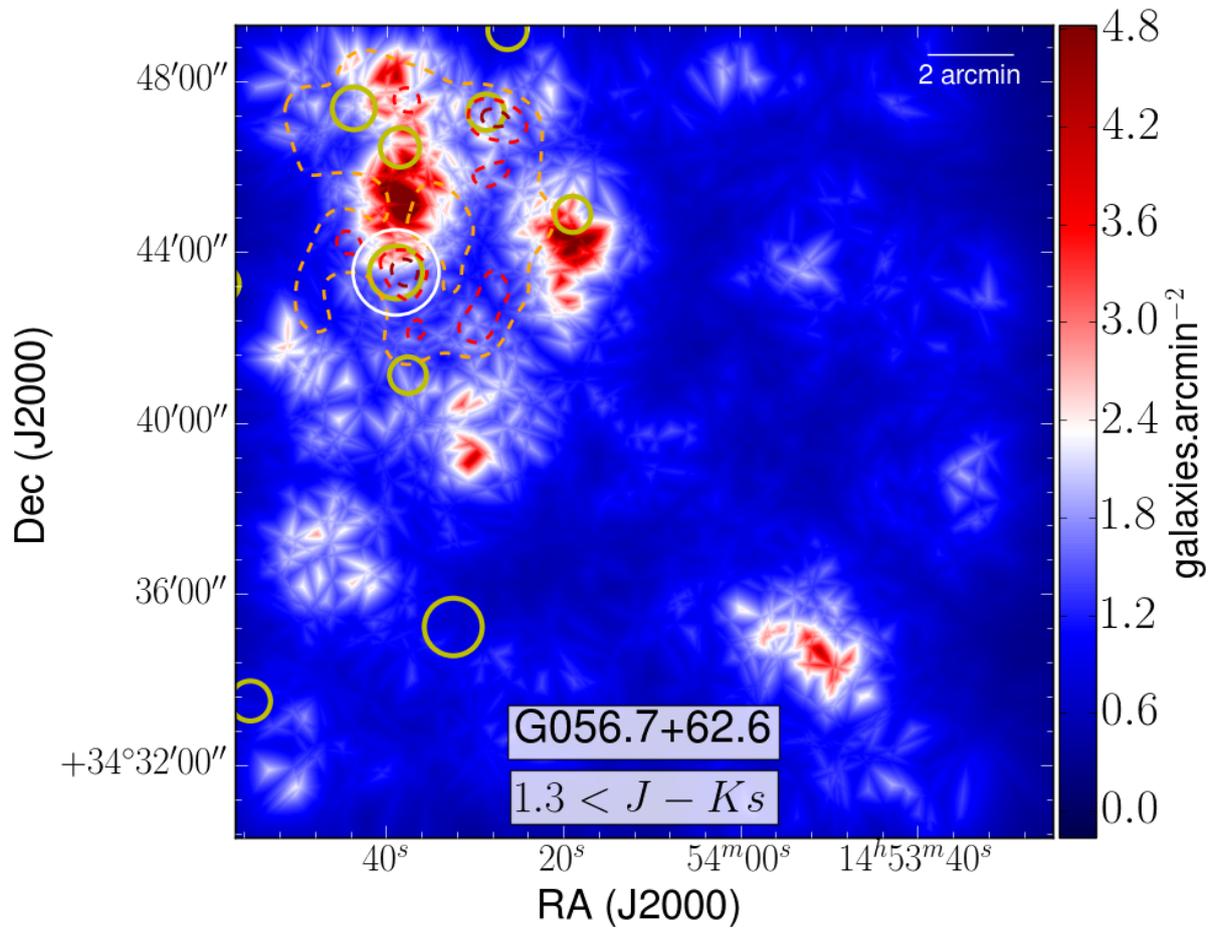


FIGURE A.40 – Cartes de densité ROI de G056b : red (haut) et org (bas)

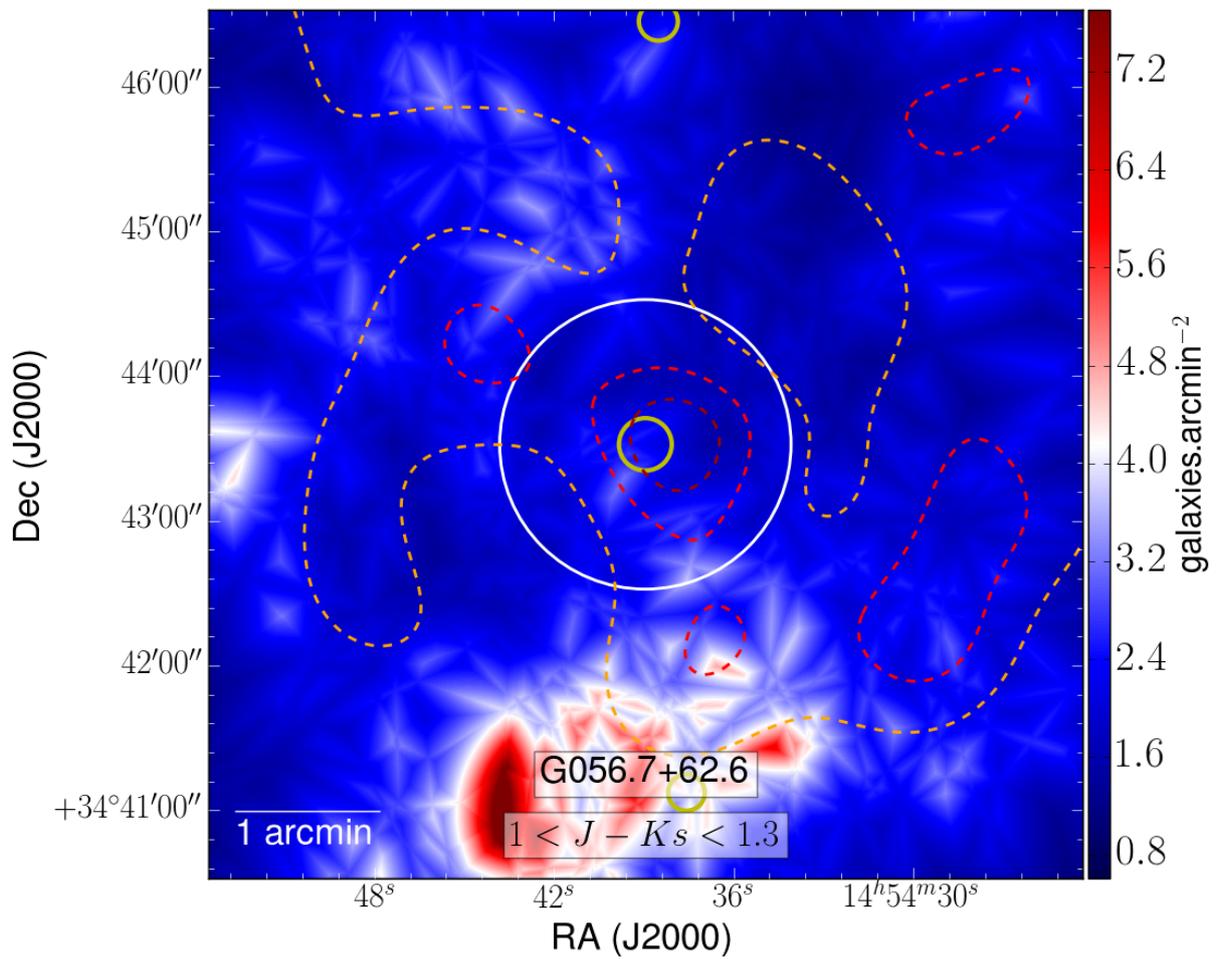
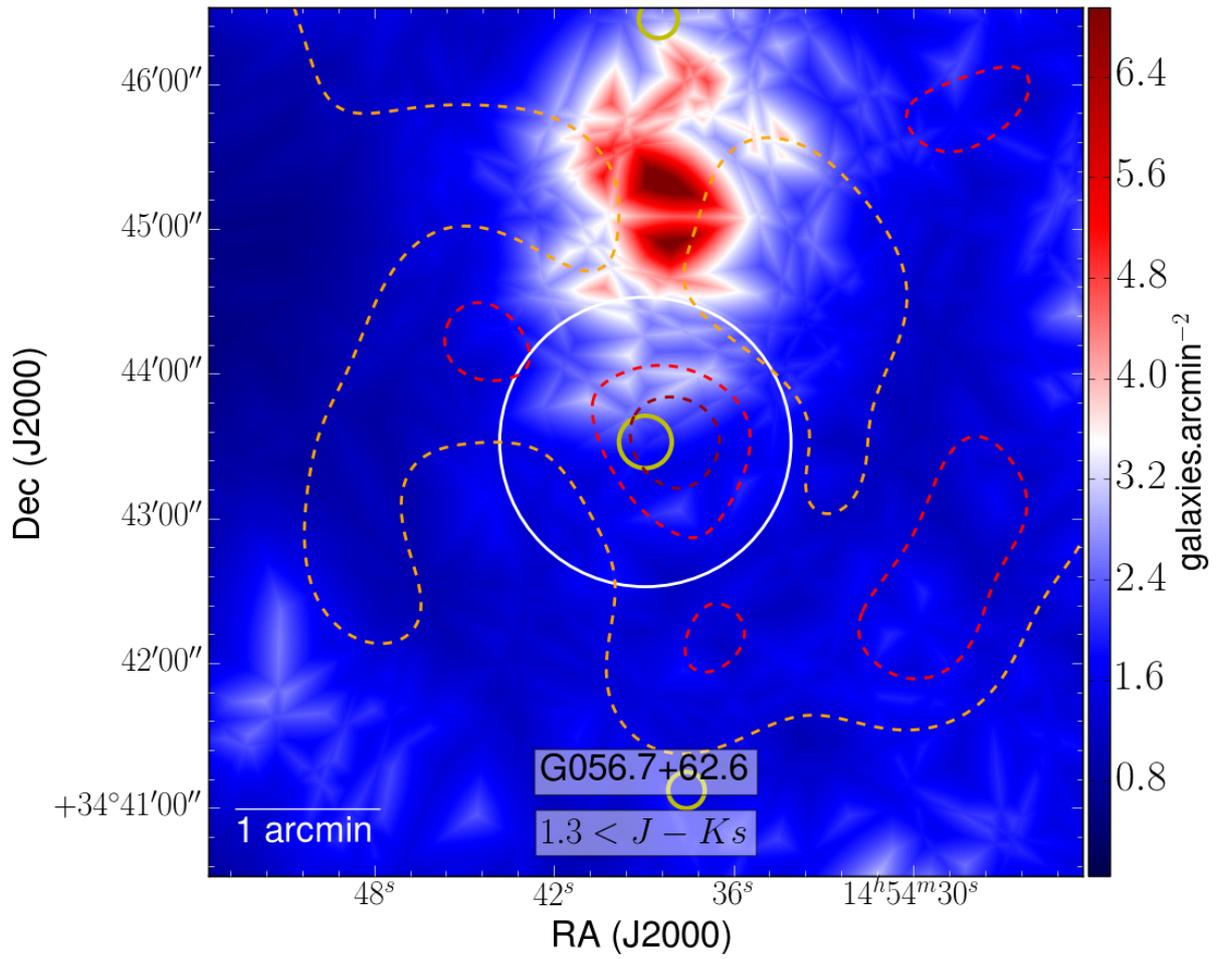


FIGURE A.41 – Cartes de densité larges de G056b : rog (haut) et blu (bas)

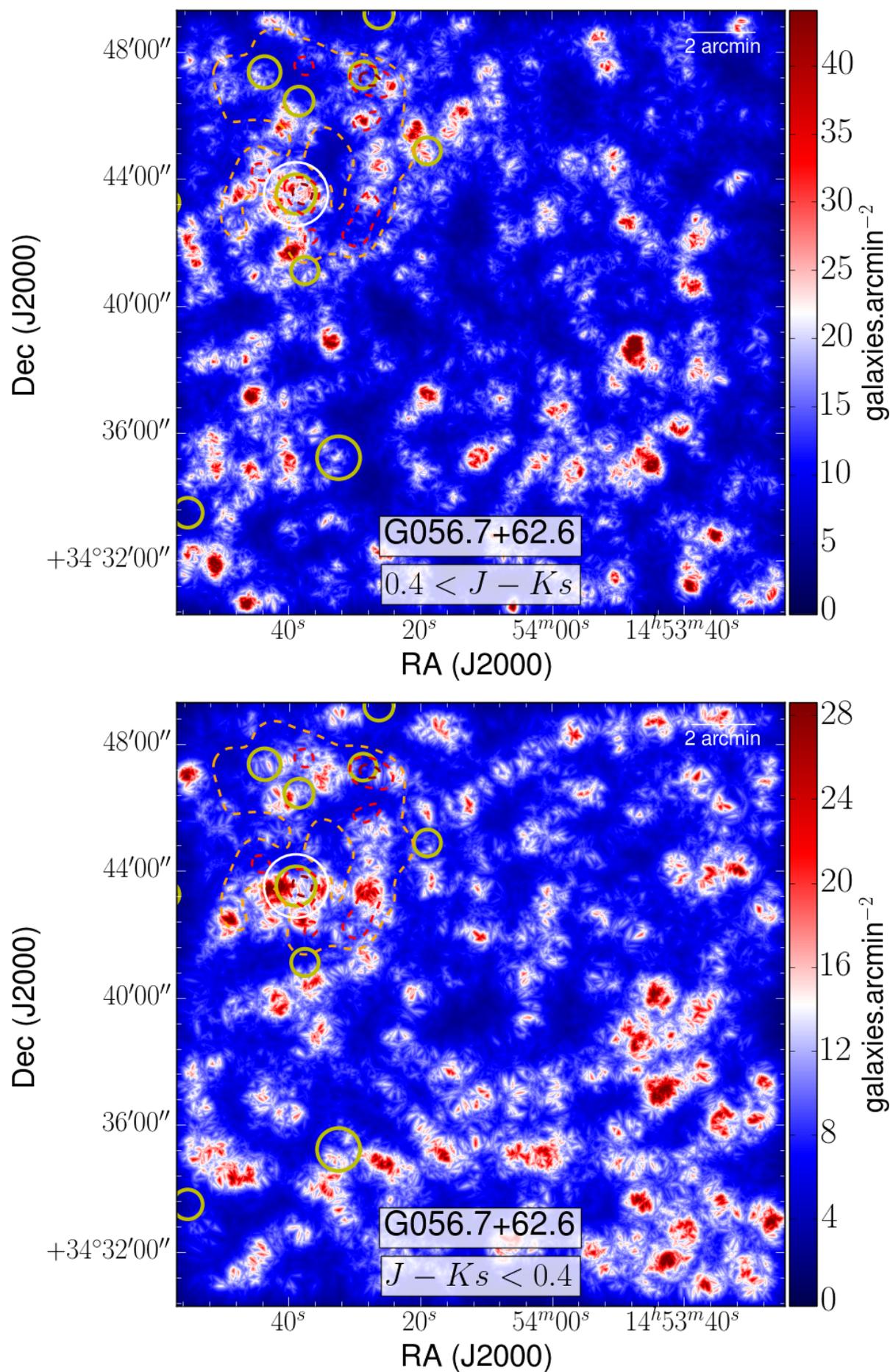


FIGURE A.42 – Cartes de densité ROI de G056b : rog (haut) et blu (bas)

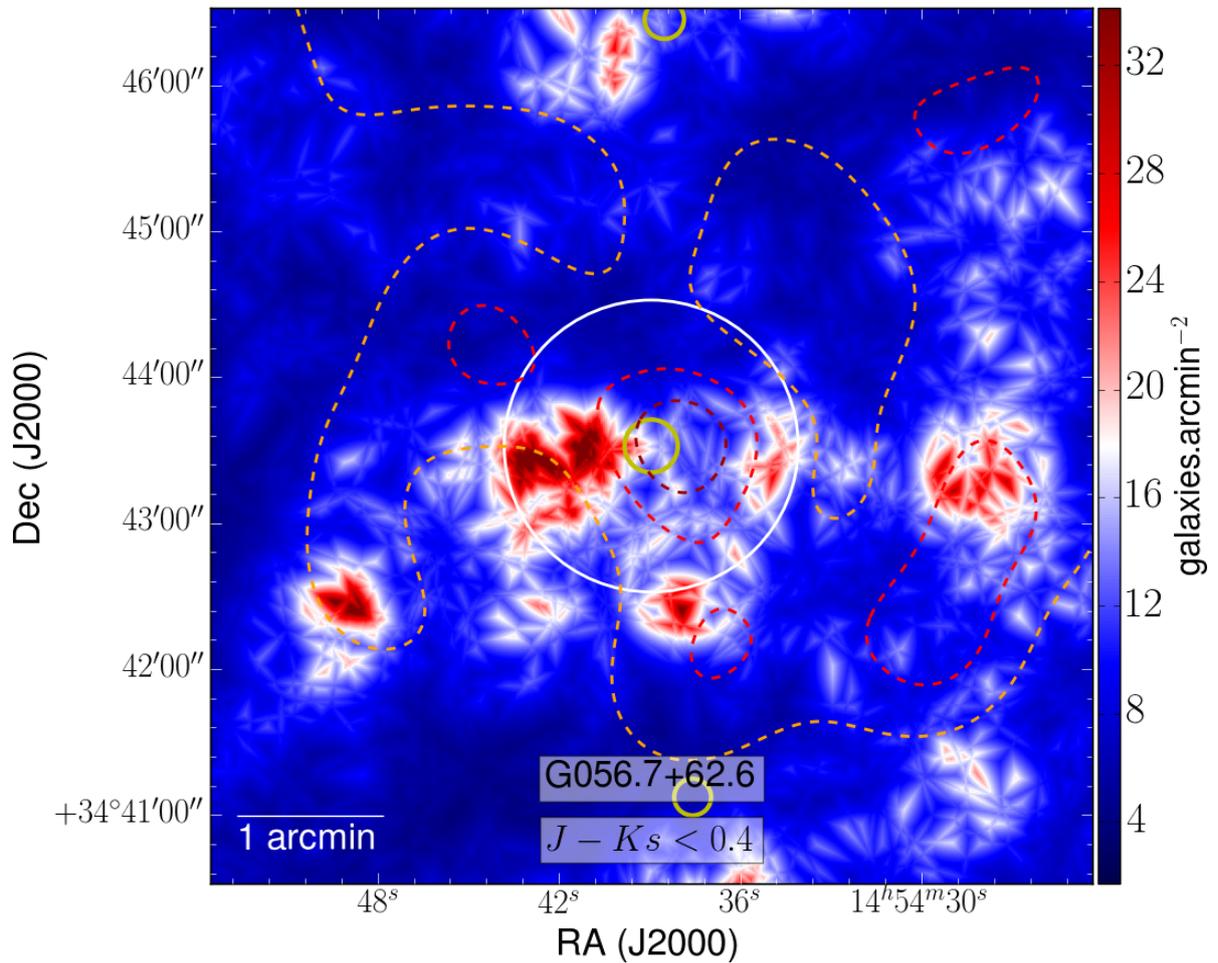
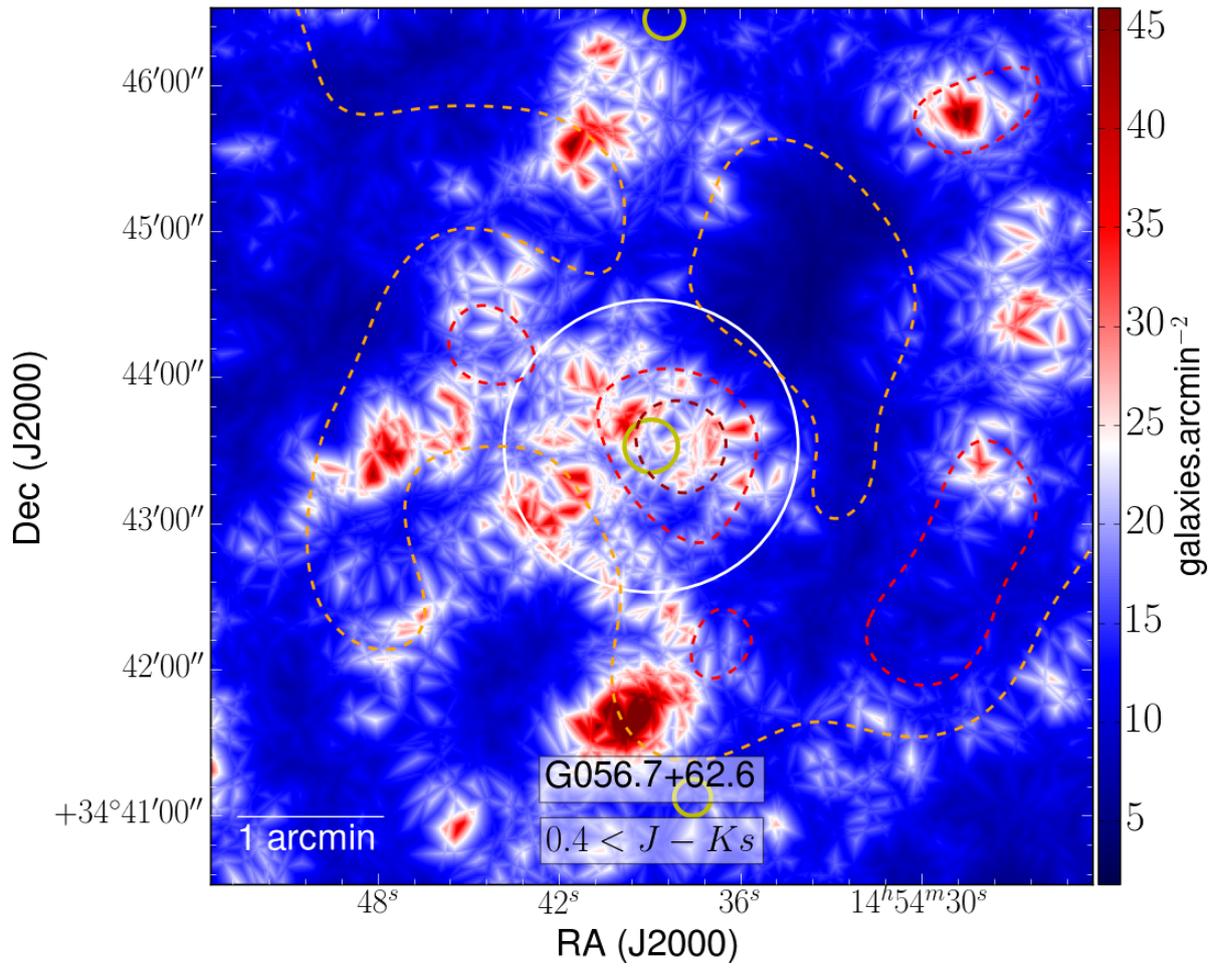


FIGURE A.43 – Cartes de densité larges de G056b : grn (haut) et ylw (bas)

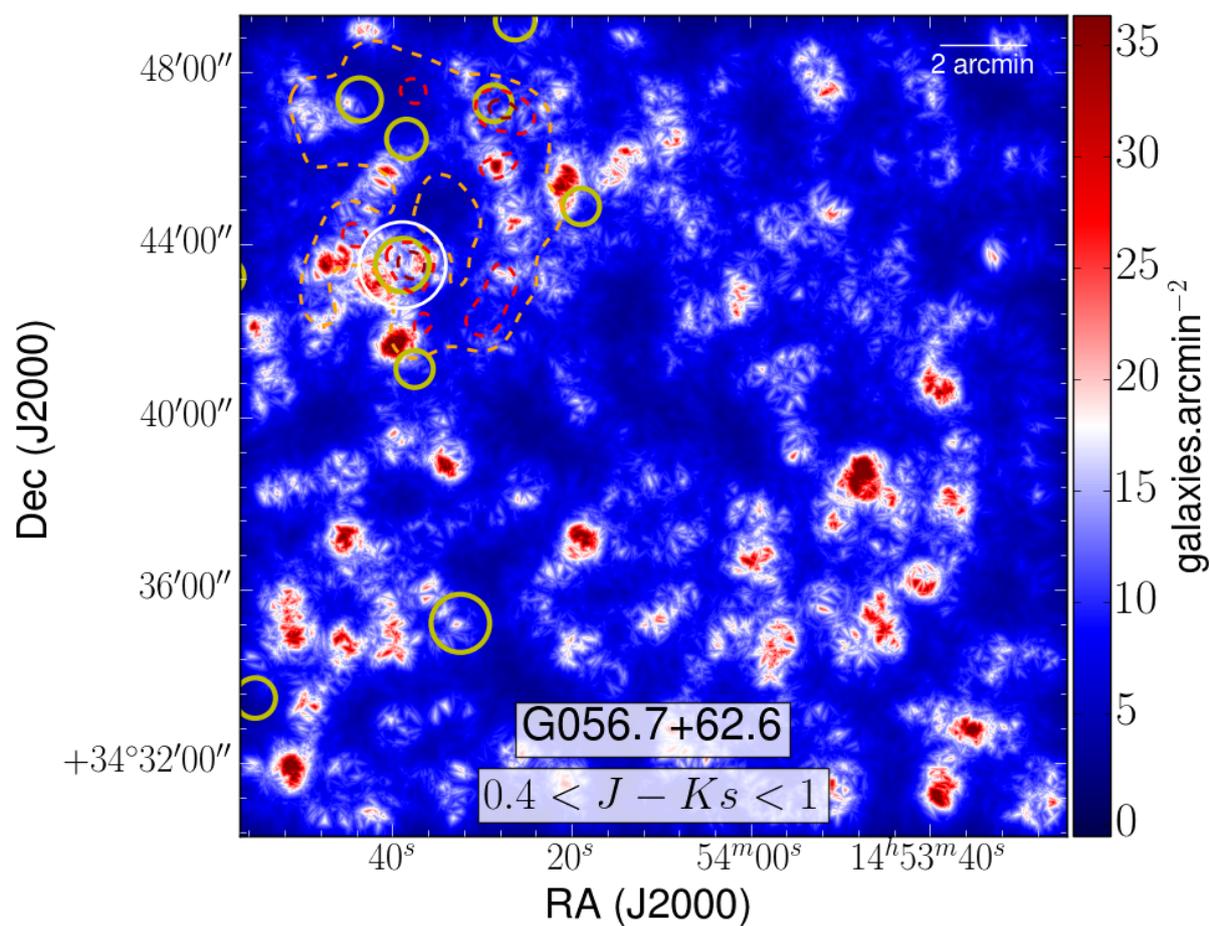
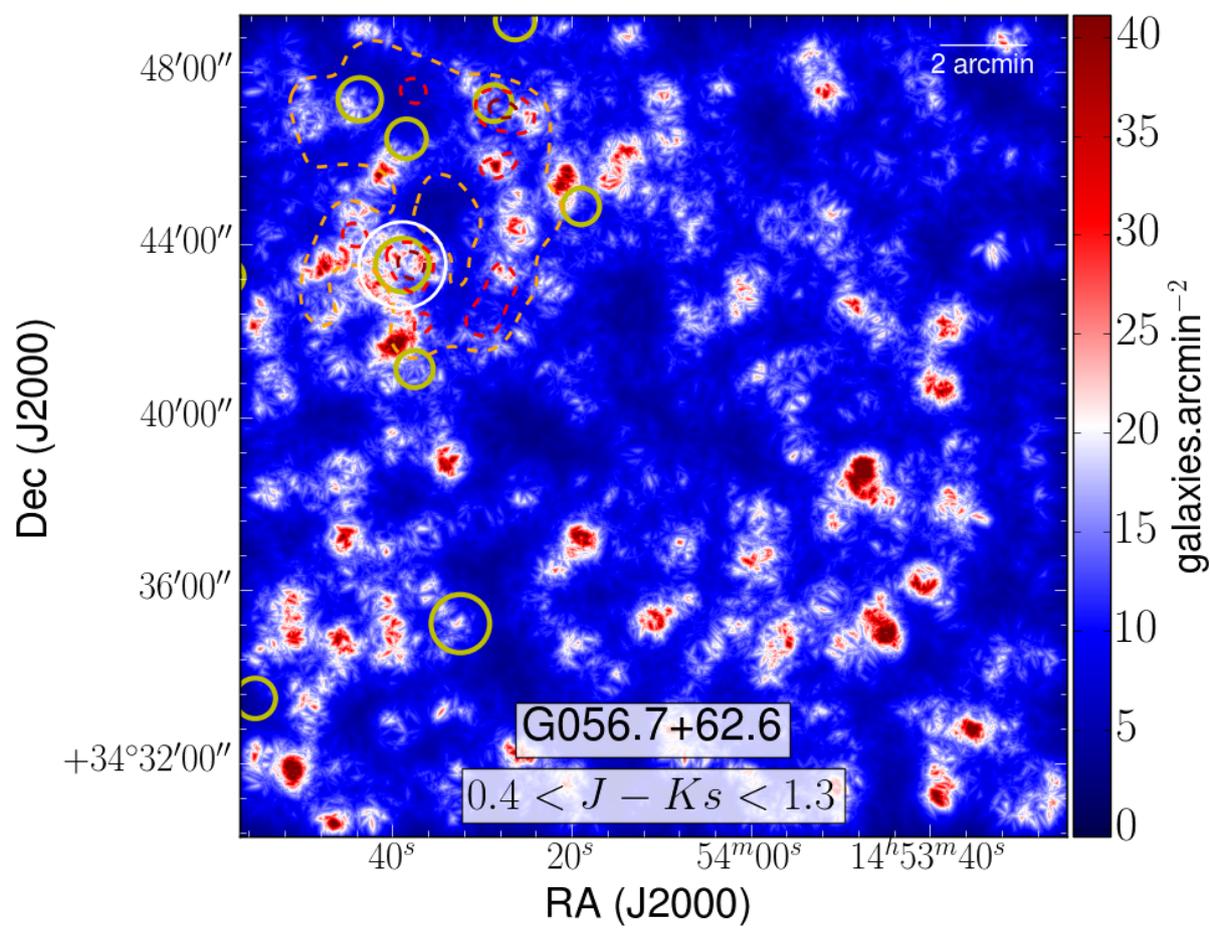


FIGURE A.44 – Cartes de densité ROI de G056b : grn (haut) et ylw (bas)

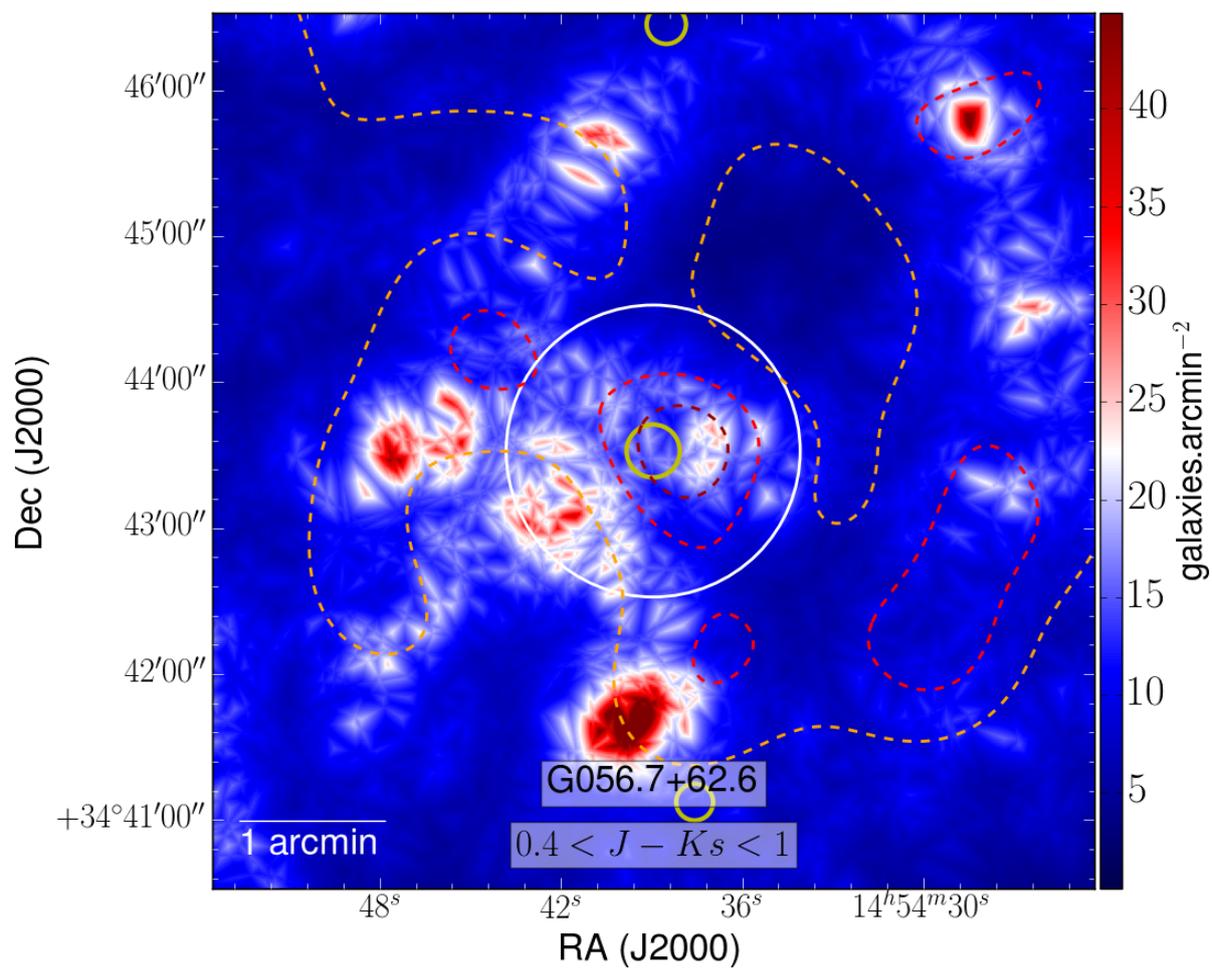
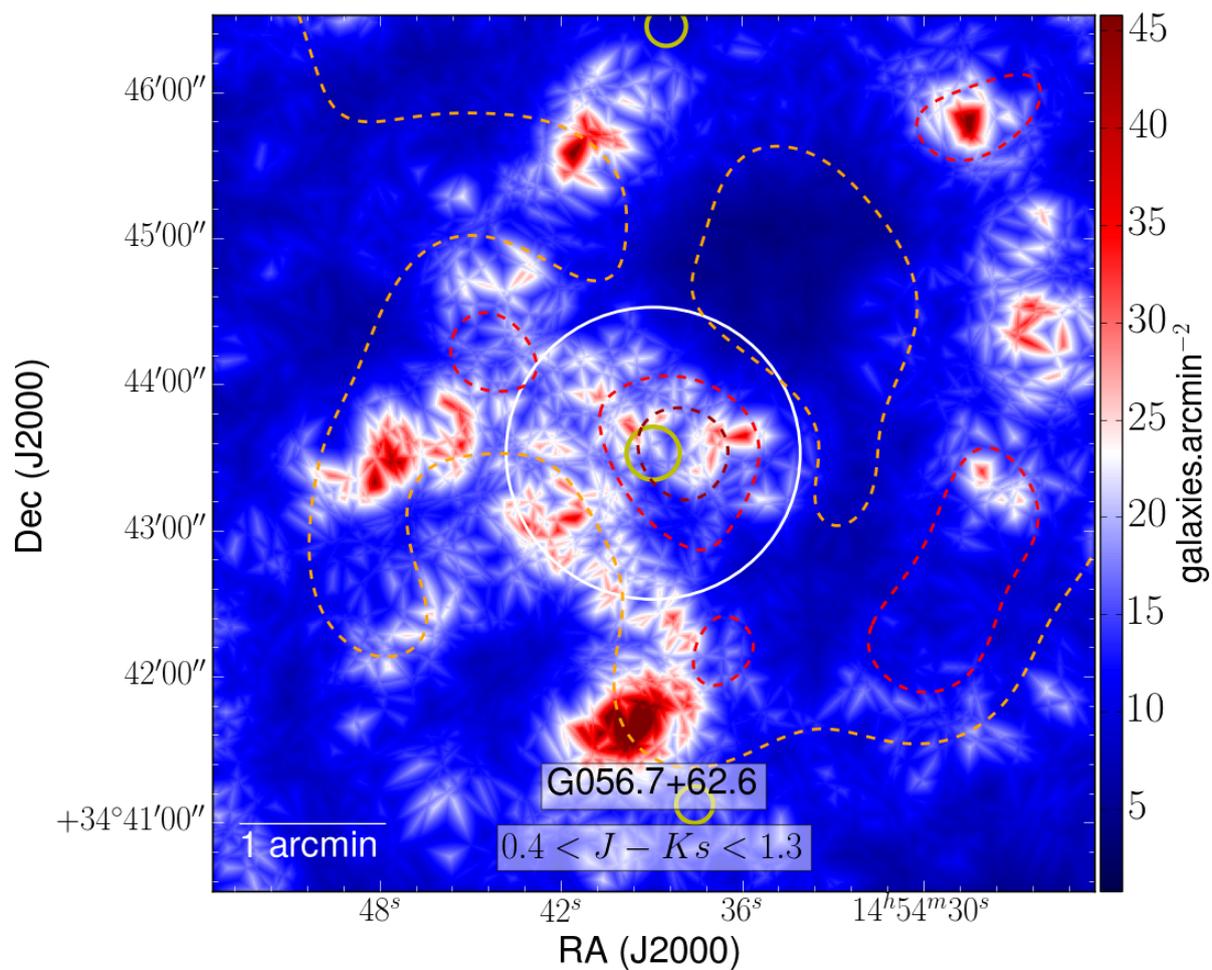


FIGURE A.45 – Cartes de densité larges de G063 : all (haut) et rao (bas)

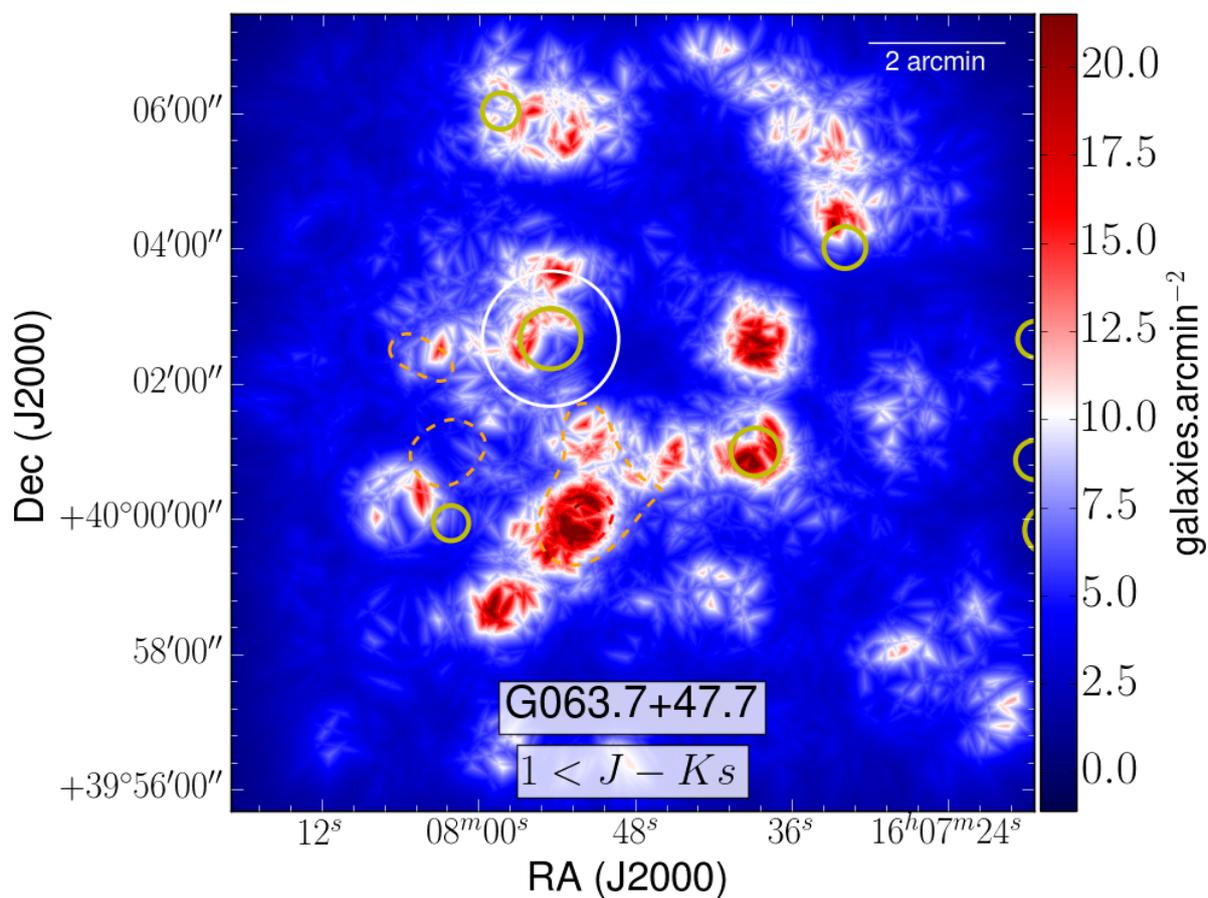
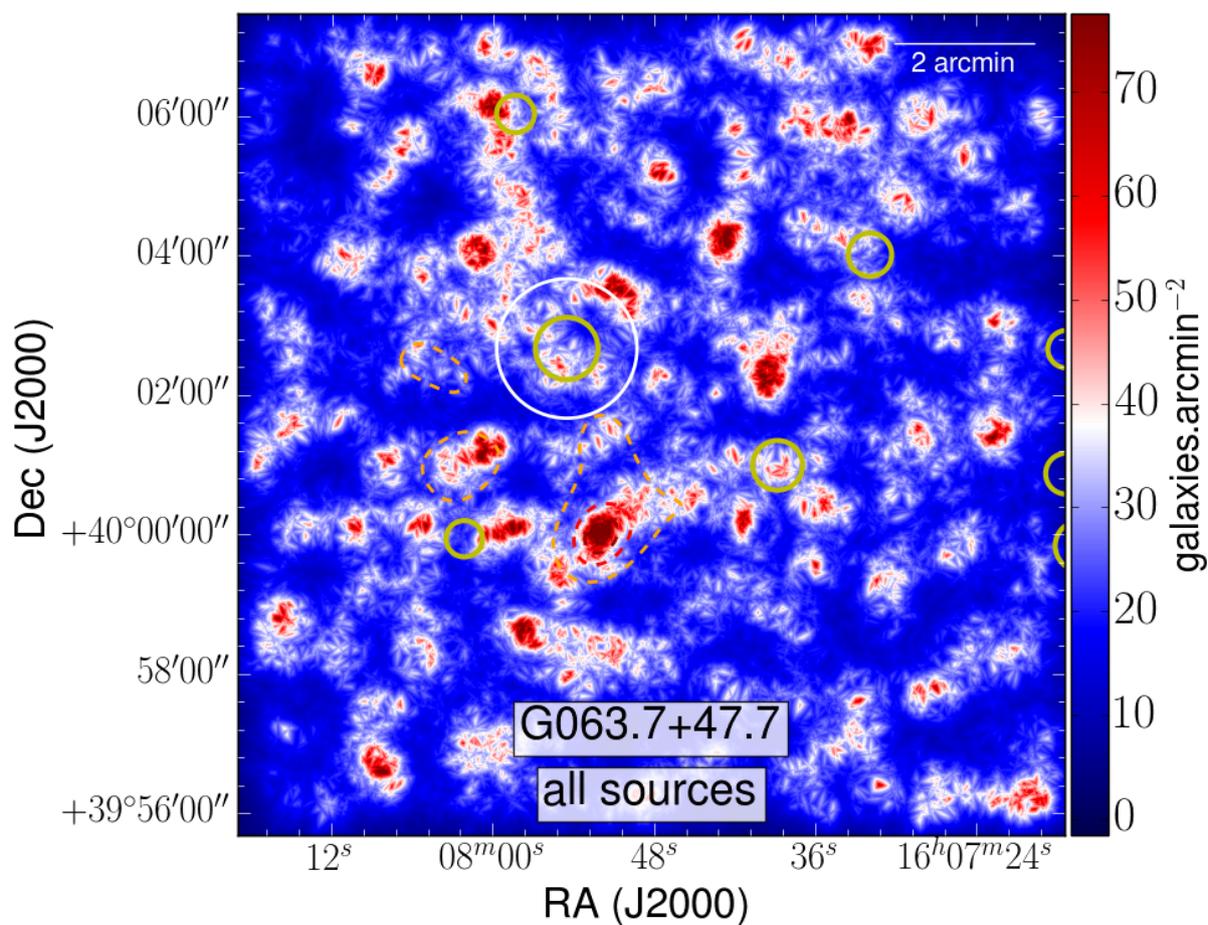


FIGURE A.46 – Cartes de densité ROI de G063 : all (haut) et rao (bas)

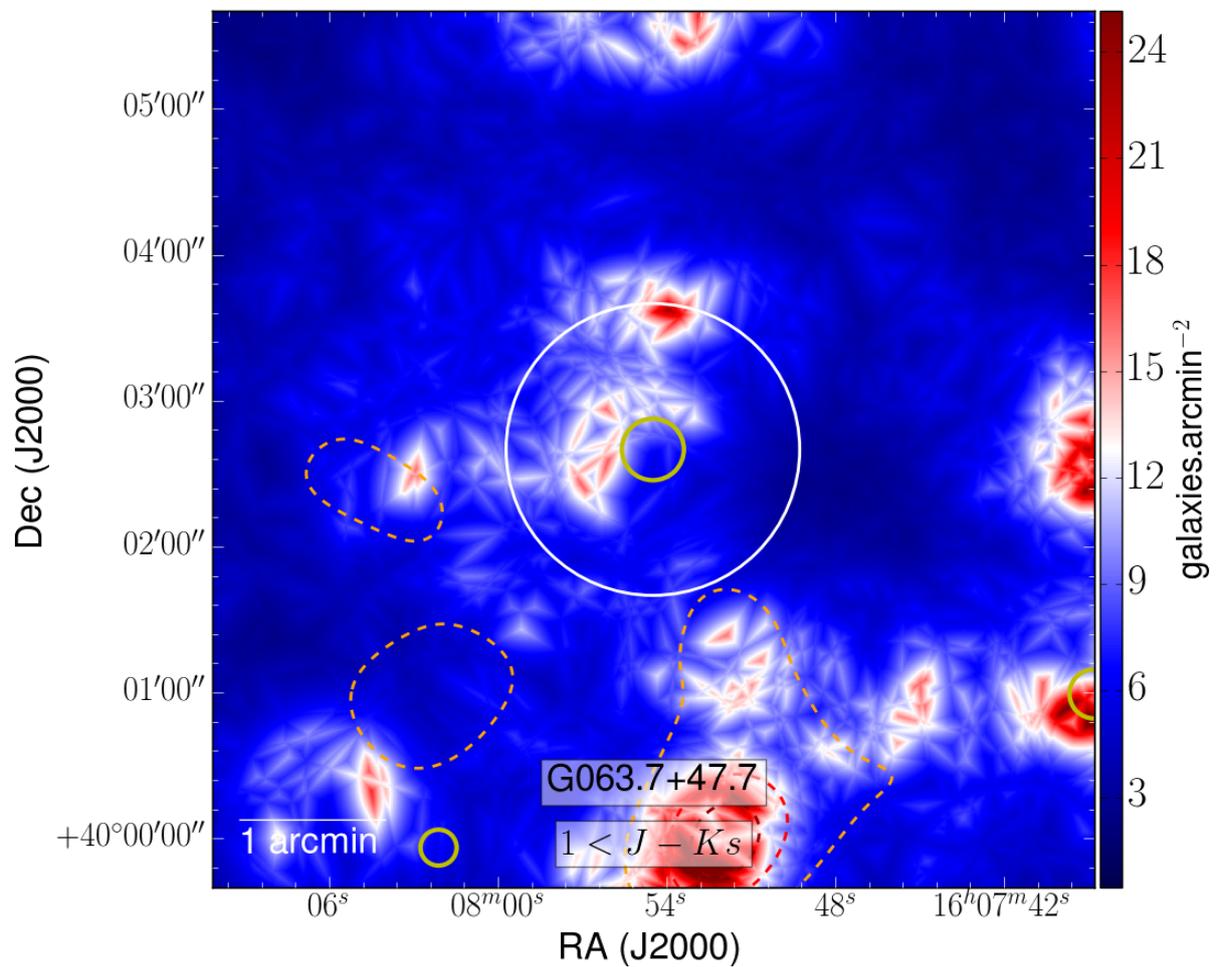
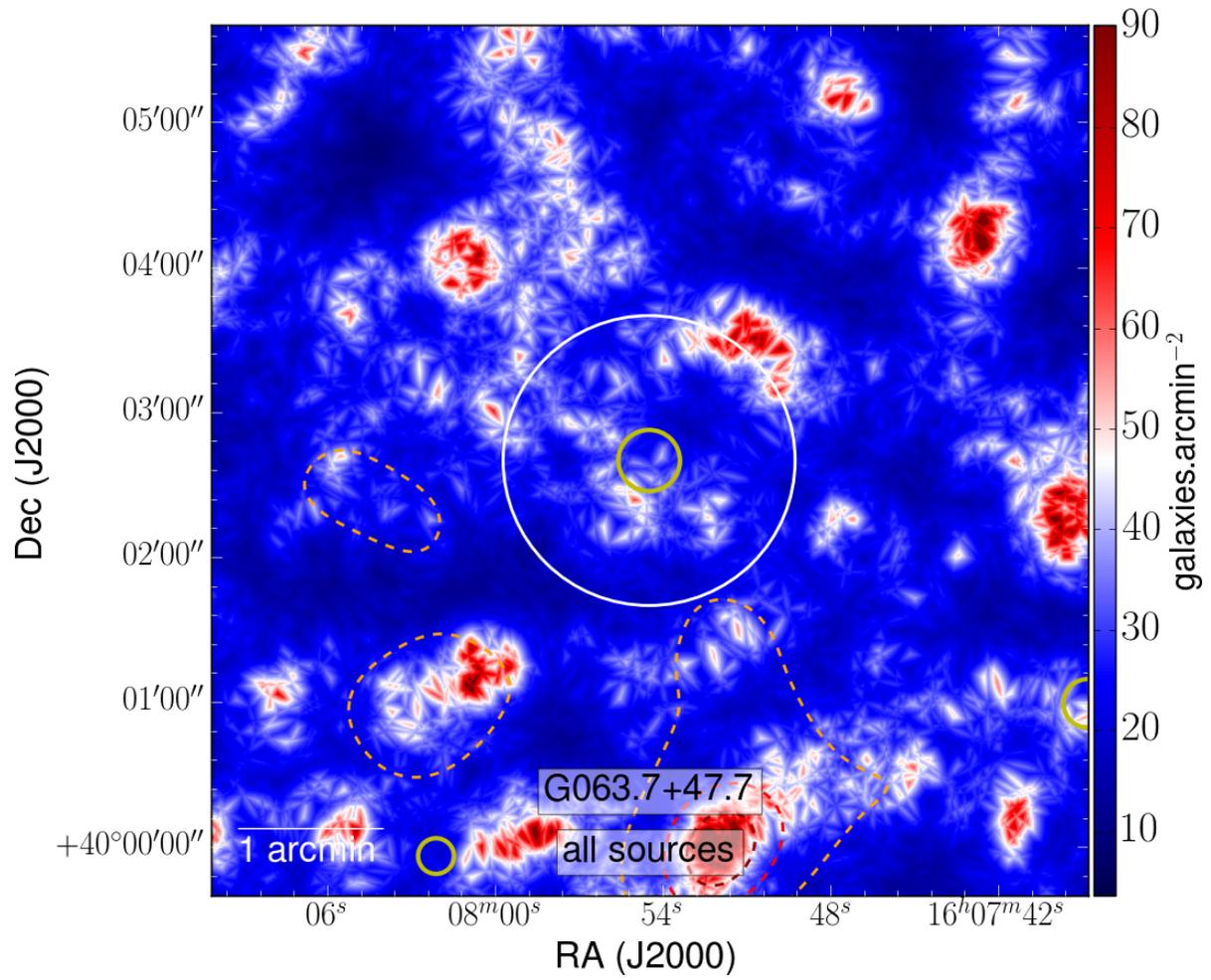


FIGURE A.47 – Cartes de densité larges de G063 : red (haut) et org (bas)

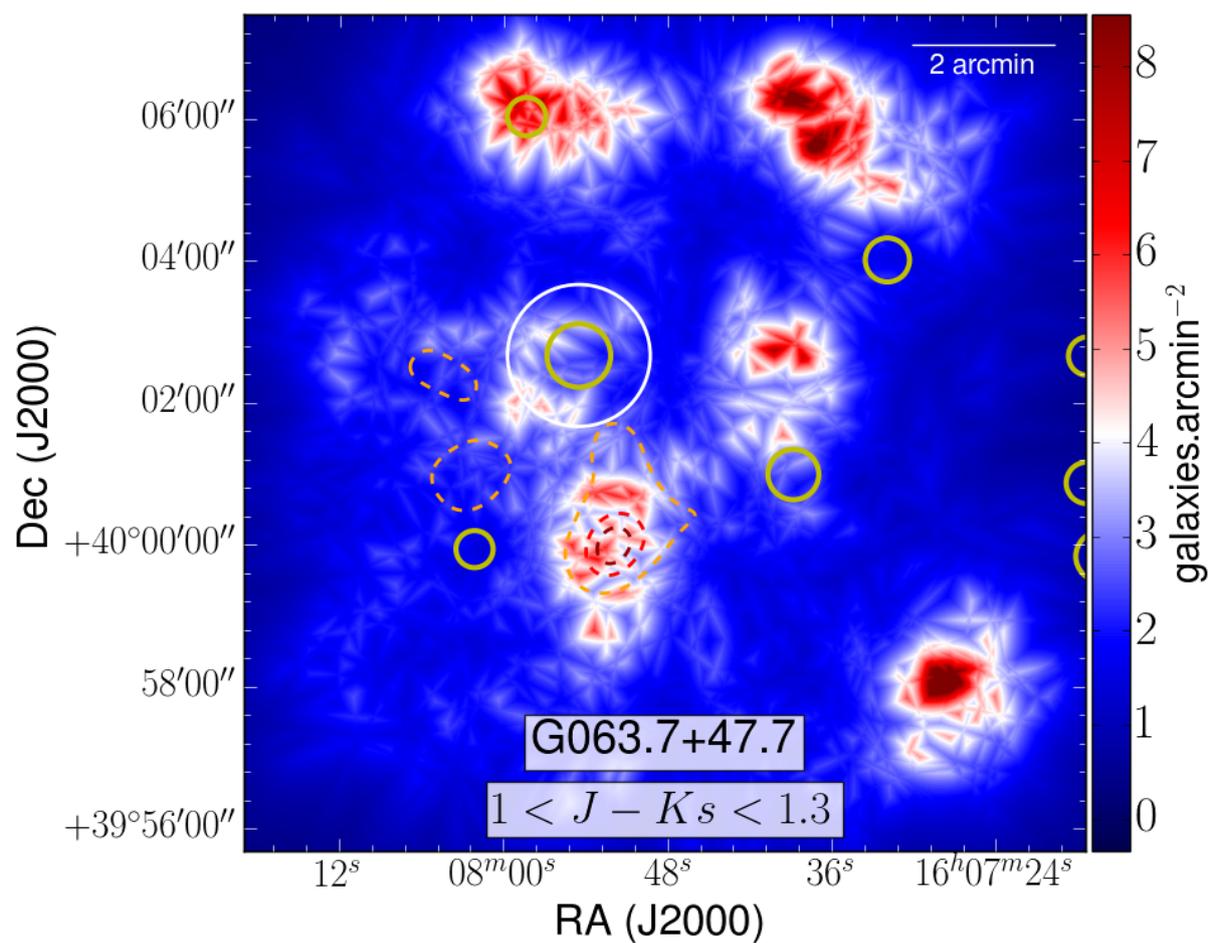
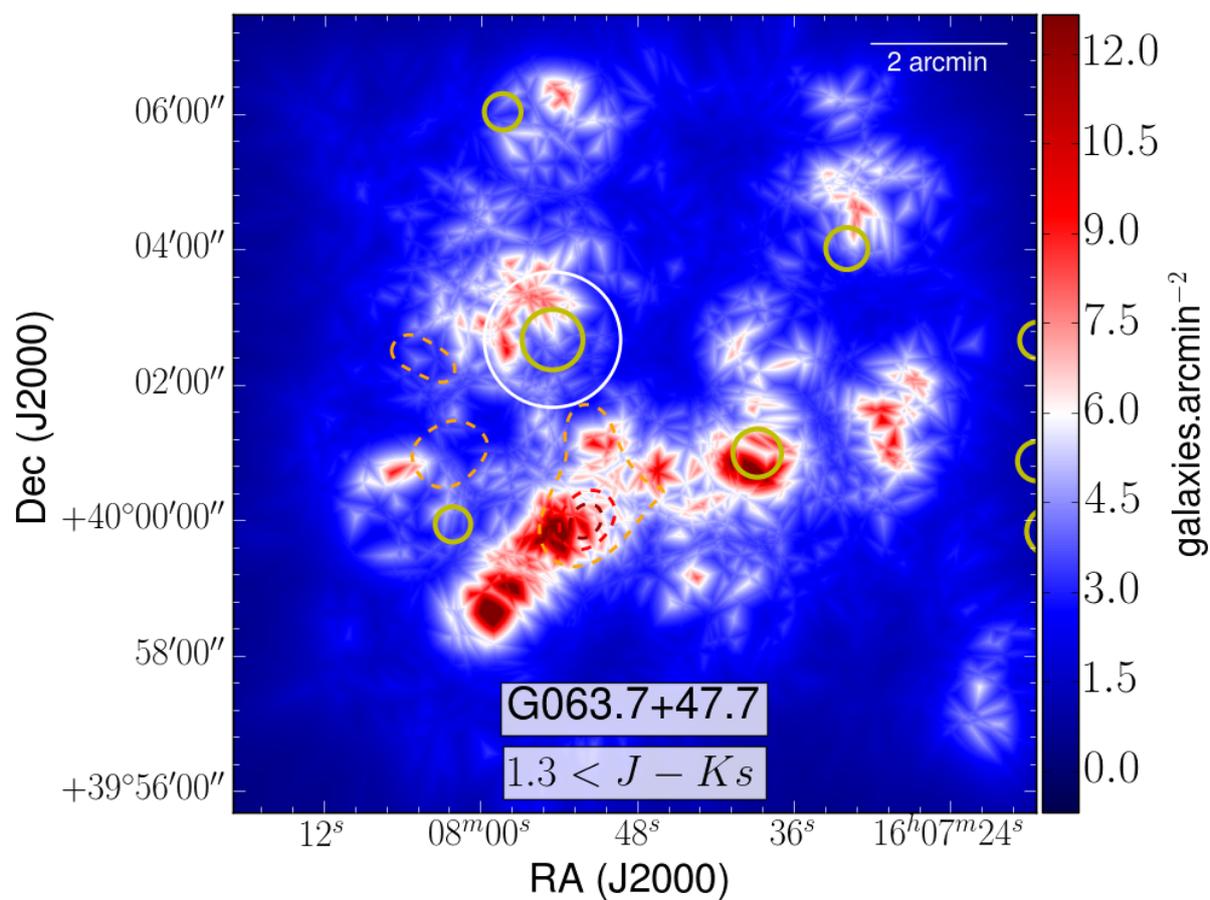


FIGURE A.48 – Cartes de densité ROI de G063 : red (haut) et org (bas)

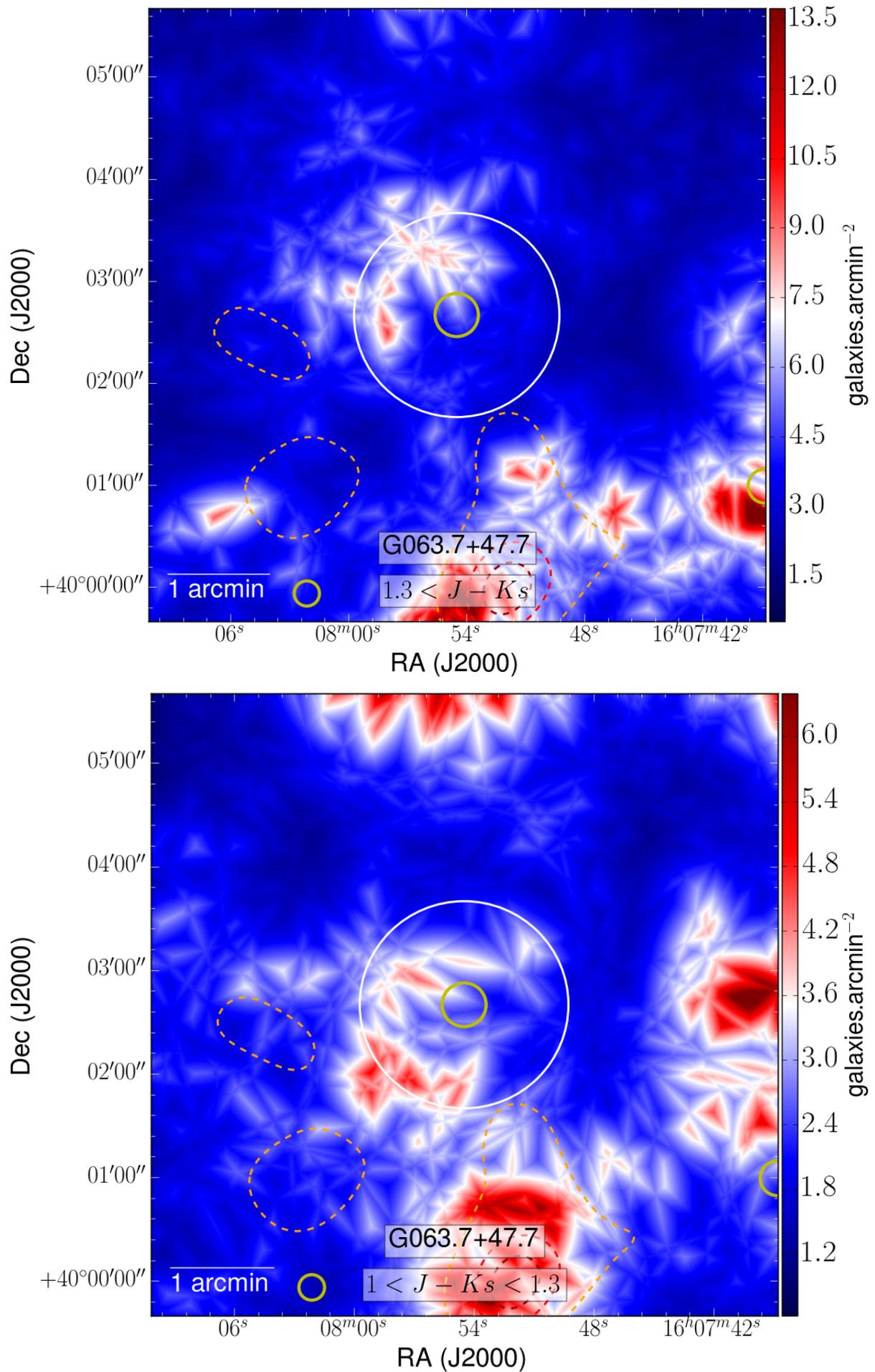


FIGURE A.49 – Cartes de densité larges de G063 : rog (haut) et blu (bas)

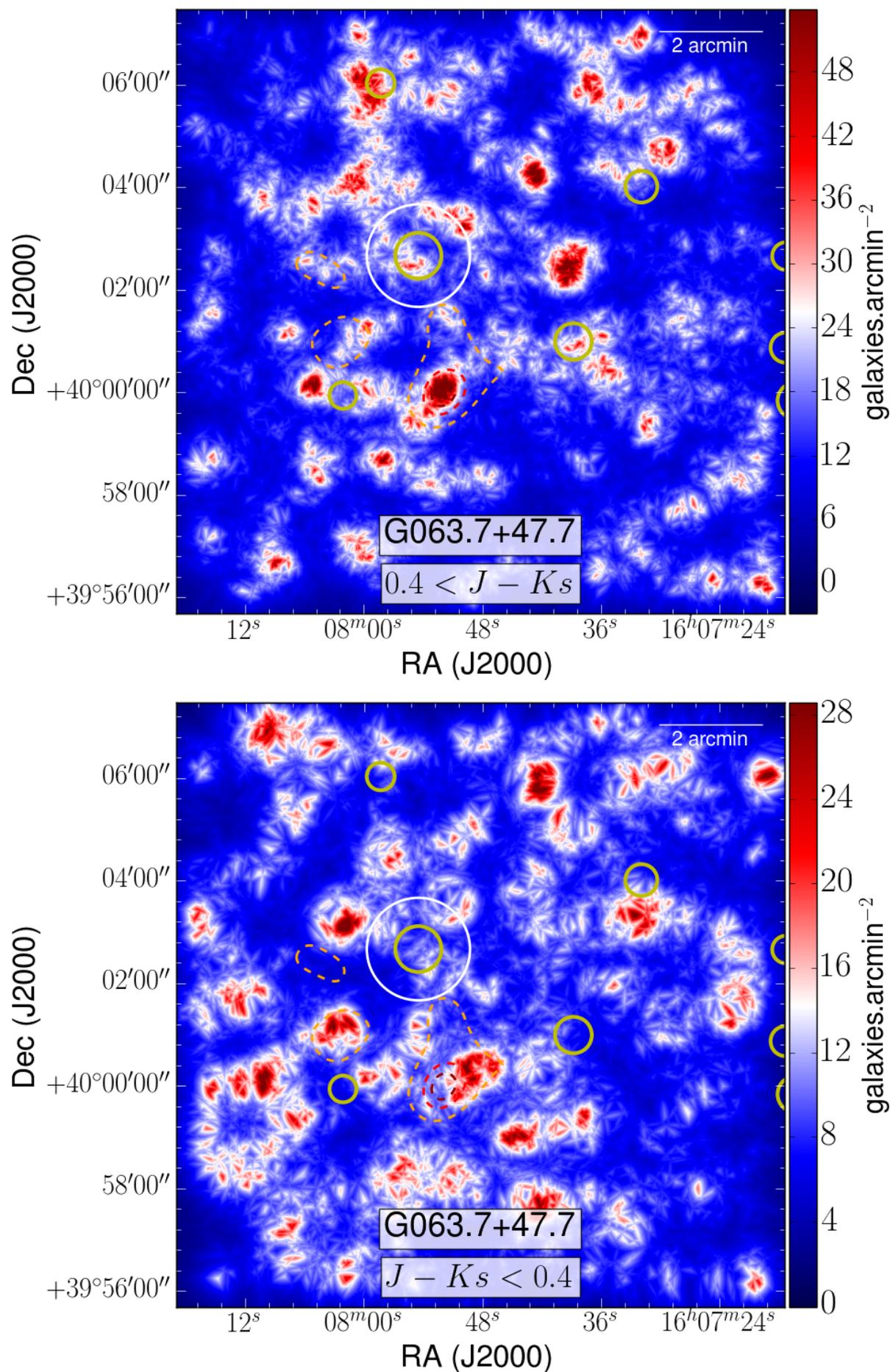


FIGURE A.50 – Cartes de densité ROI de G063 : rog (haut) et blu (bas)

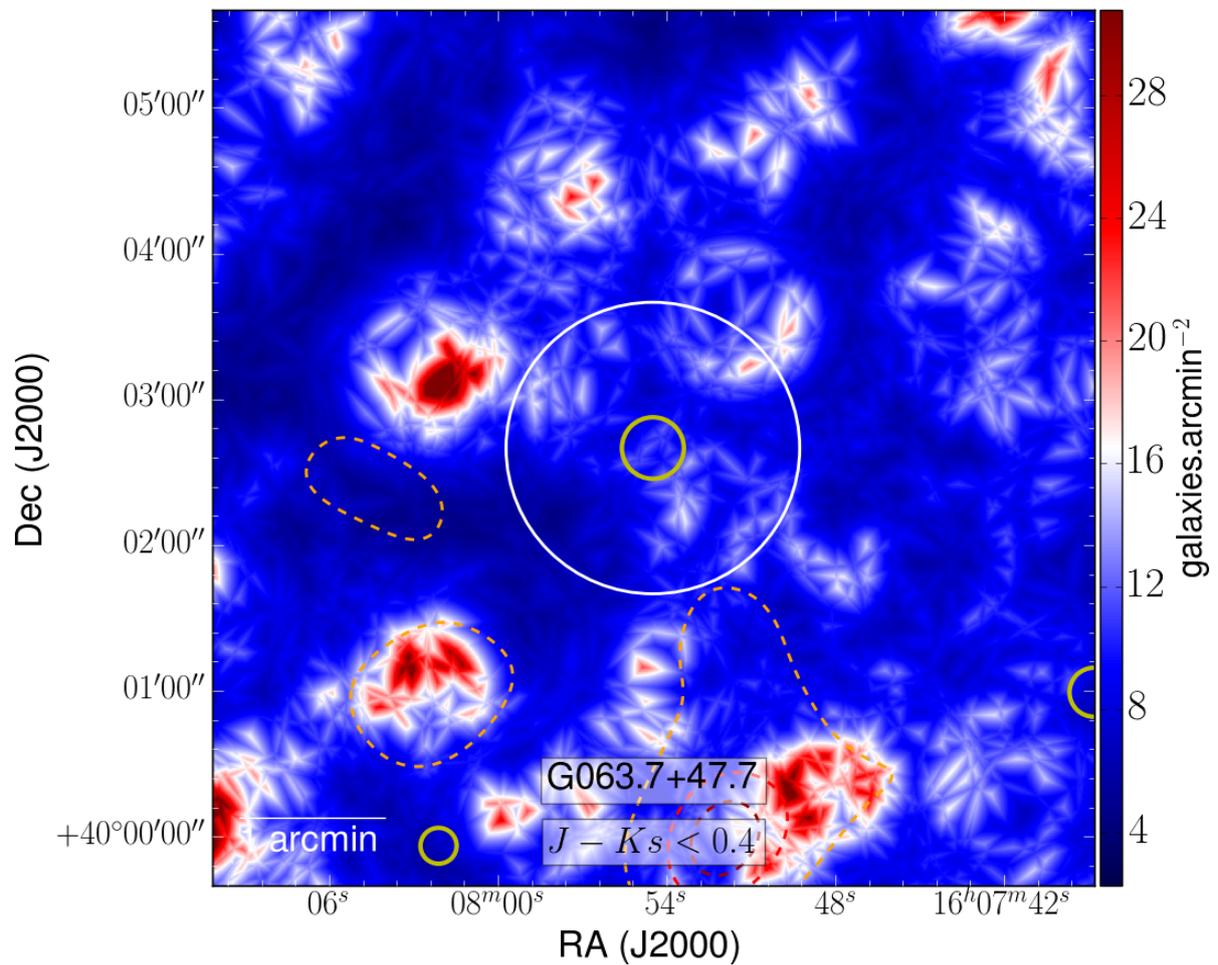
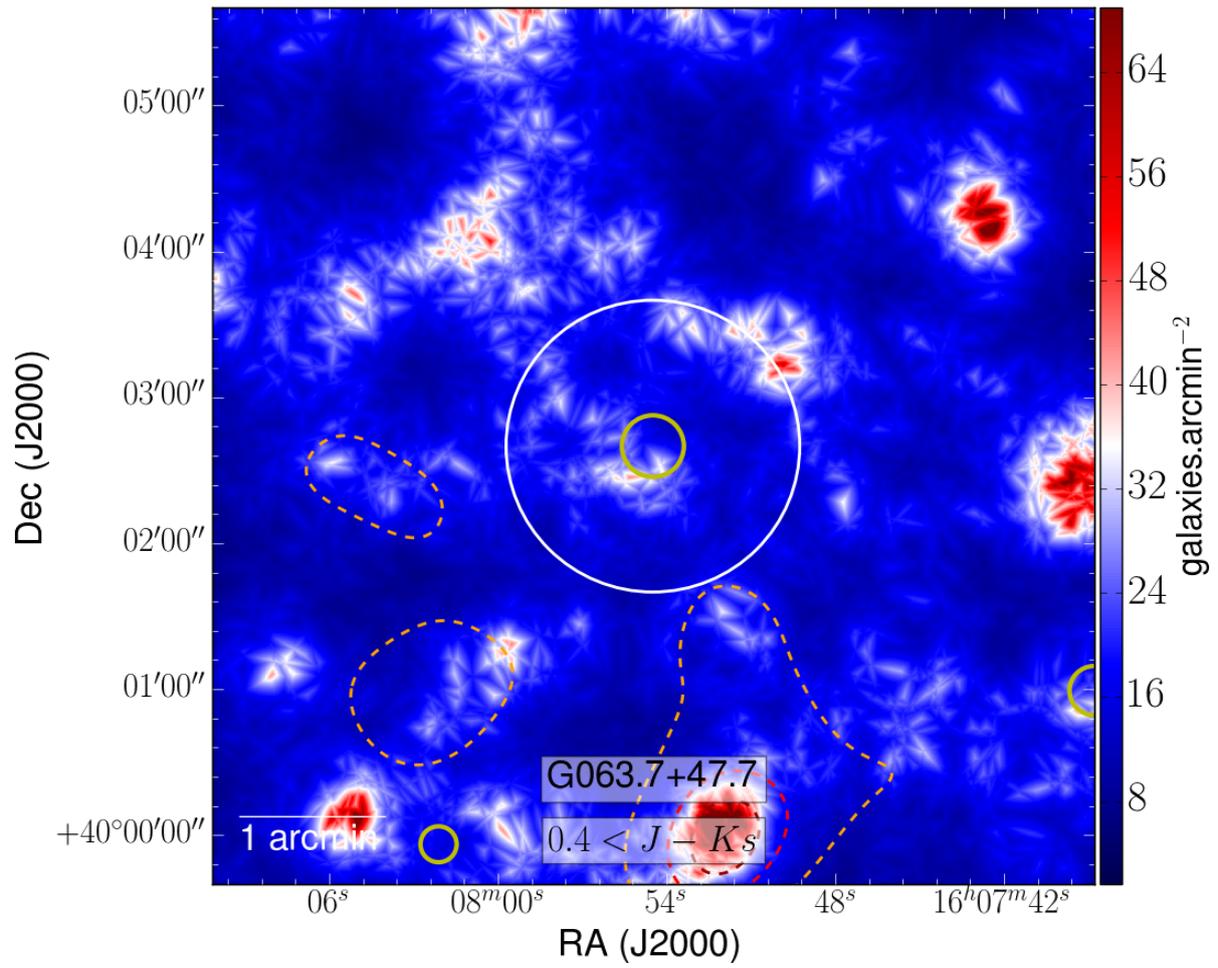


FIGURE A.51 – Cartes de densité larges de G063 : grn (haut) et ylw (bas)

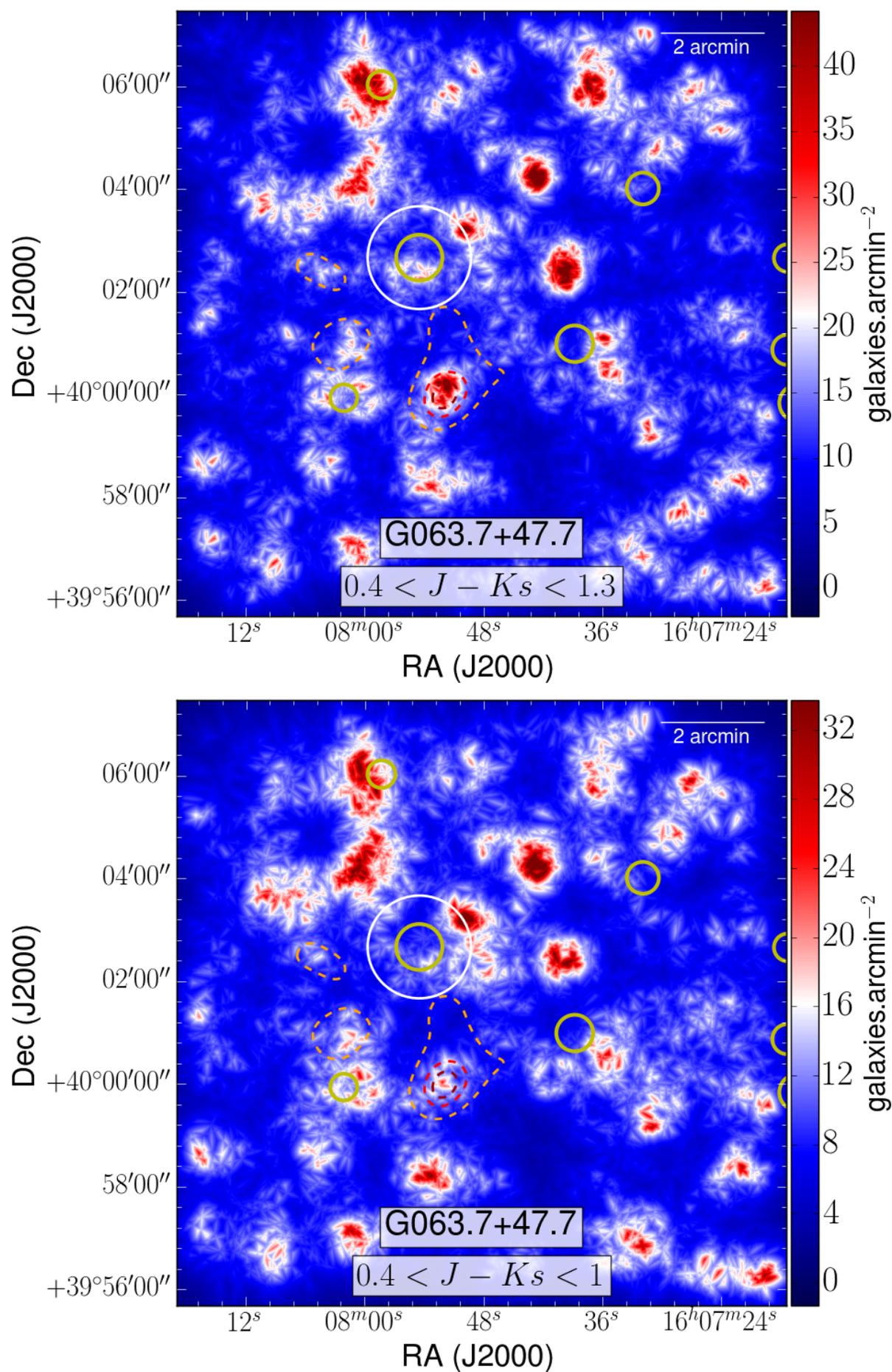


FIGURE A.52 – Cartes de densité ROI de G063 : grn (haut) et ylw (bas)

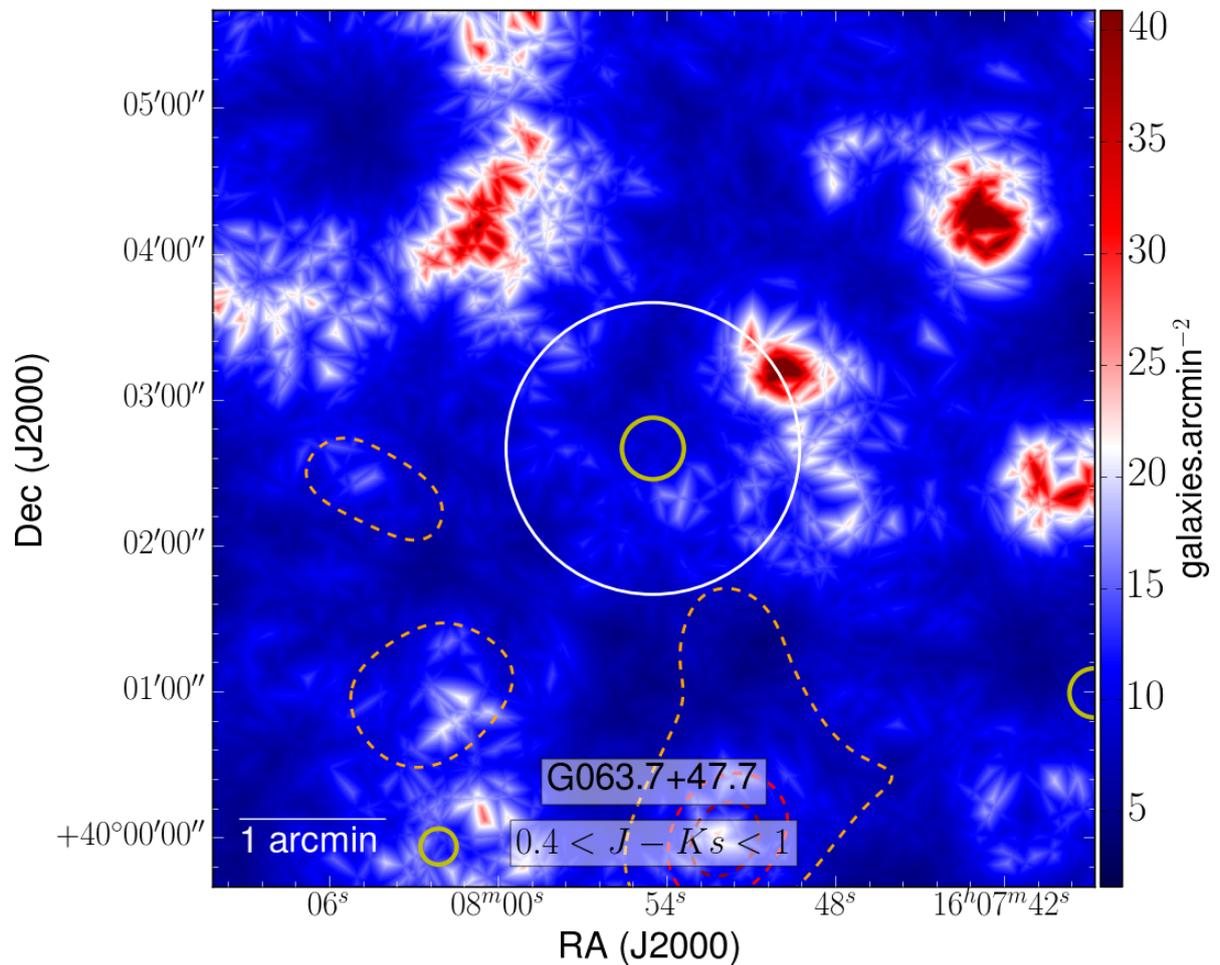
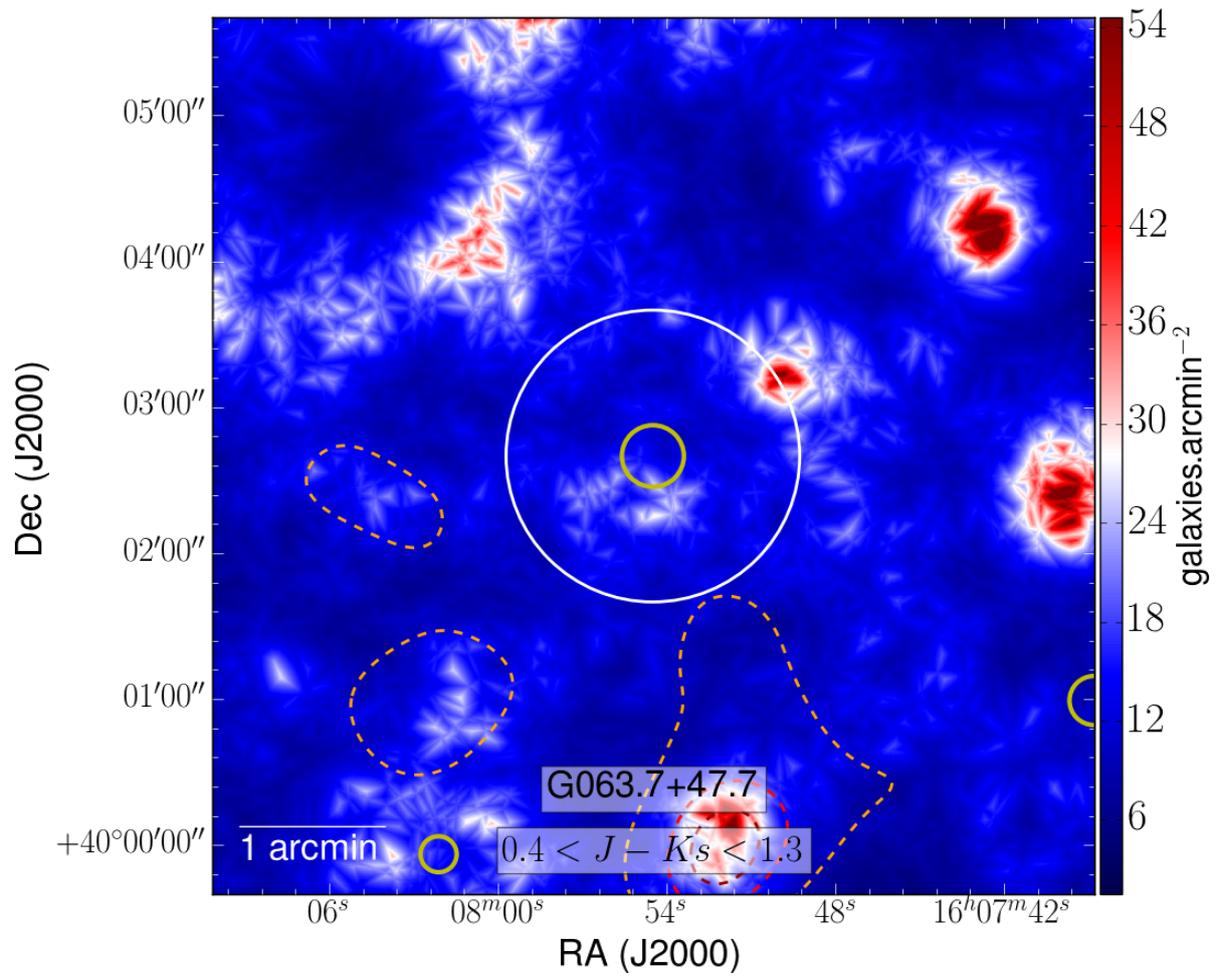


FIGURE A.53 – Cartes de densité larges de G073 : all (haut) et rao (bas)

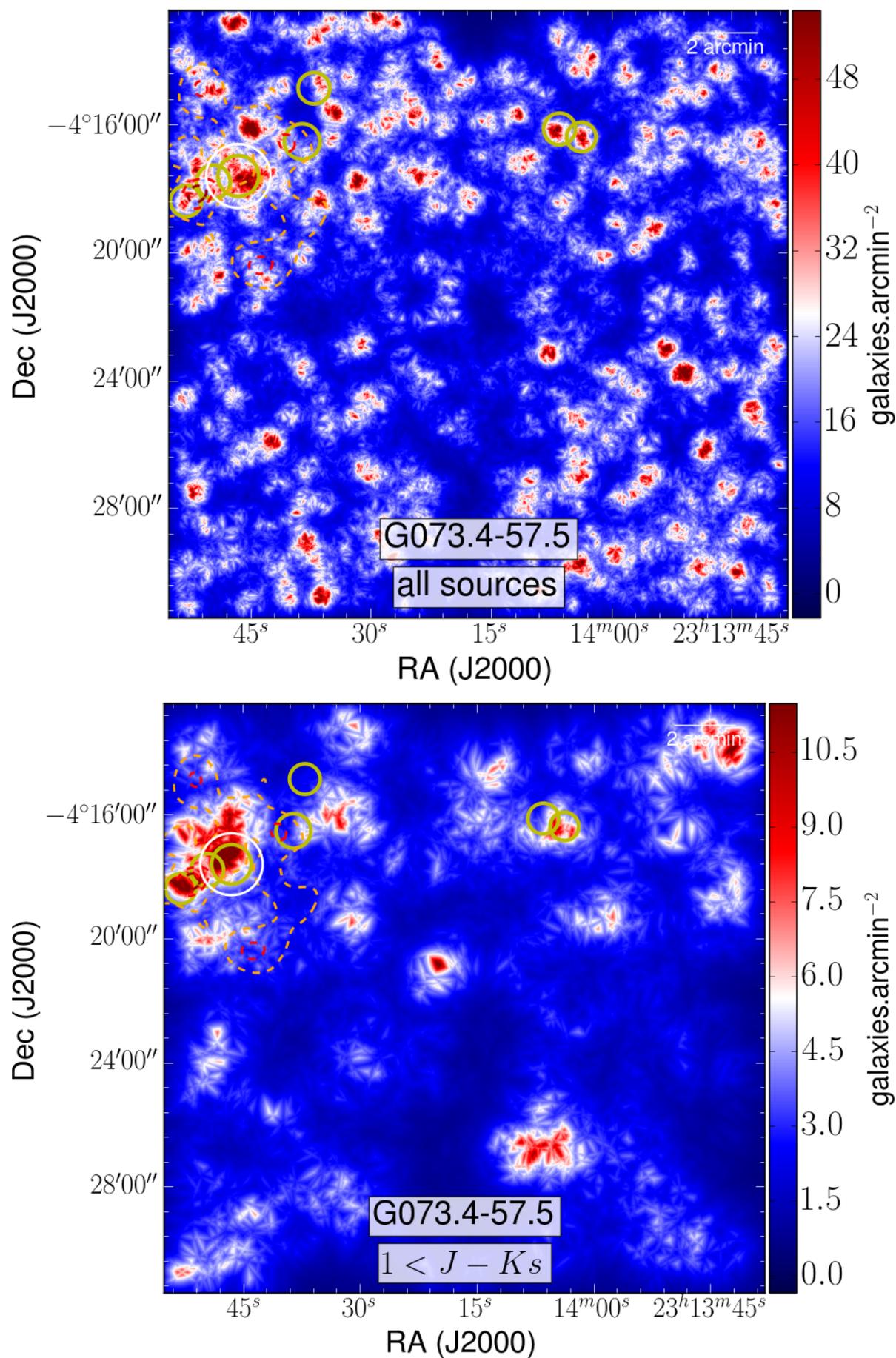


FIGURE A.54 – Cartes de densité ROI de G073 : all (haut) et rao (bas)

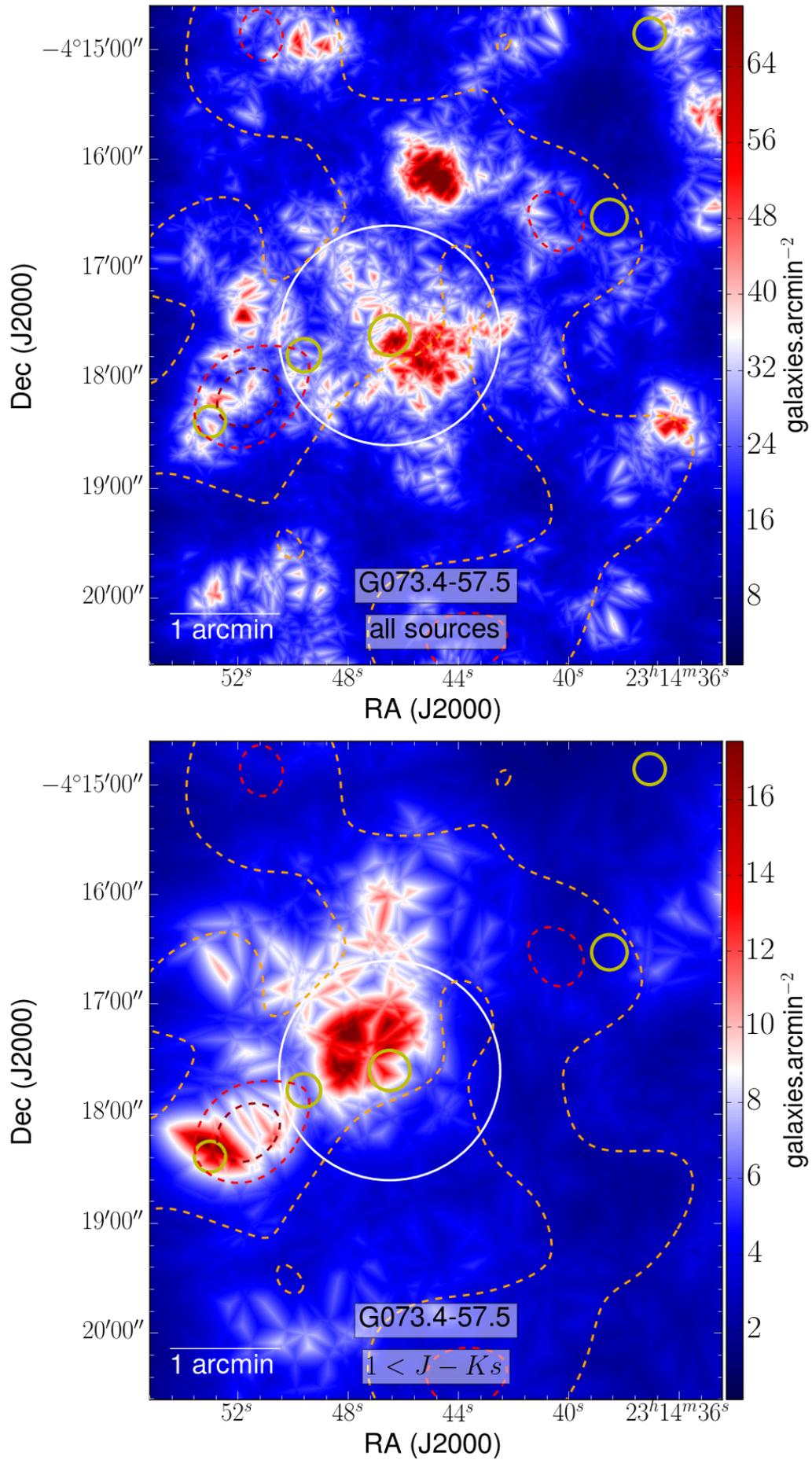


FIGURE A.55 – Cartes de densité larges de G073 : red (haut) et org (bas)

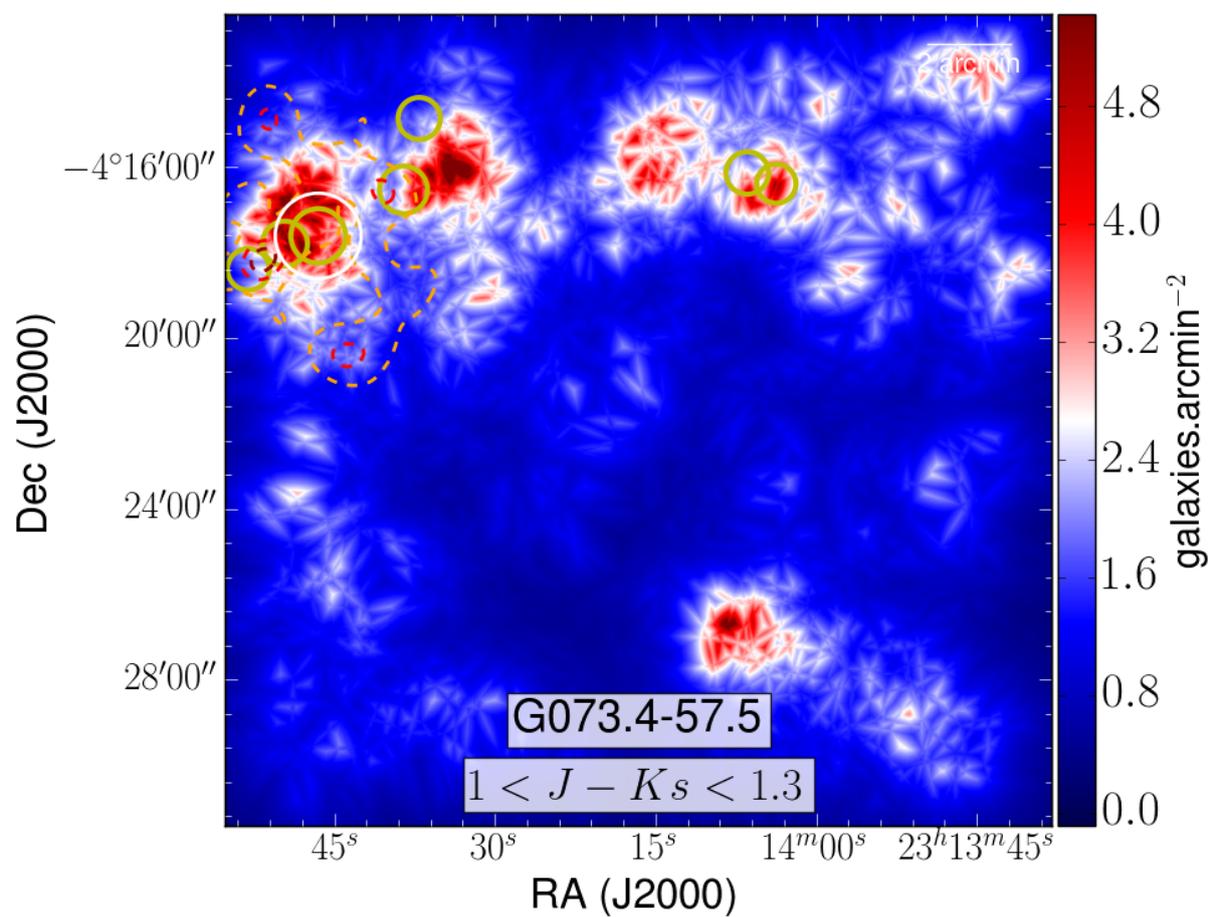
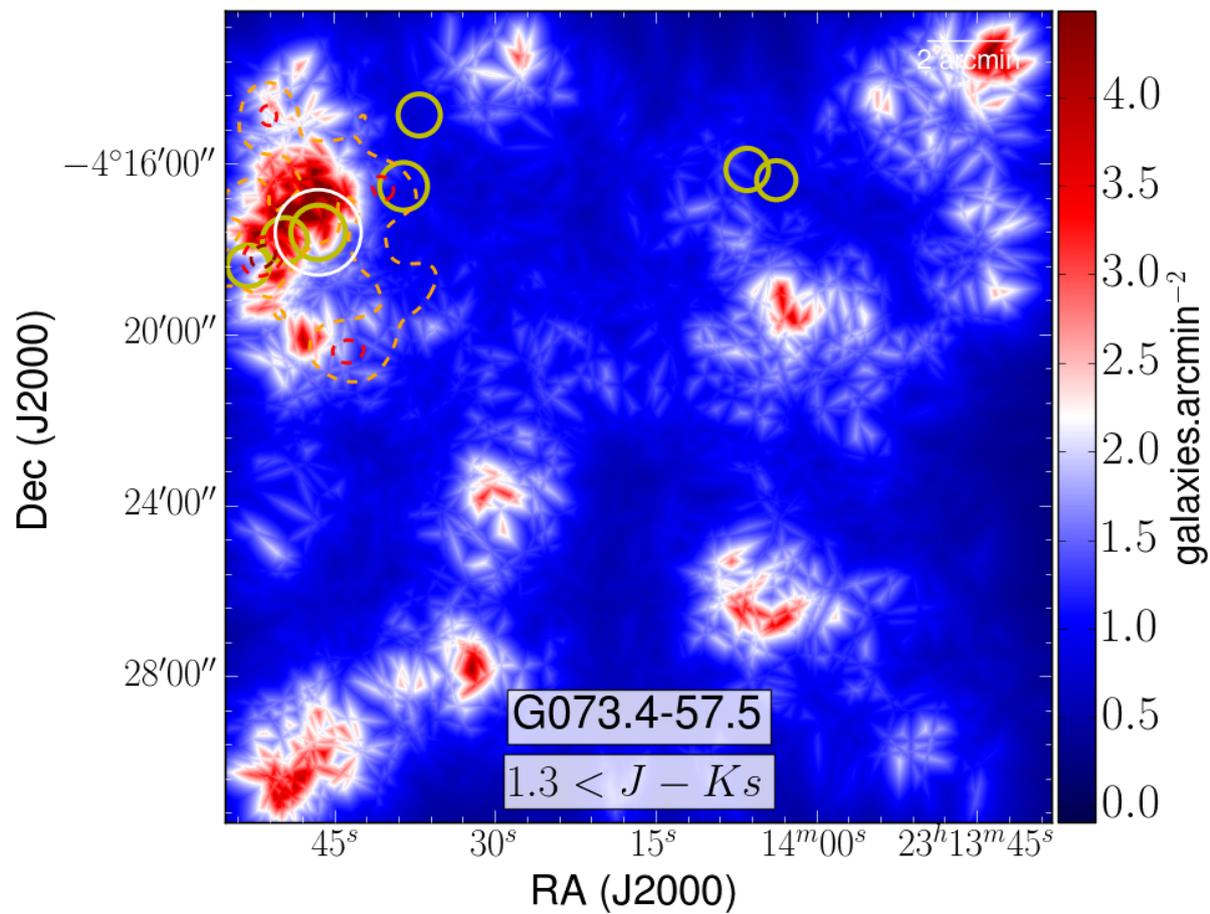


FIGURE A.56 – Cartes de densité ROI de G073 : red (haut) et org (bas)

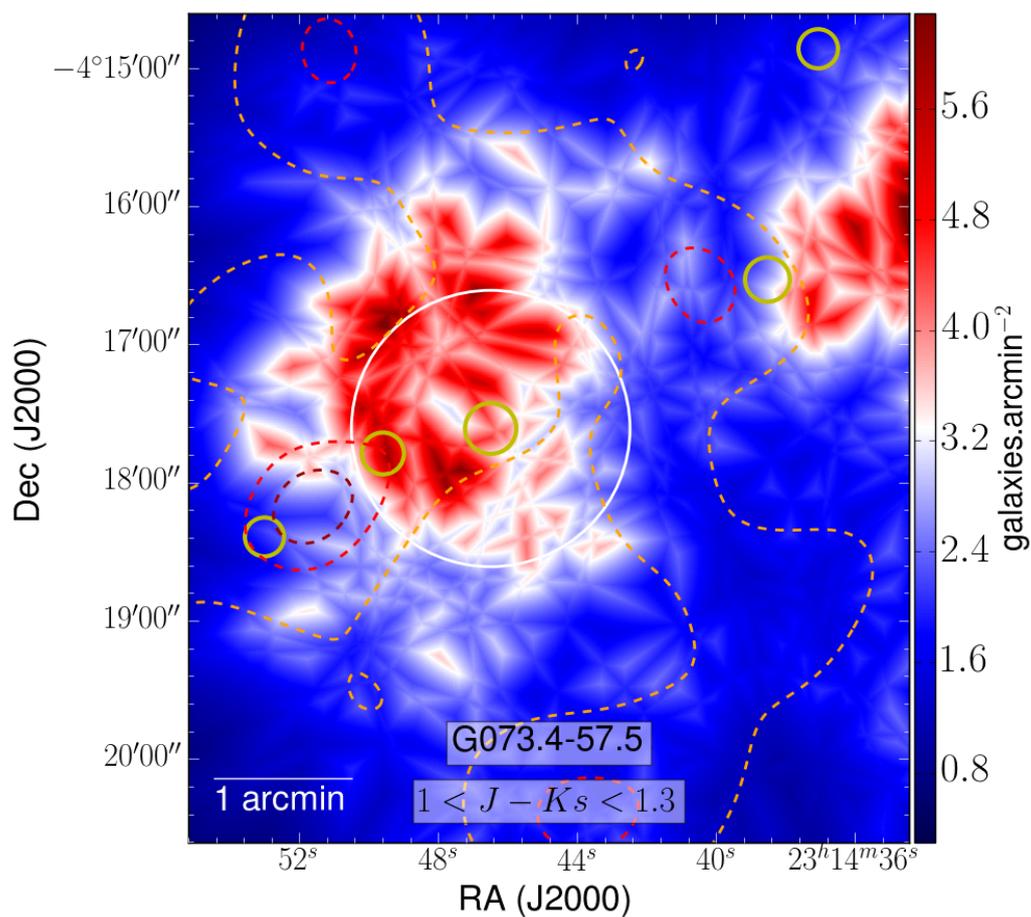
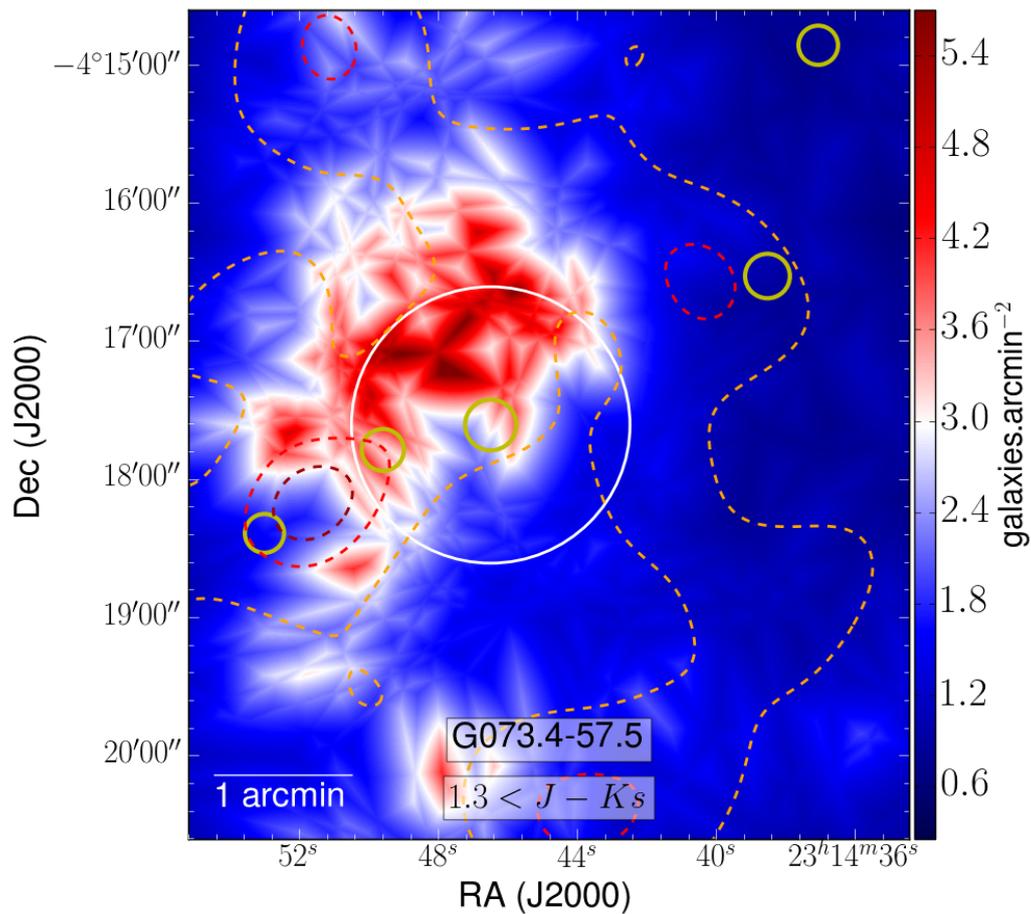


FIGURE A.57 – Cartes de densité larges de G073 : rog (haut) et blu (bas)

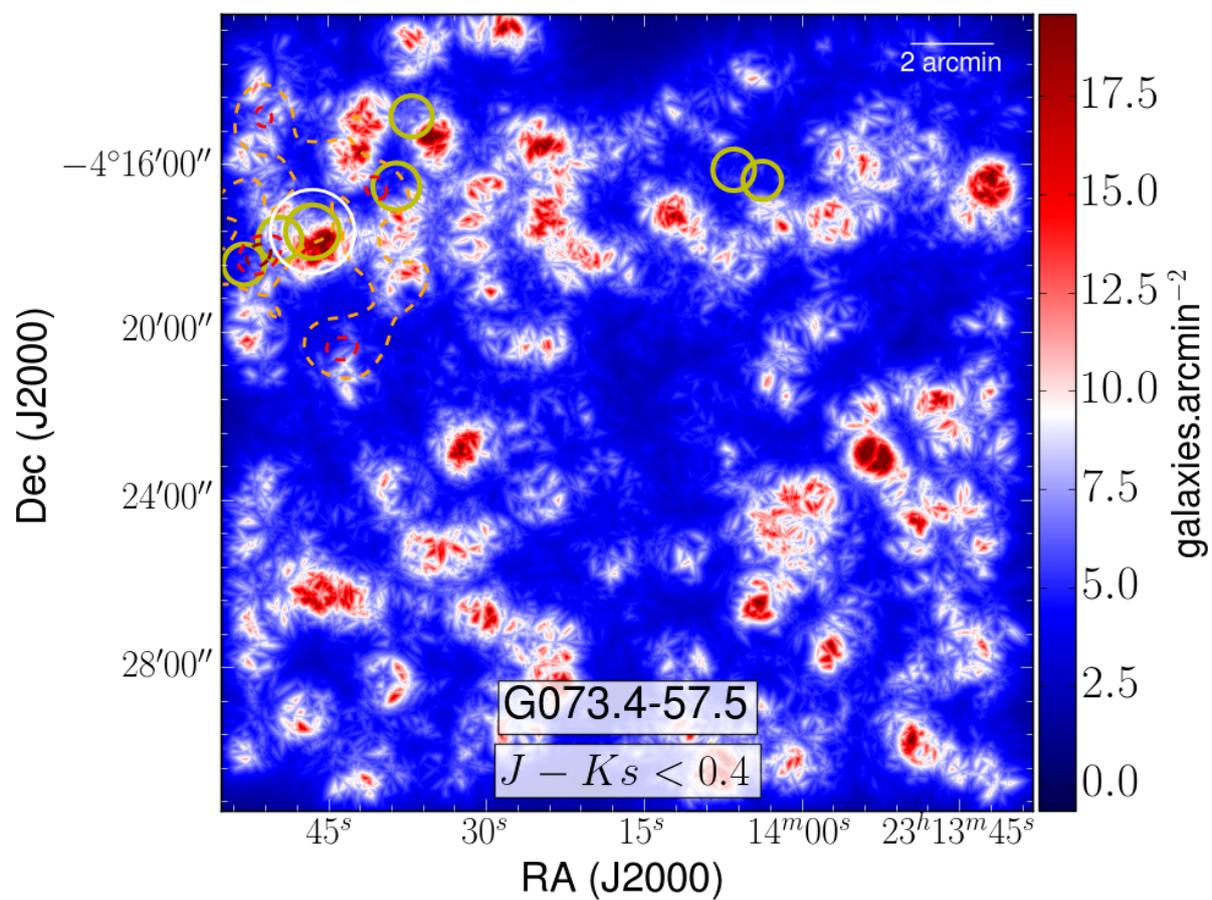
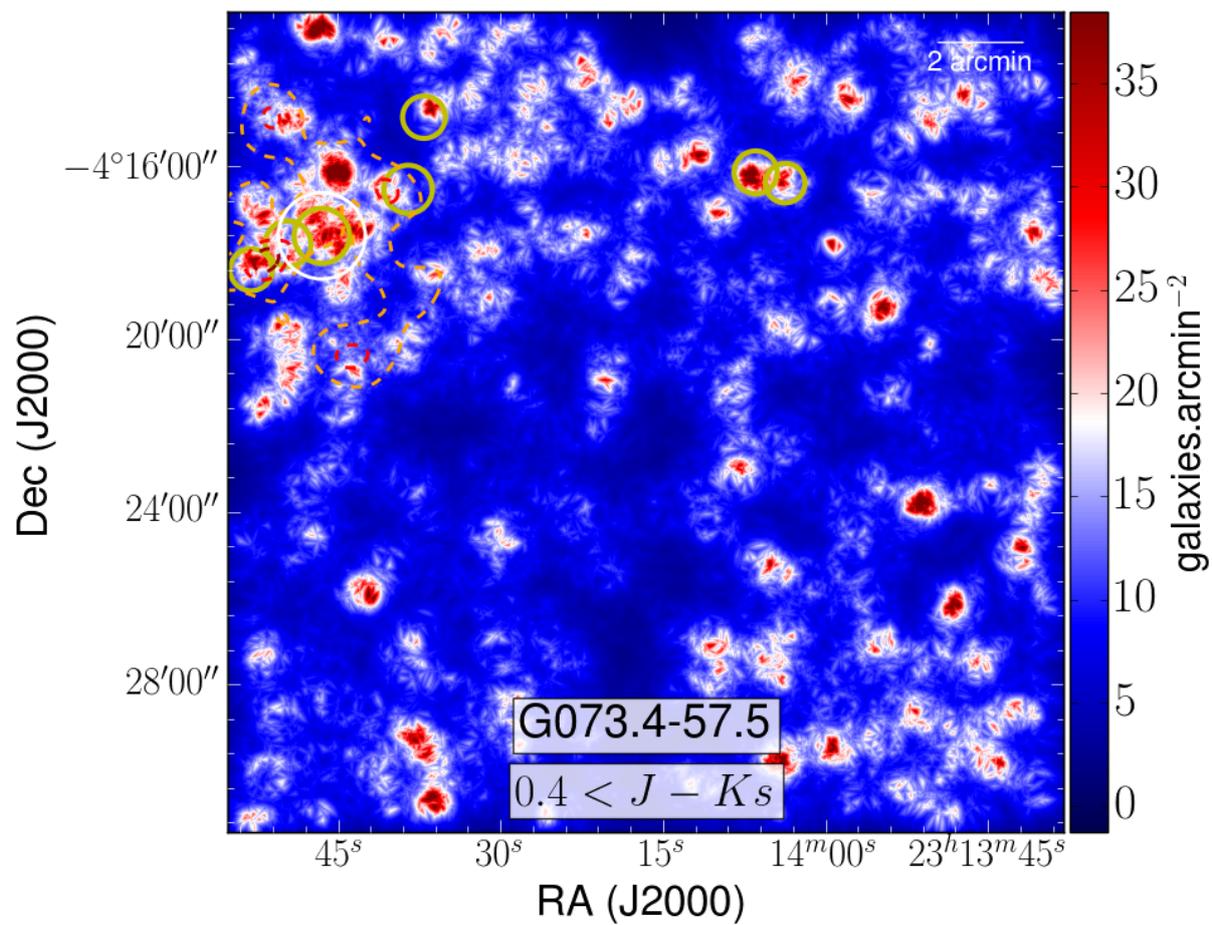


FIGURE A.58 – Cartes de densité ROI de G073 : rog (haut) et blu (bas)

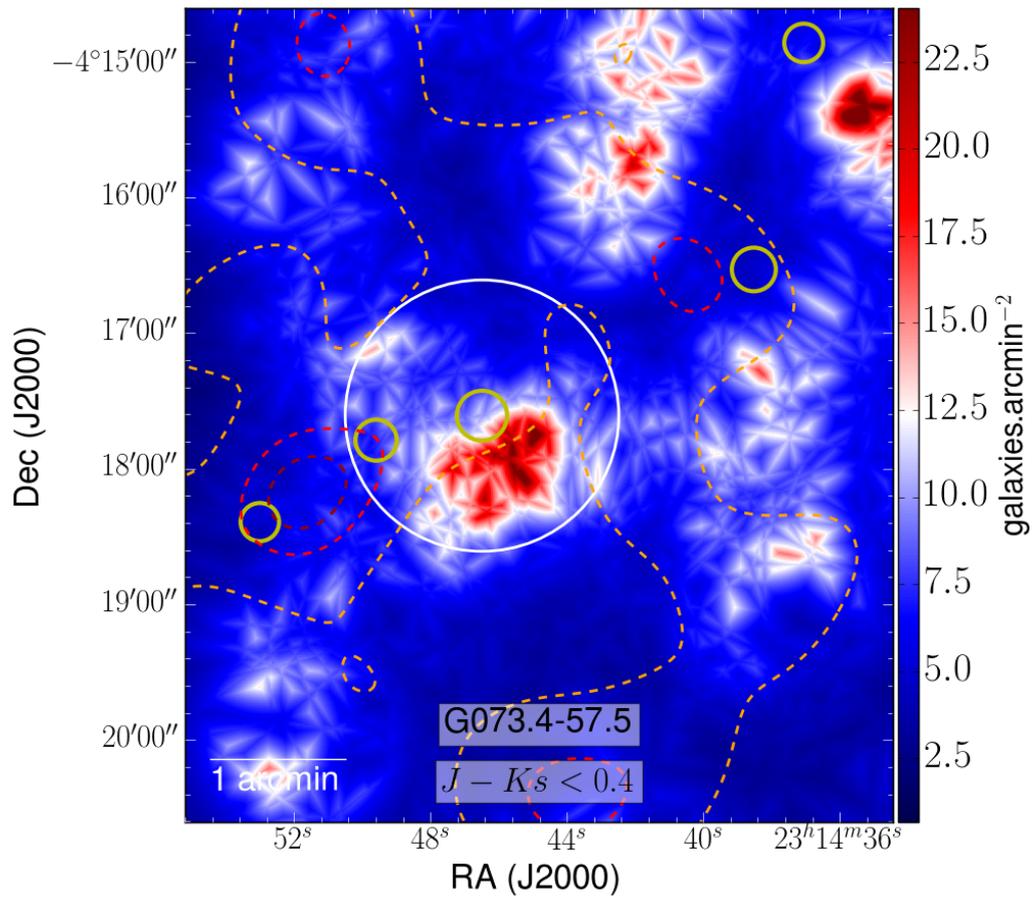
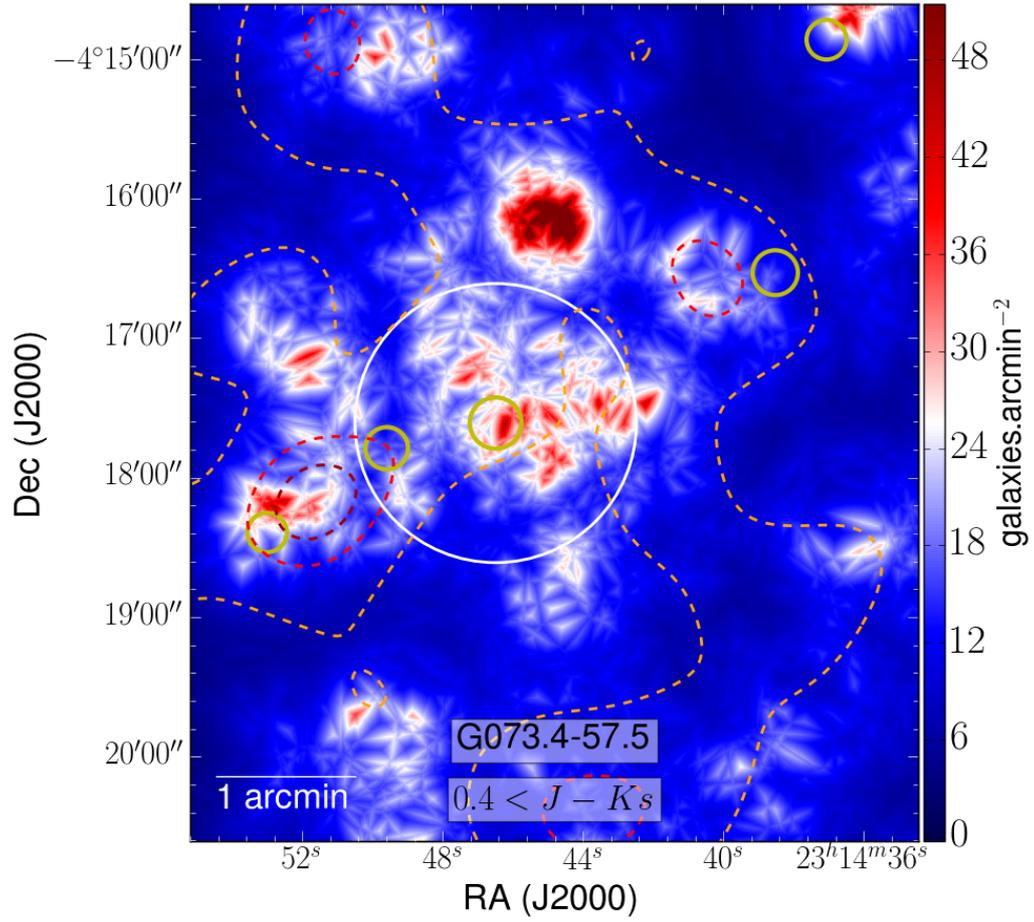


FIGURE A.59 – Cartes de densité larges de G073 : grn (haut) et ylw (bas)

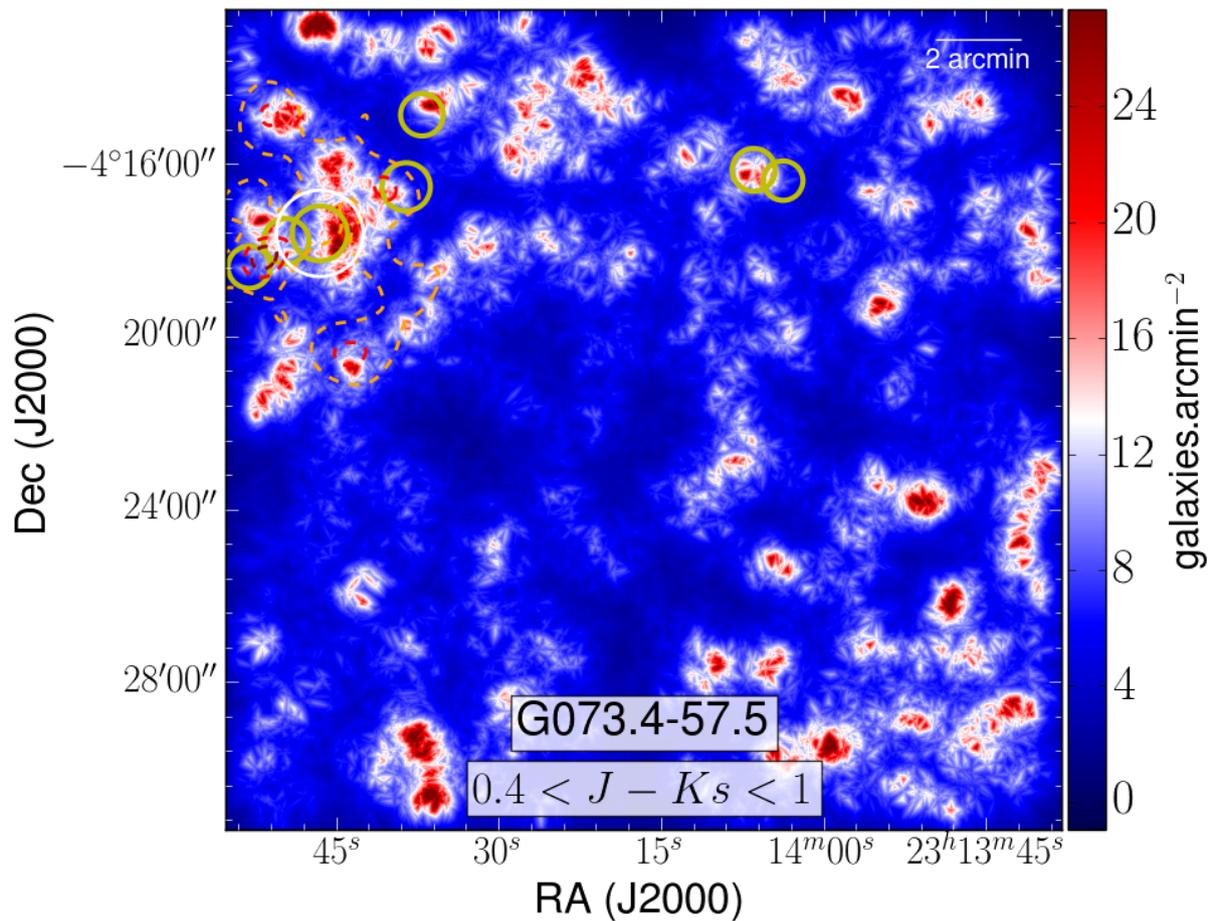
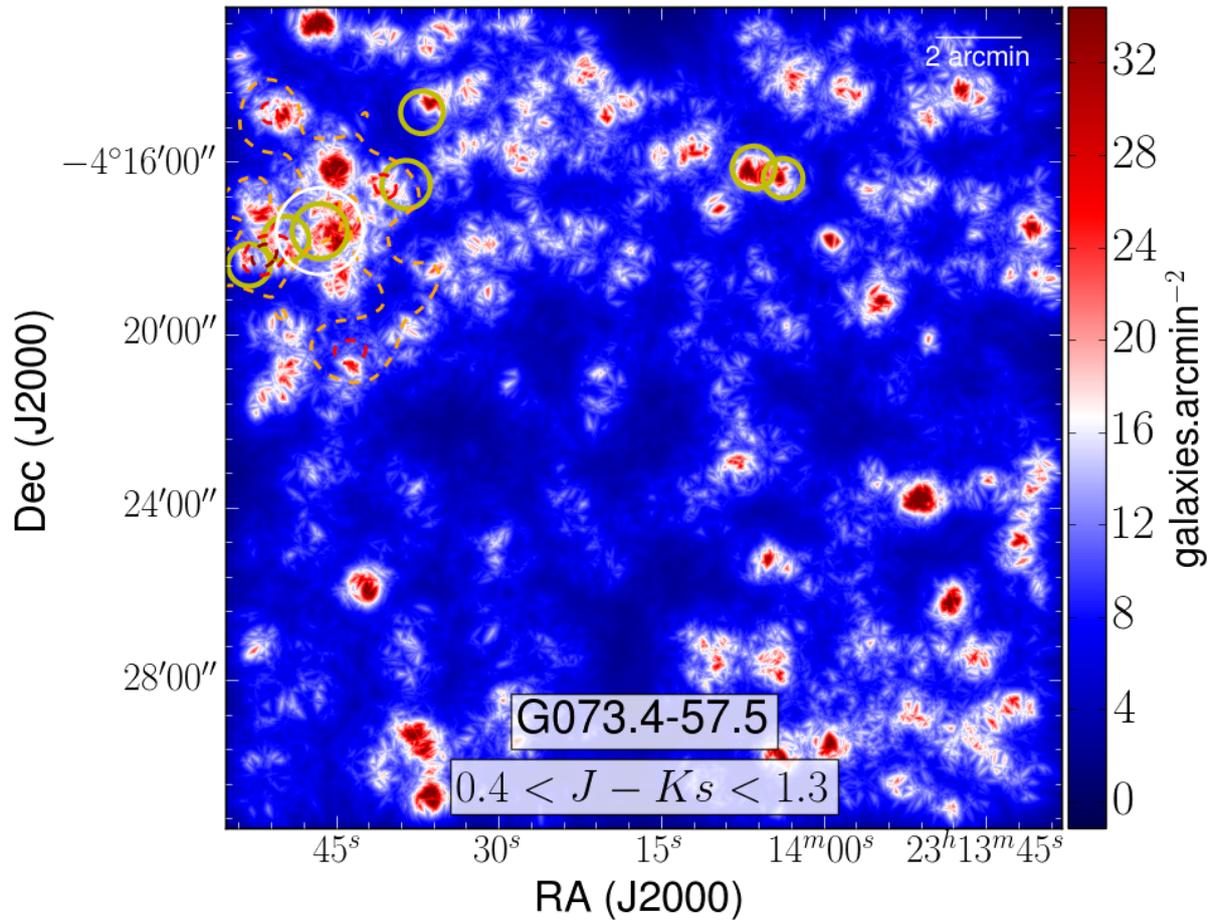


FIGURE A.60 – Cartes de densité ROI de G073 : grn (haut) et ylw (bas)

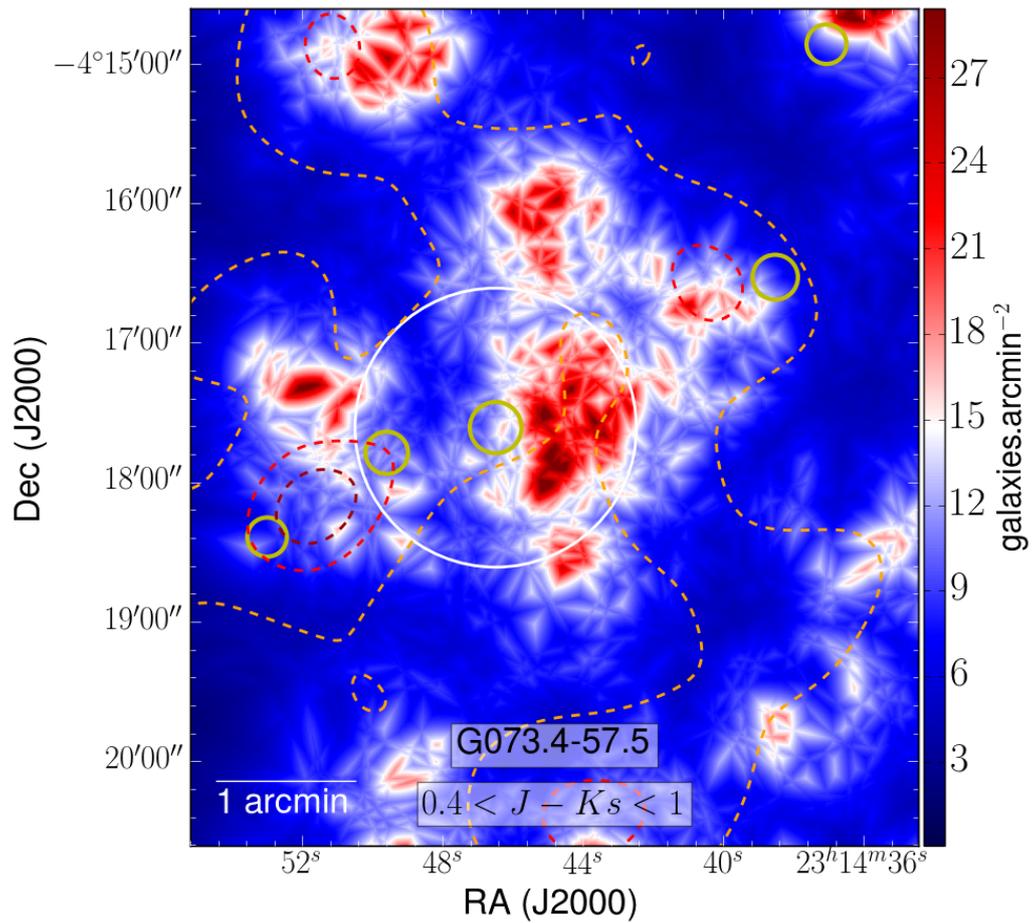
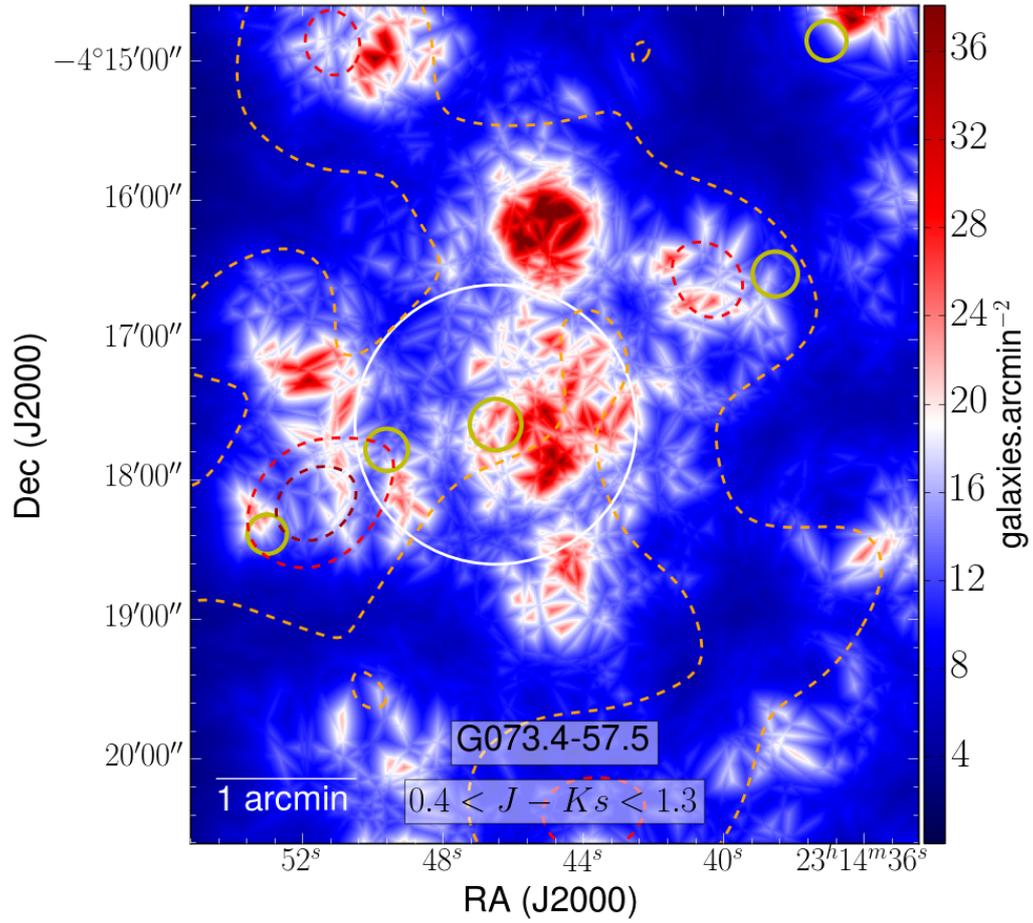


FIGURE A.61 – Cartes de densité large de G075 : all (haut) et rao (bas)

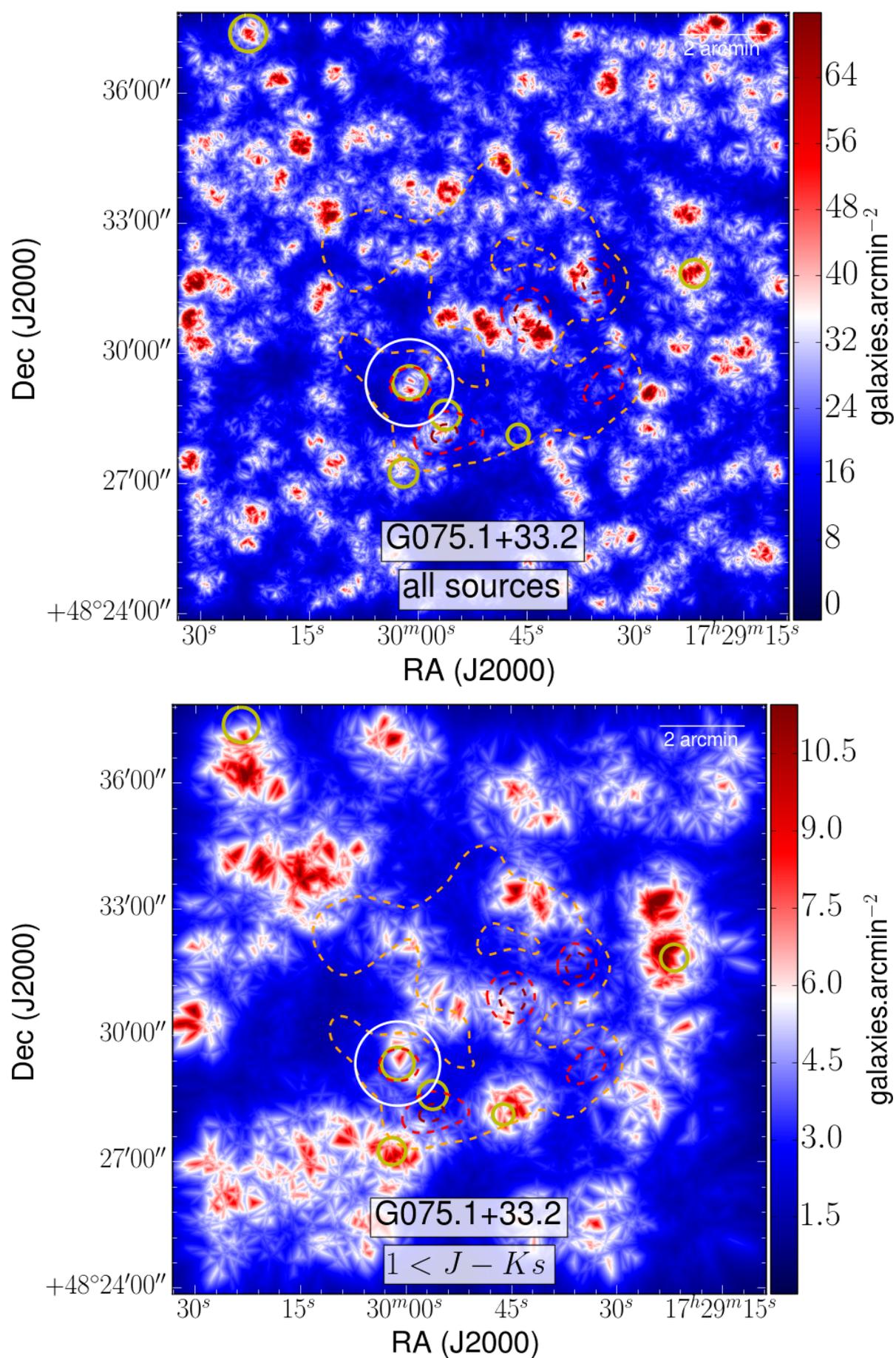


FIGURE A.62 – Cartes de densité ROI de G075 : all (haut) et rao (bas)

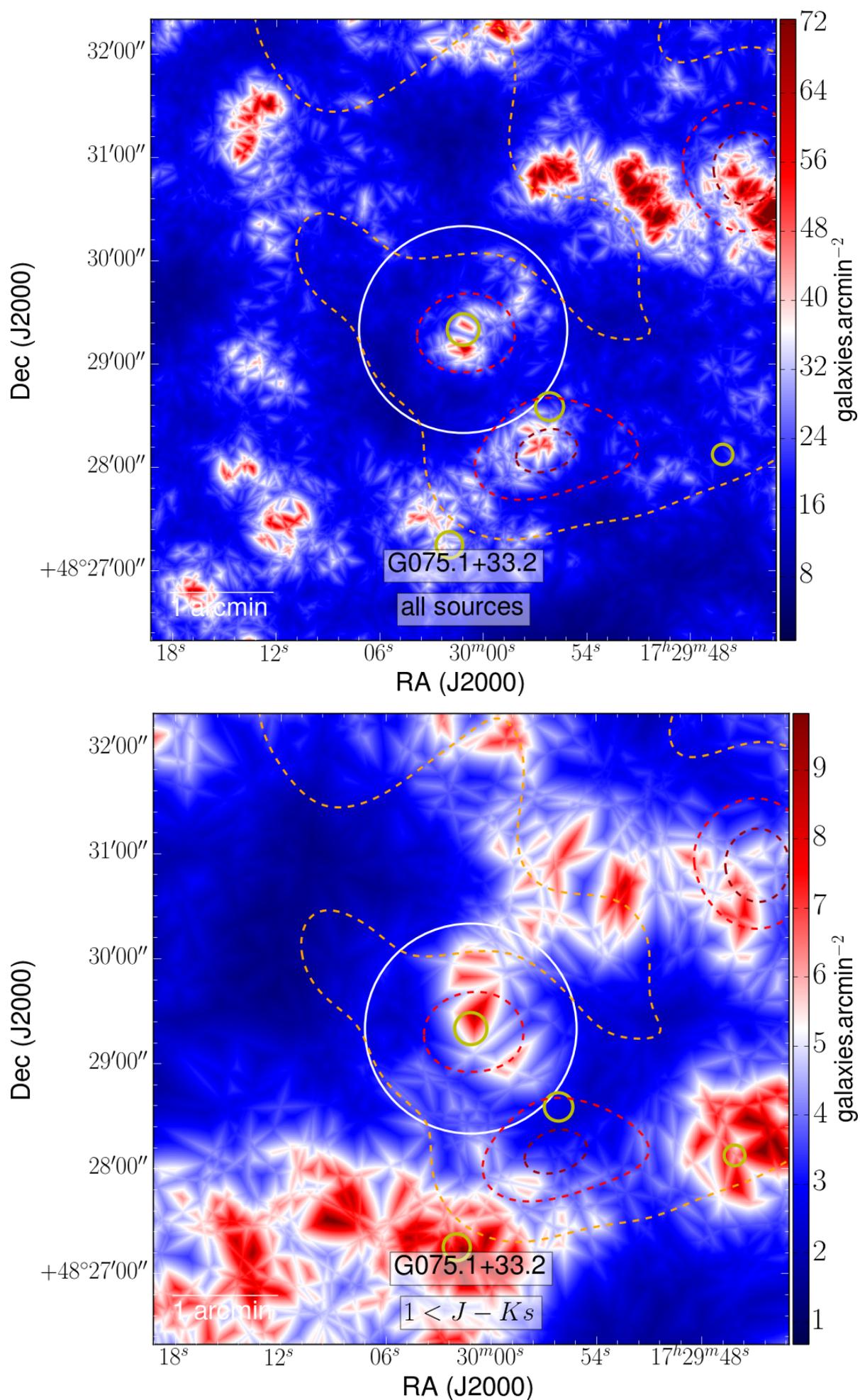


FIGURE A.63 – Cartes de densité larges de G075 : red (haut) et org (bas)

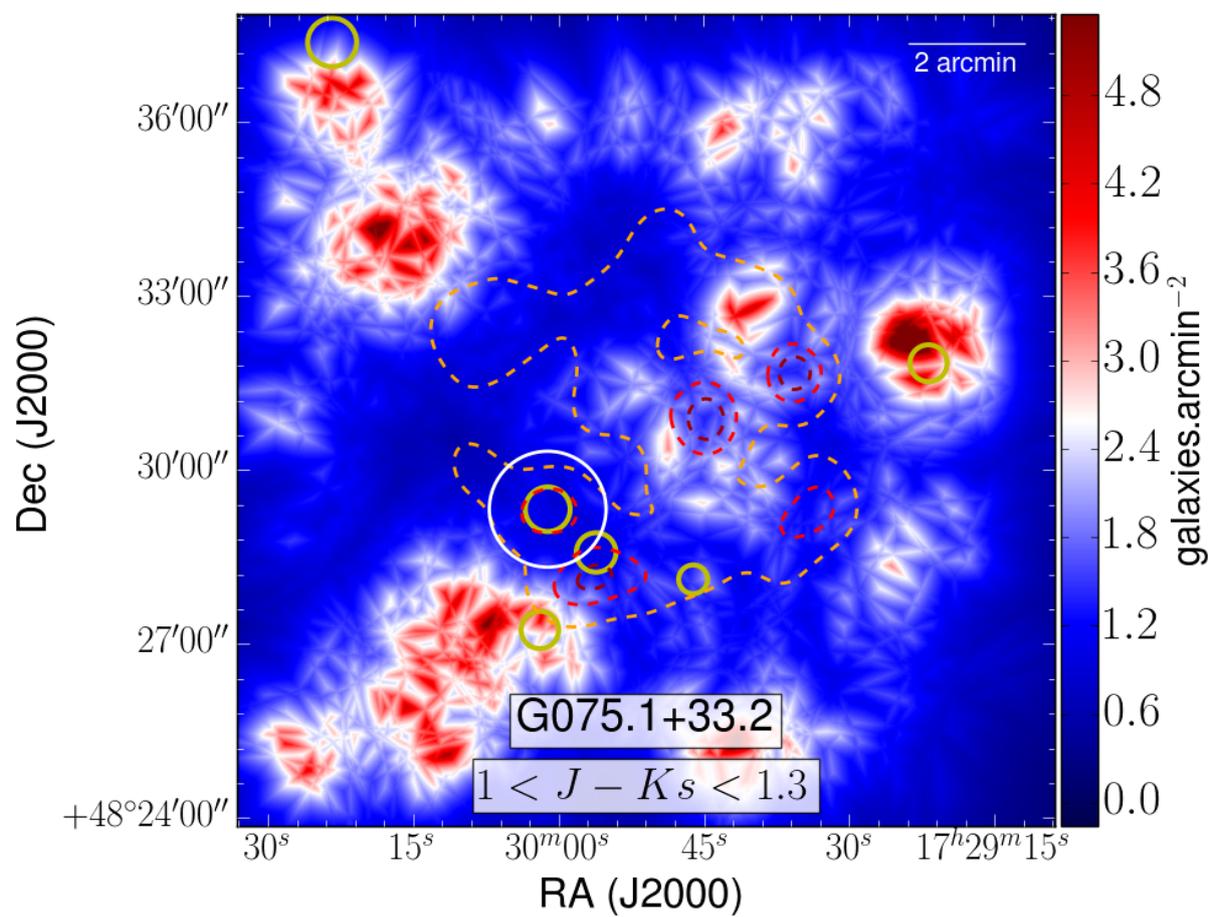
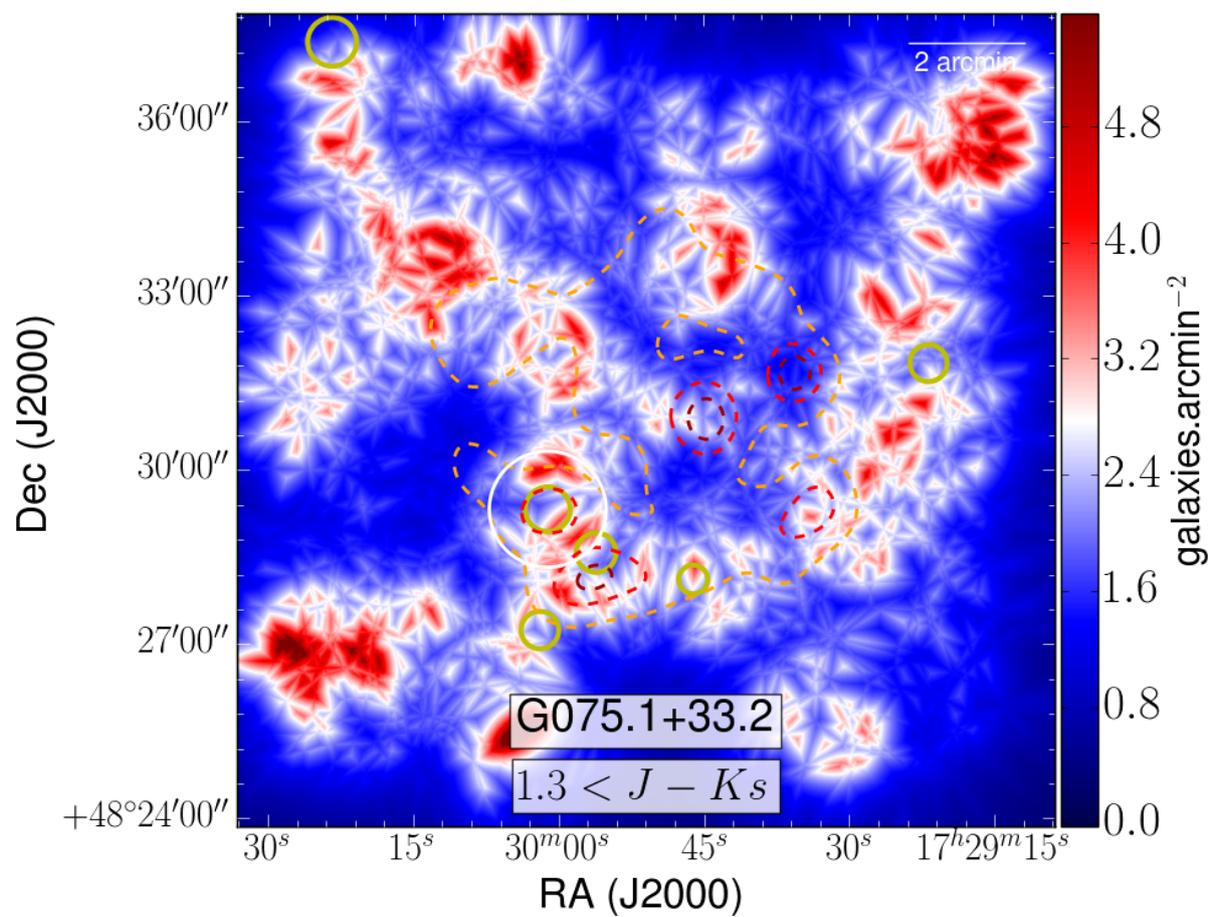


FIGURE A.64 – Cartes de densité ROI de G075 : red (haut) et org (bas)

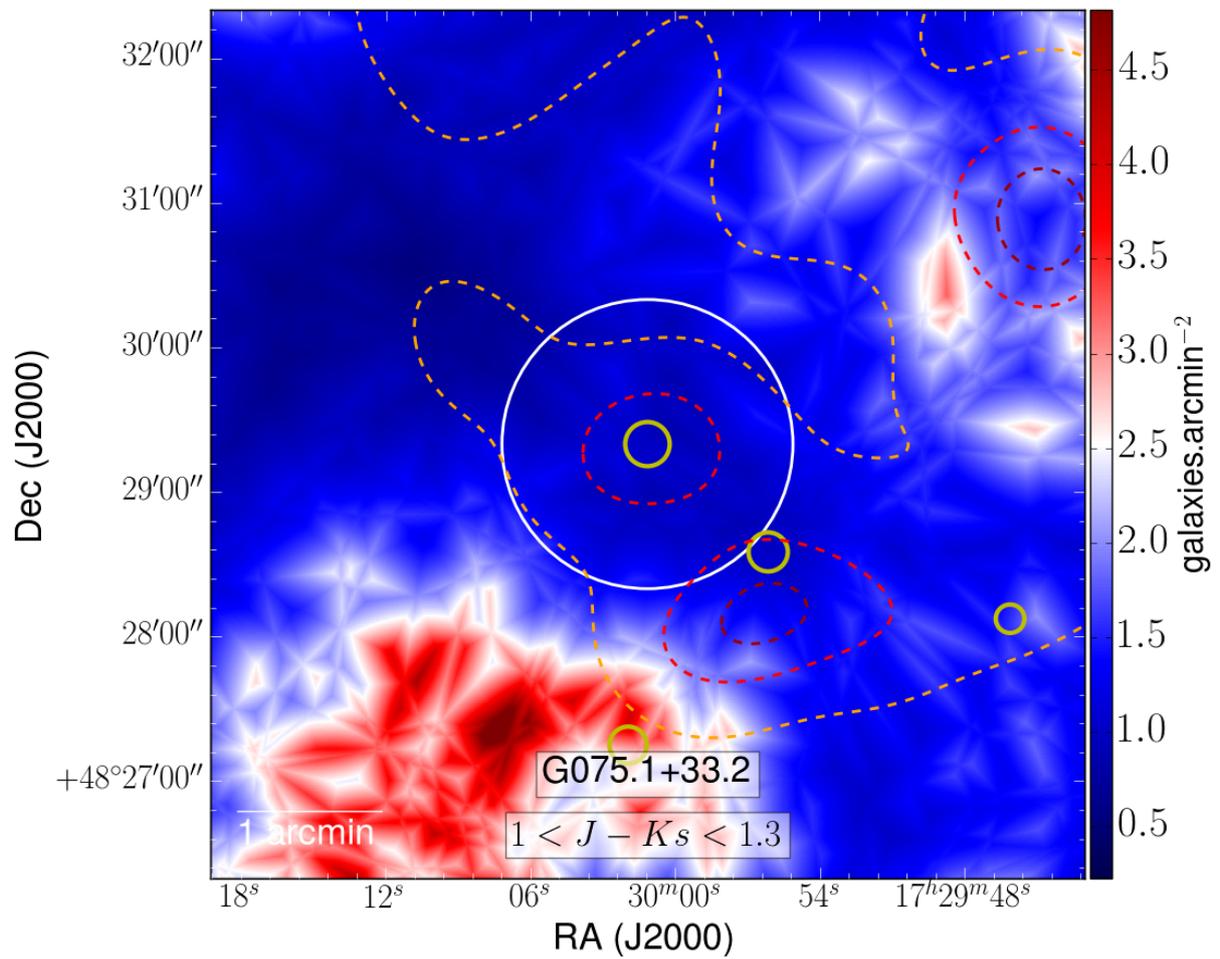
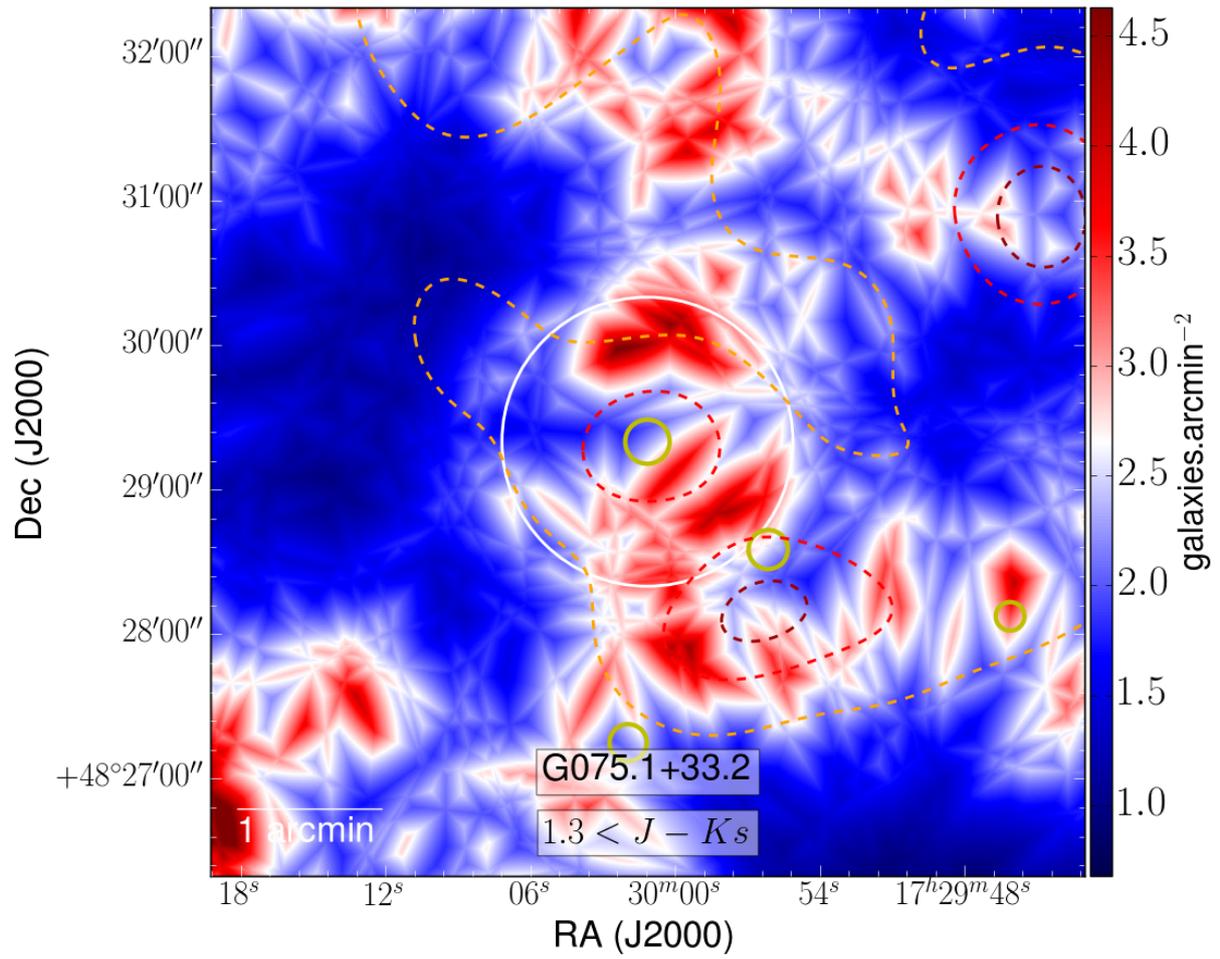


FIGURE A.65 – Cartes de densité larges de G075 : rog (haut) et blu (bas)

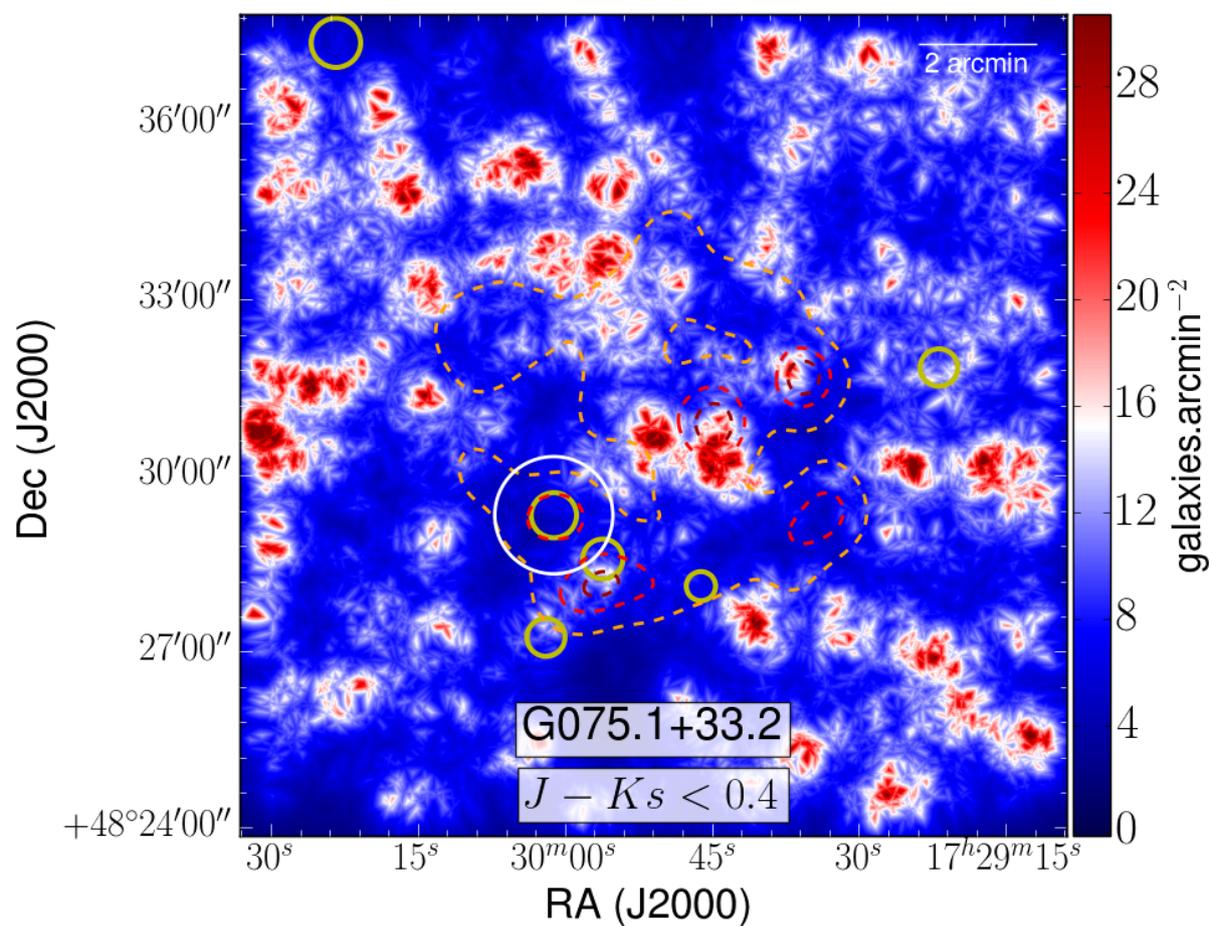
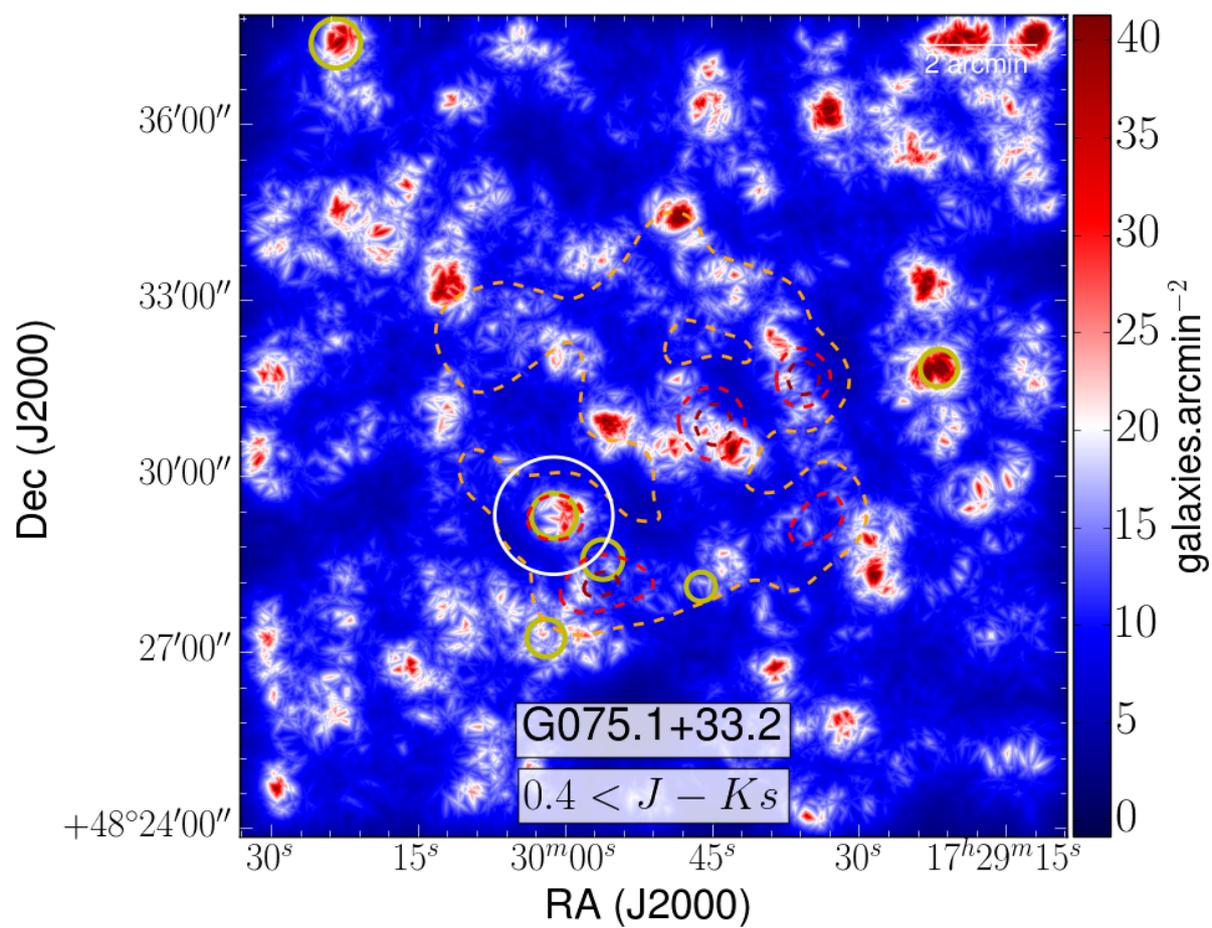


FIGURE A.66 – Cartes de densité ROI de G075 : rog (haut) et blu (bas)

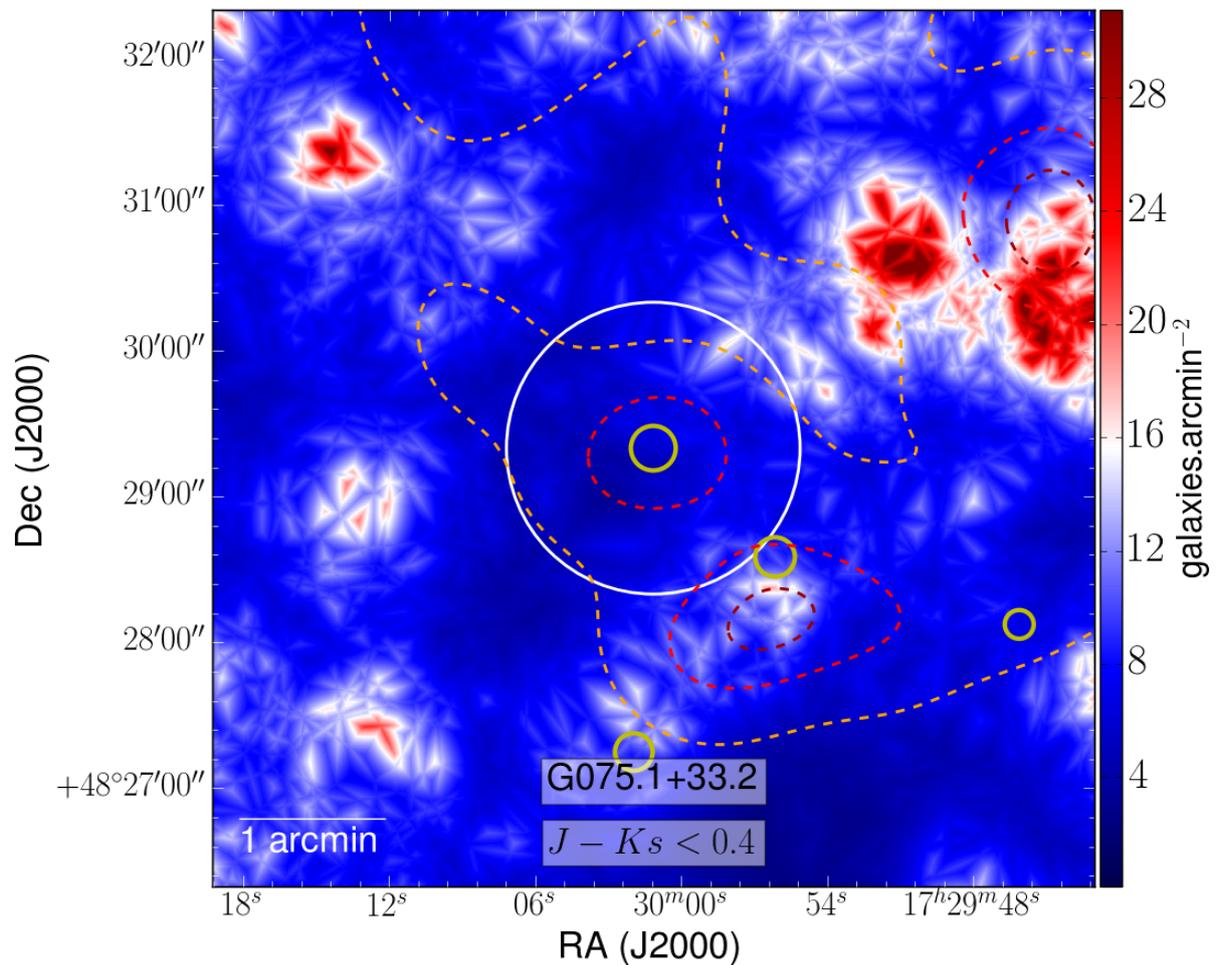
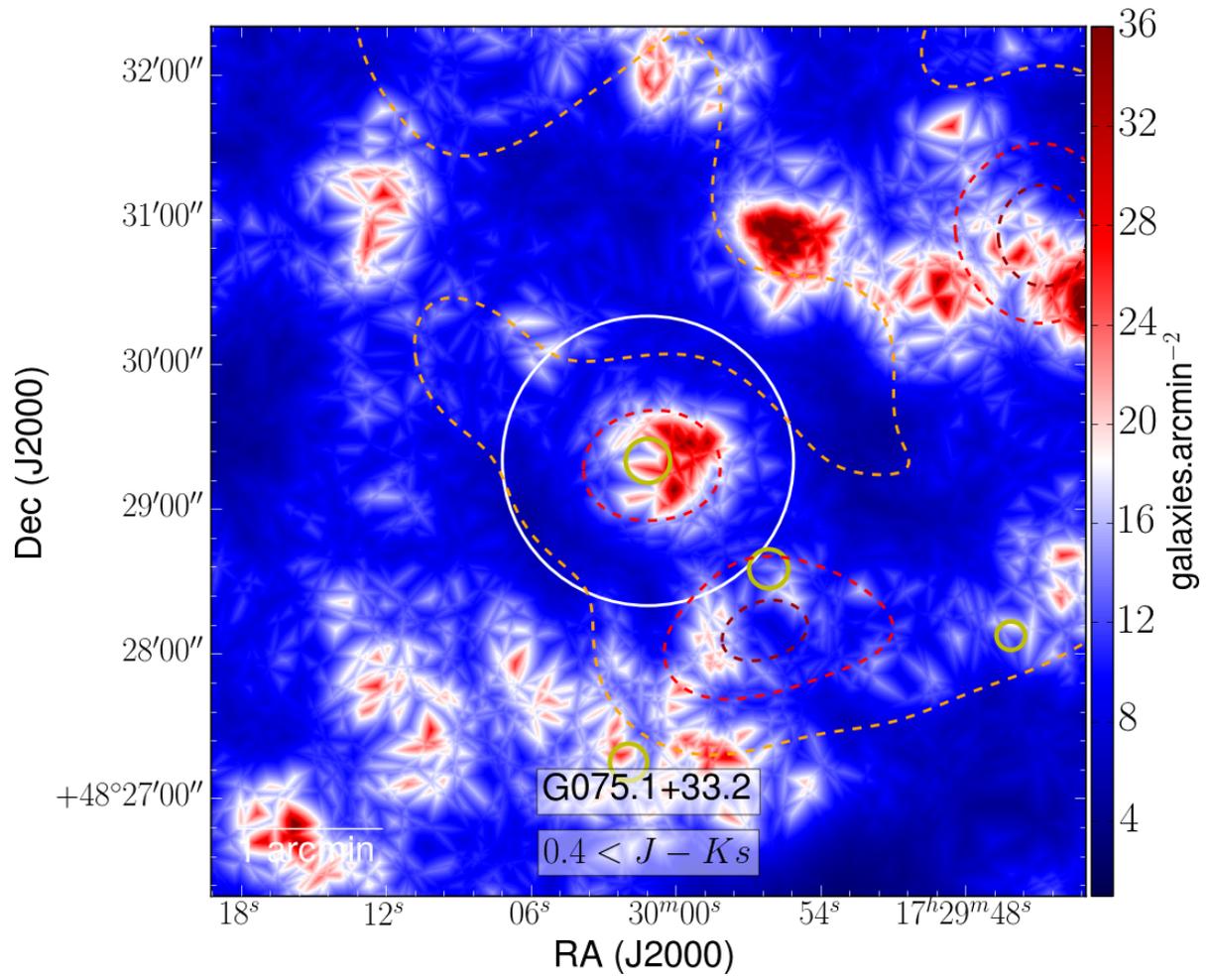


FIGURE A.67 – Cartes de densité larges de G075 : grn (haut) et ylw (bas)

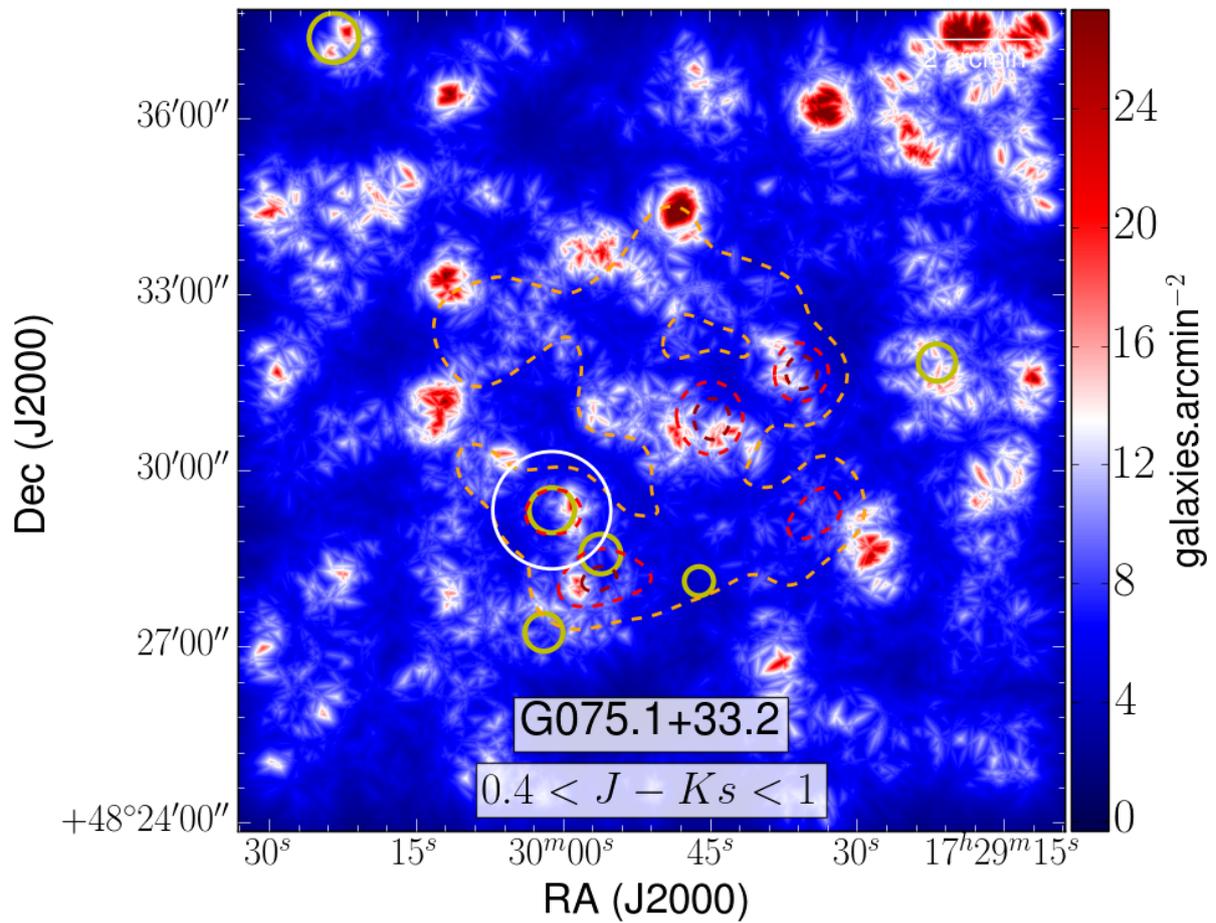
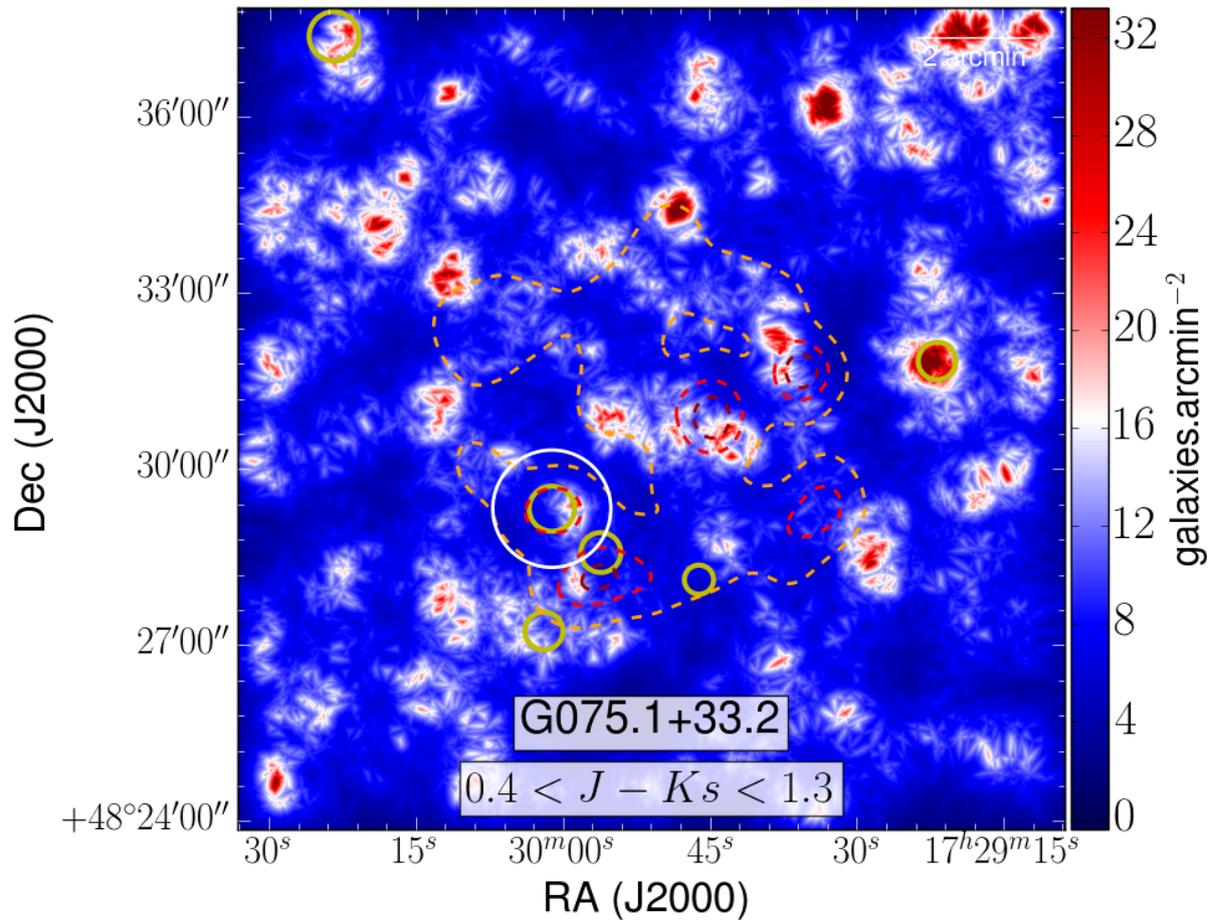


FIGURE A.68 – Cartes de densité ROI de G075 : grn (haut) et ylw (bas)

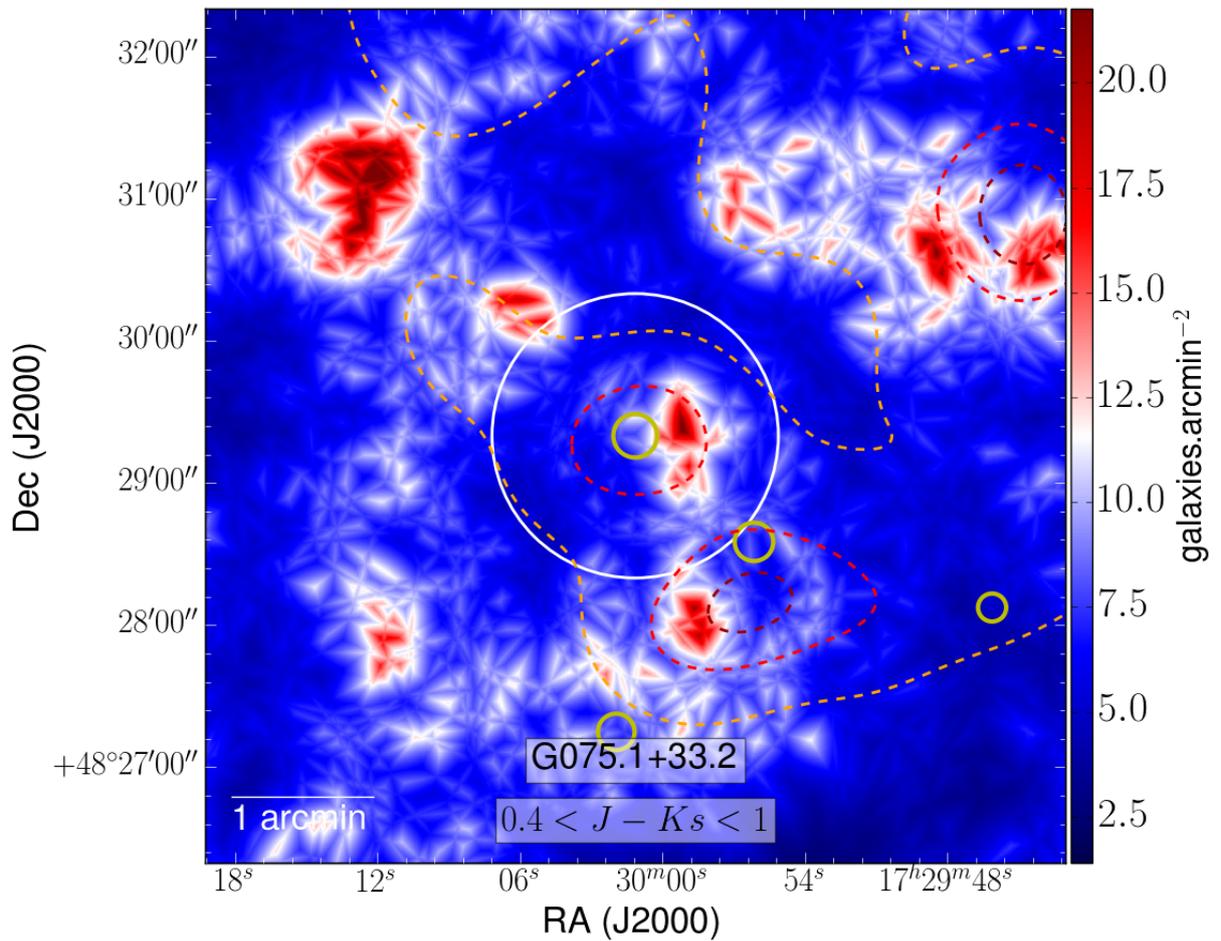
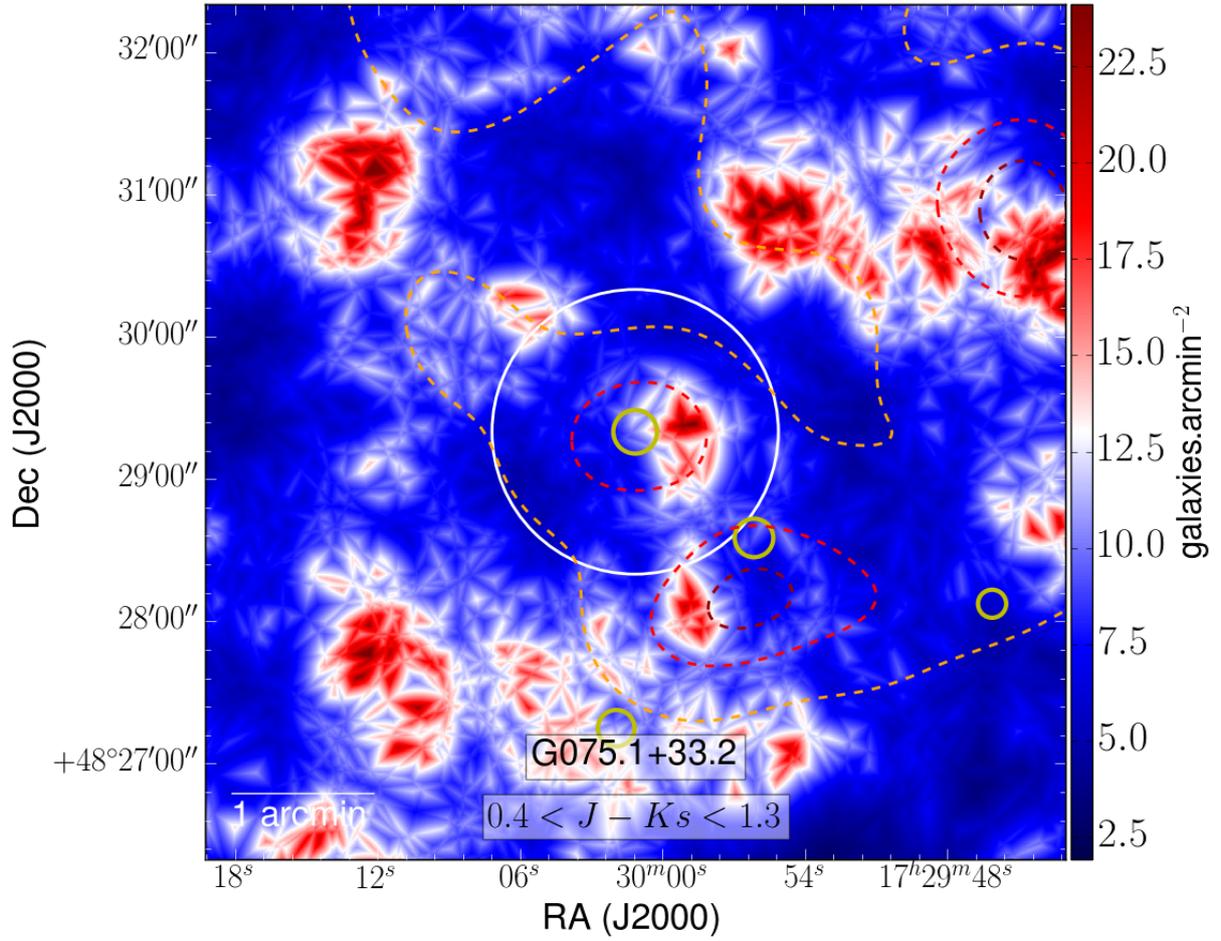


FIGURE A.69 – Cartes de densité larges de G079 : all (haut) et rao (bas)

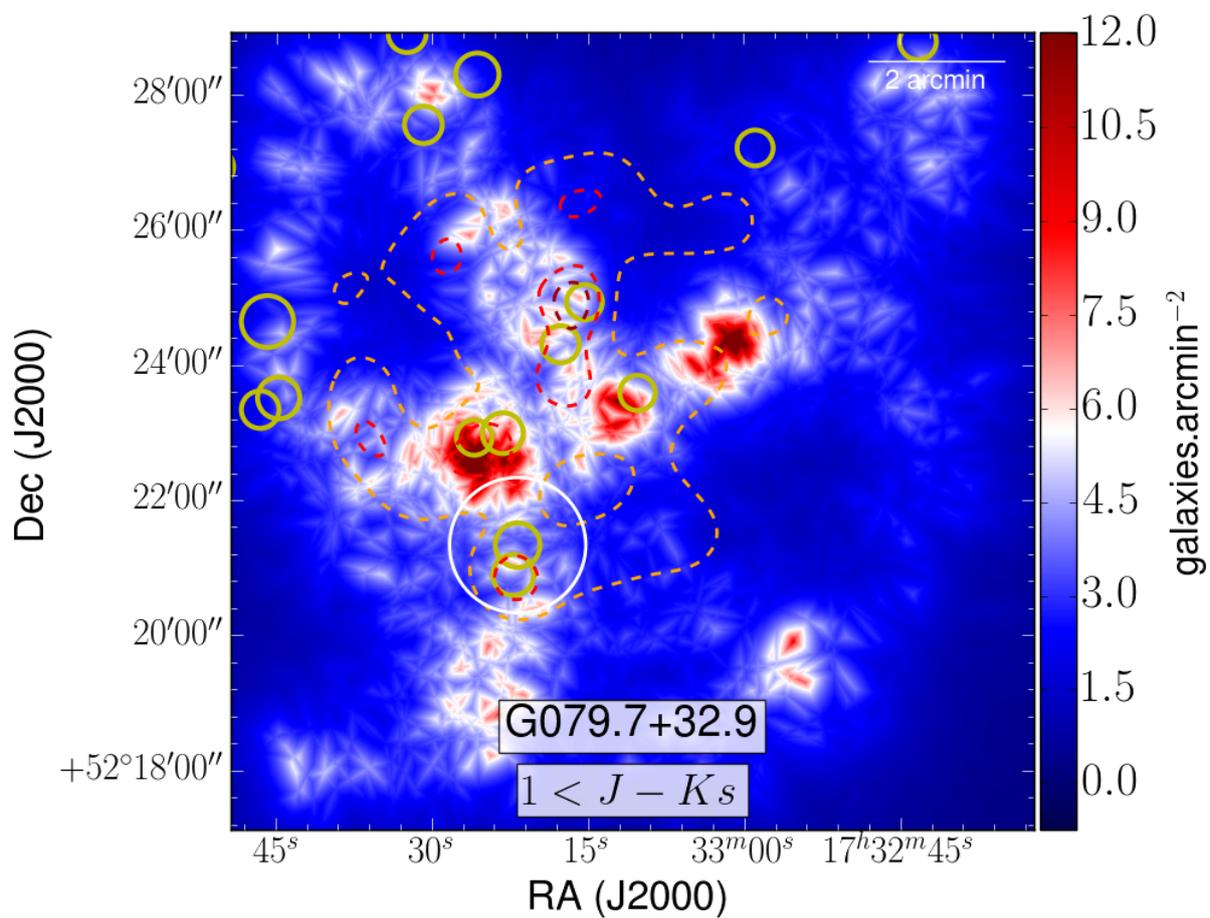
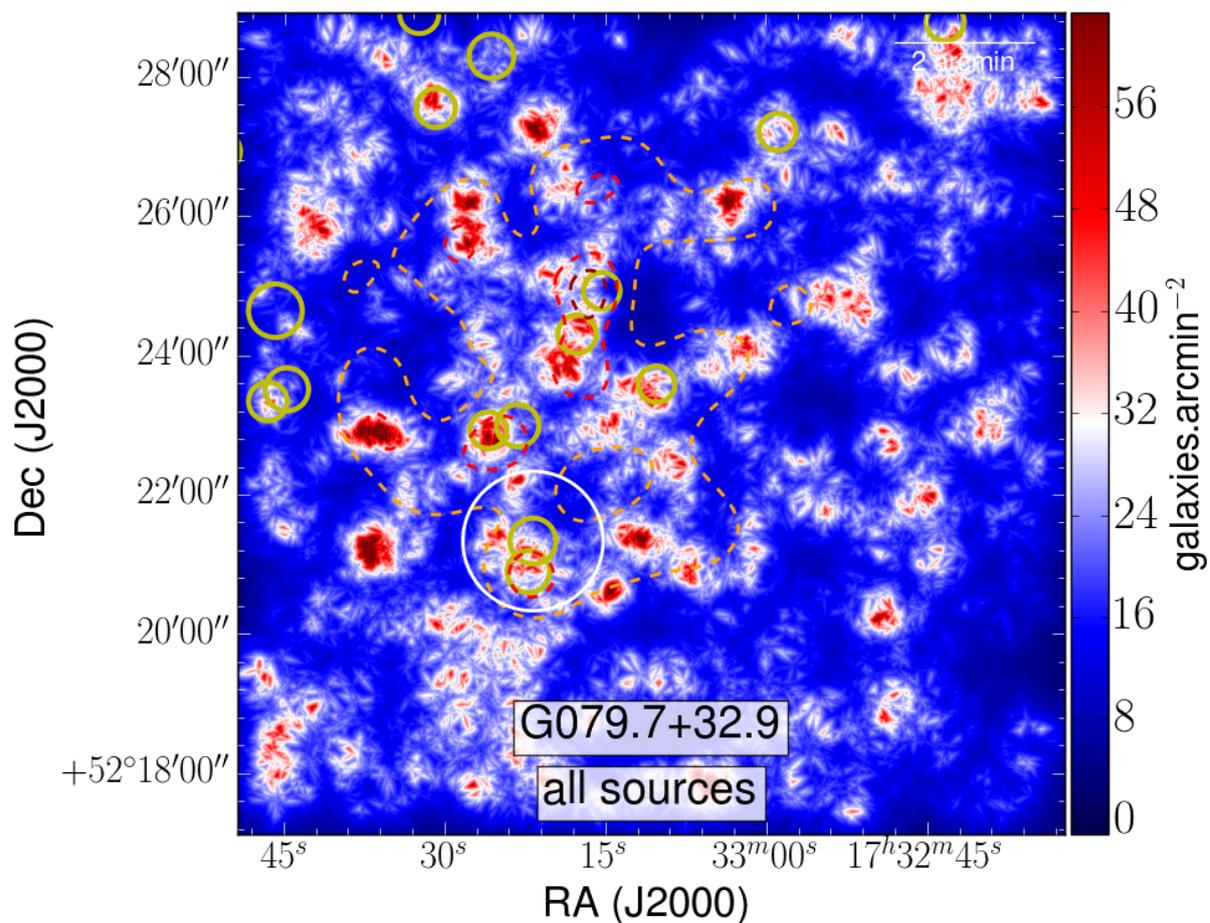


FIGURE A.70 – Cartes de densité ROI de G079 : all (haut) et rao (bas)

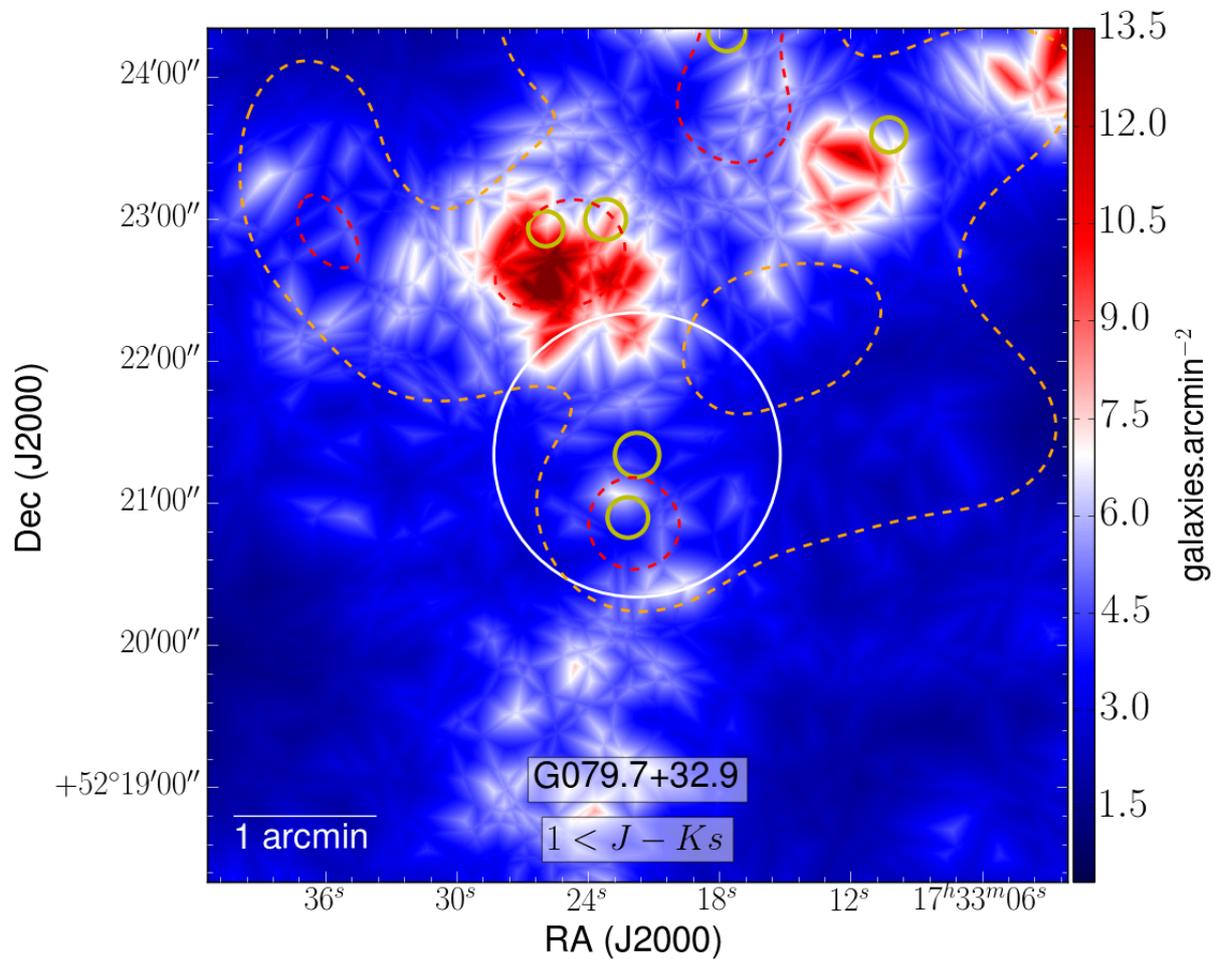
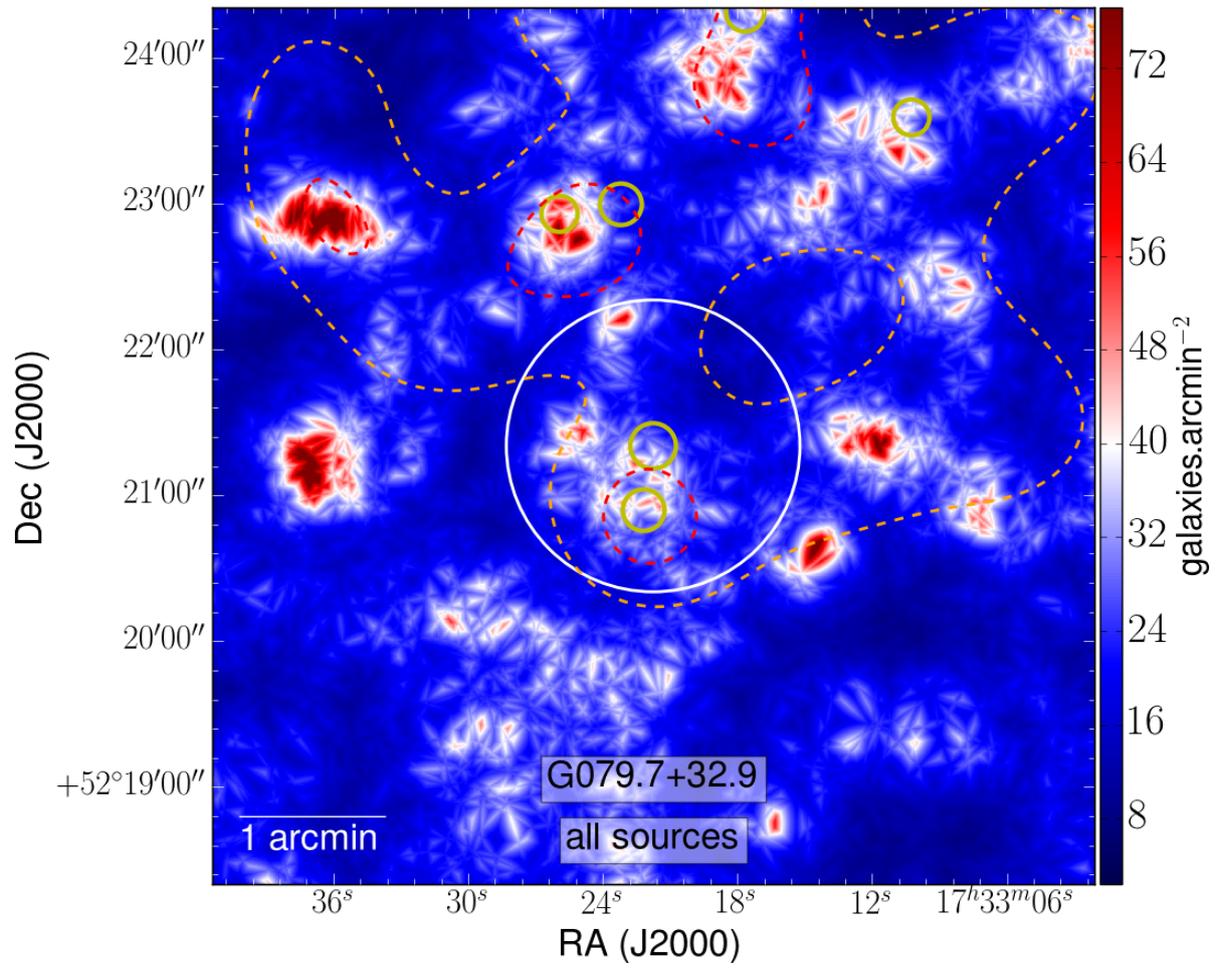


FIGURE A.71 – Cartes de densité larges de G079 : red (haut) et org (bas)

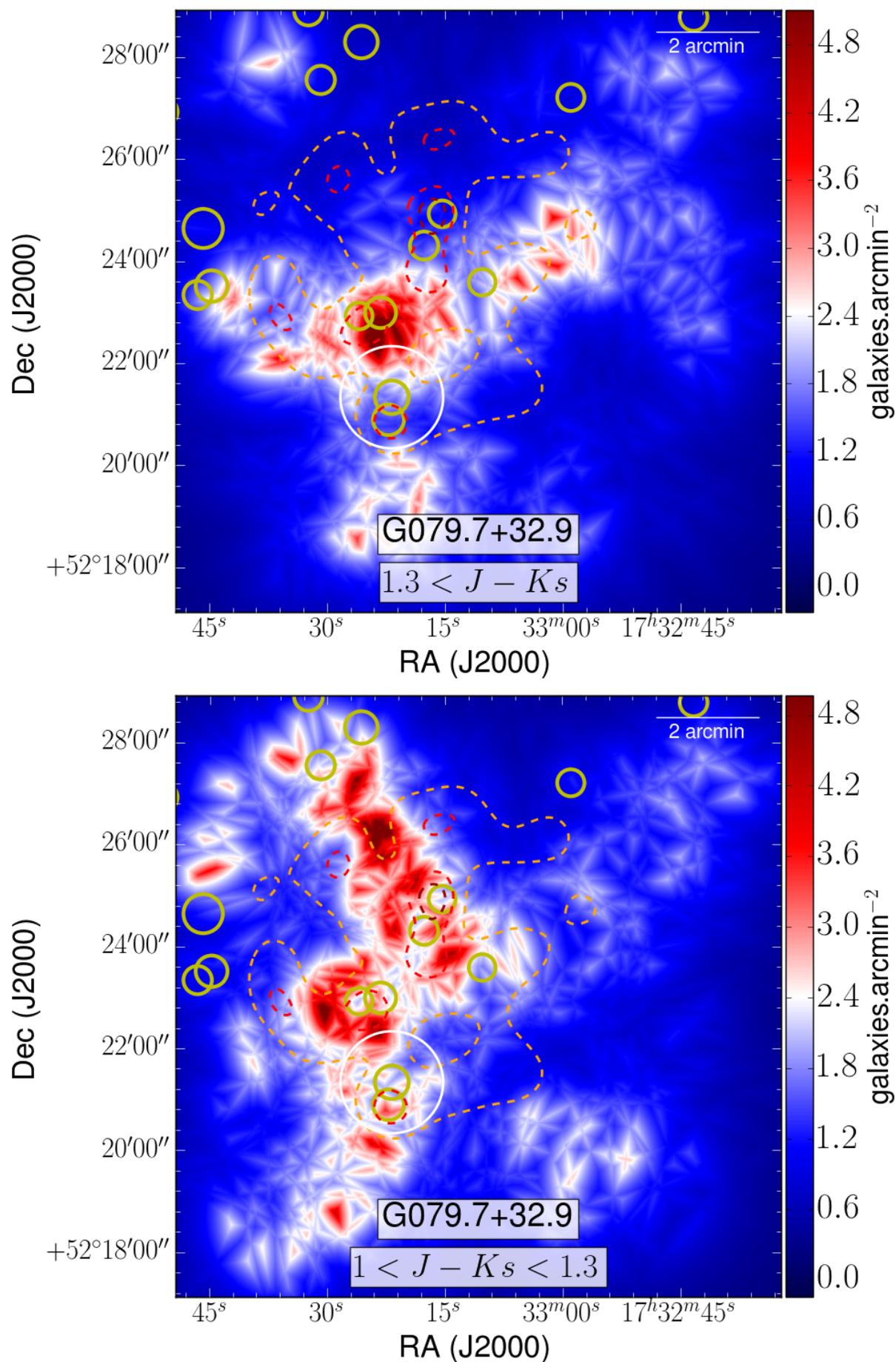


FIGURE A.72 – Cartes de densité ROI de G079 : red (haut) et org (bas)

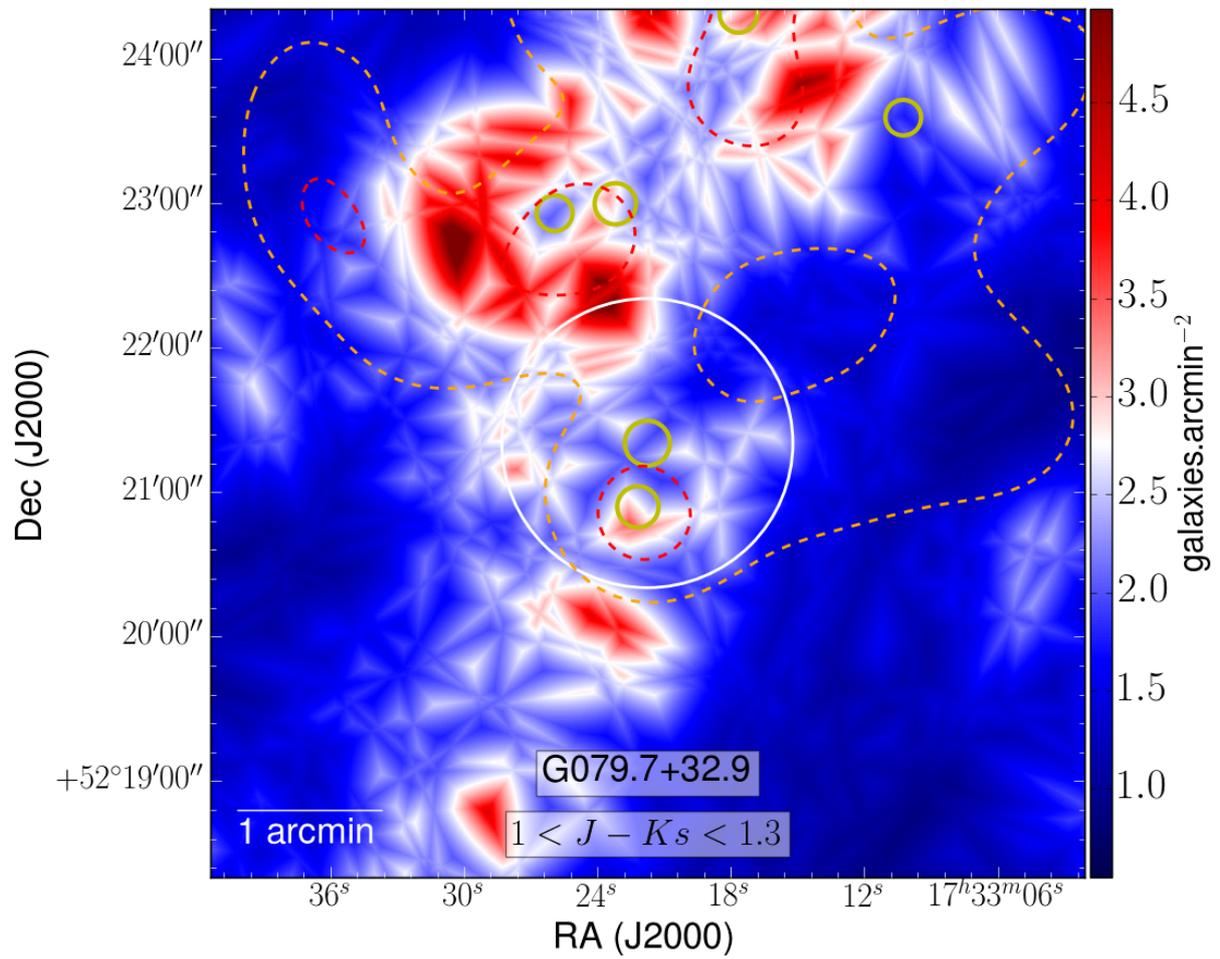
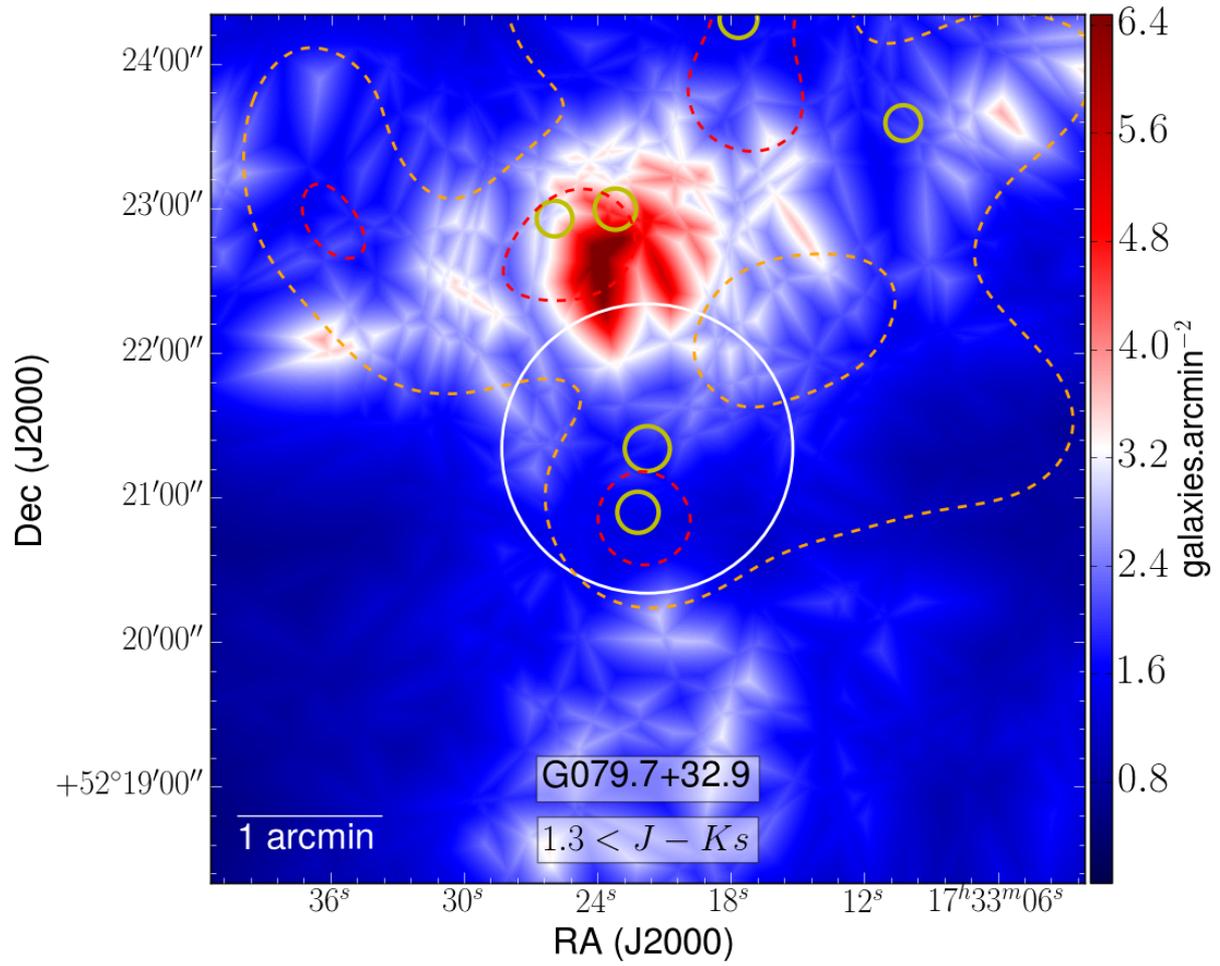


FIGURE A.73 – Cartes de densité larges de G079 : rog (haut) et blu (bas)

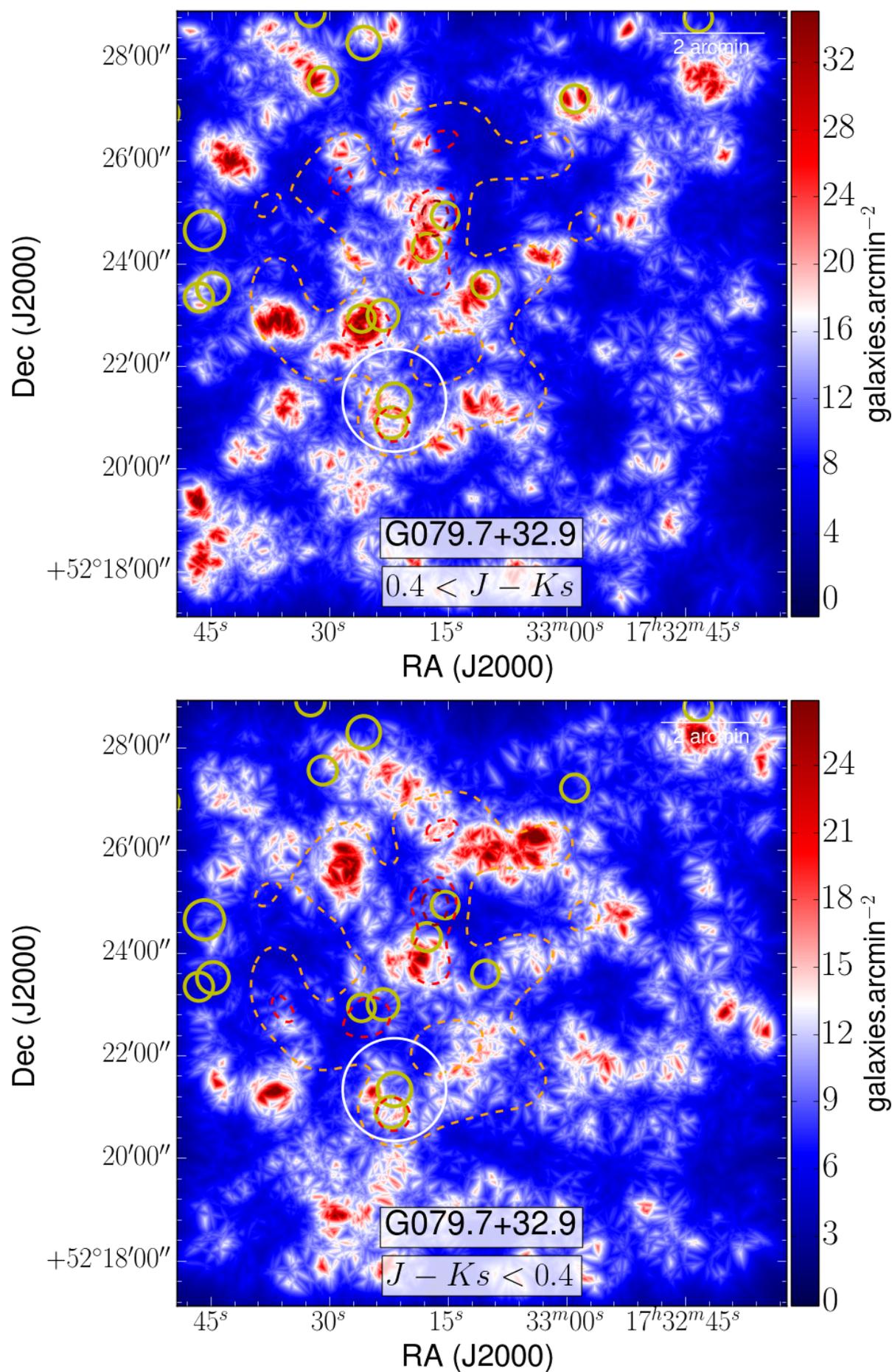


FIGURE A.74 – Cartes de densité ROI de G079 : rog (haut) et blu (bas)

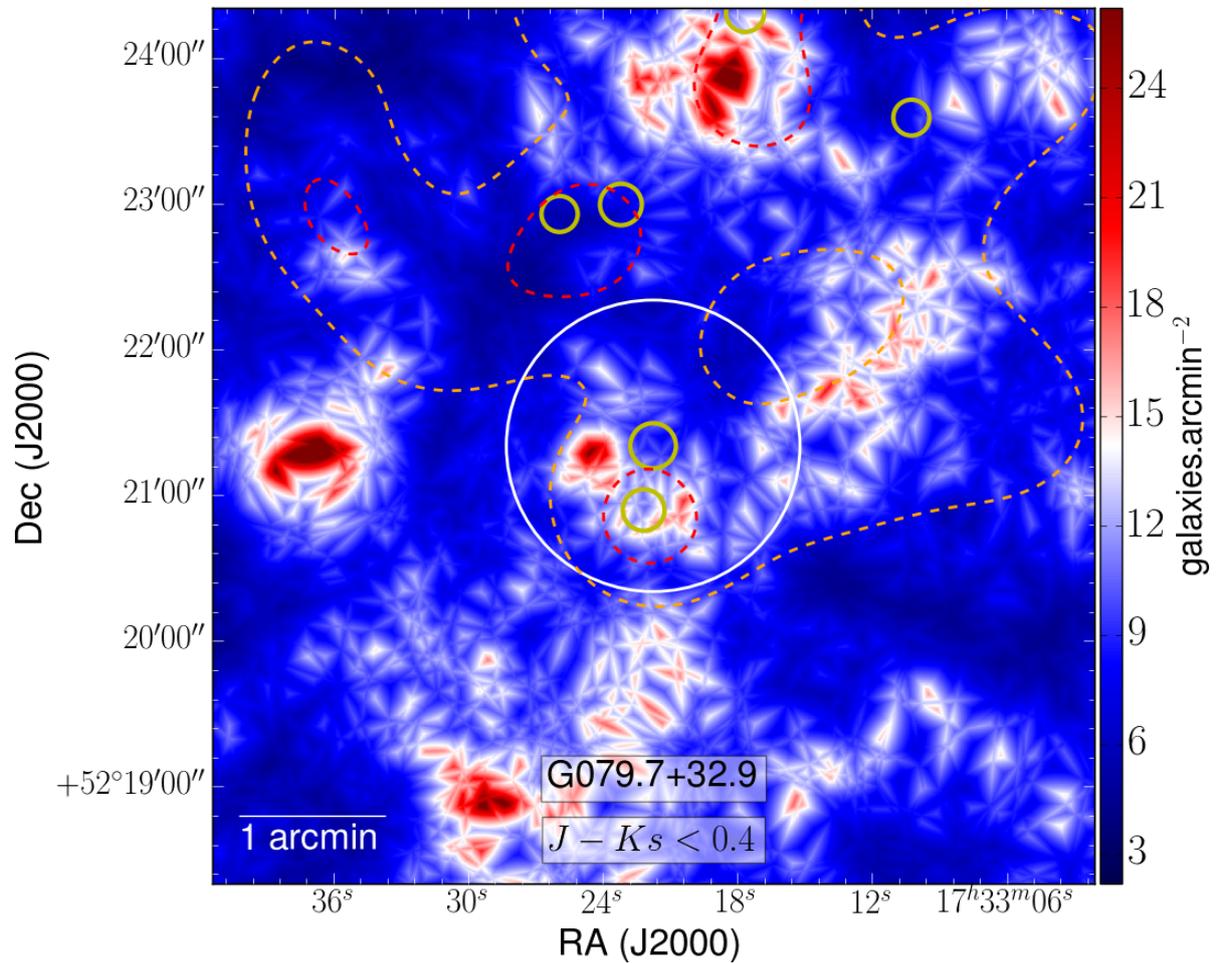
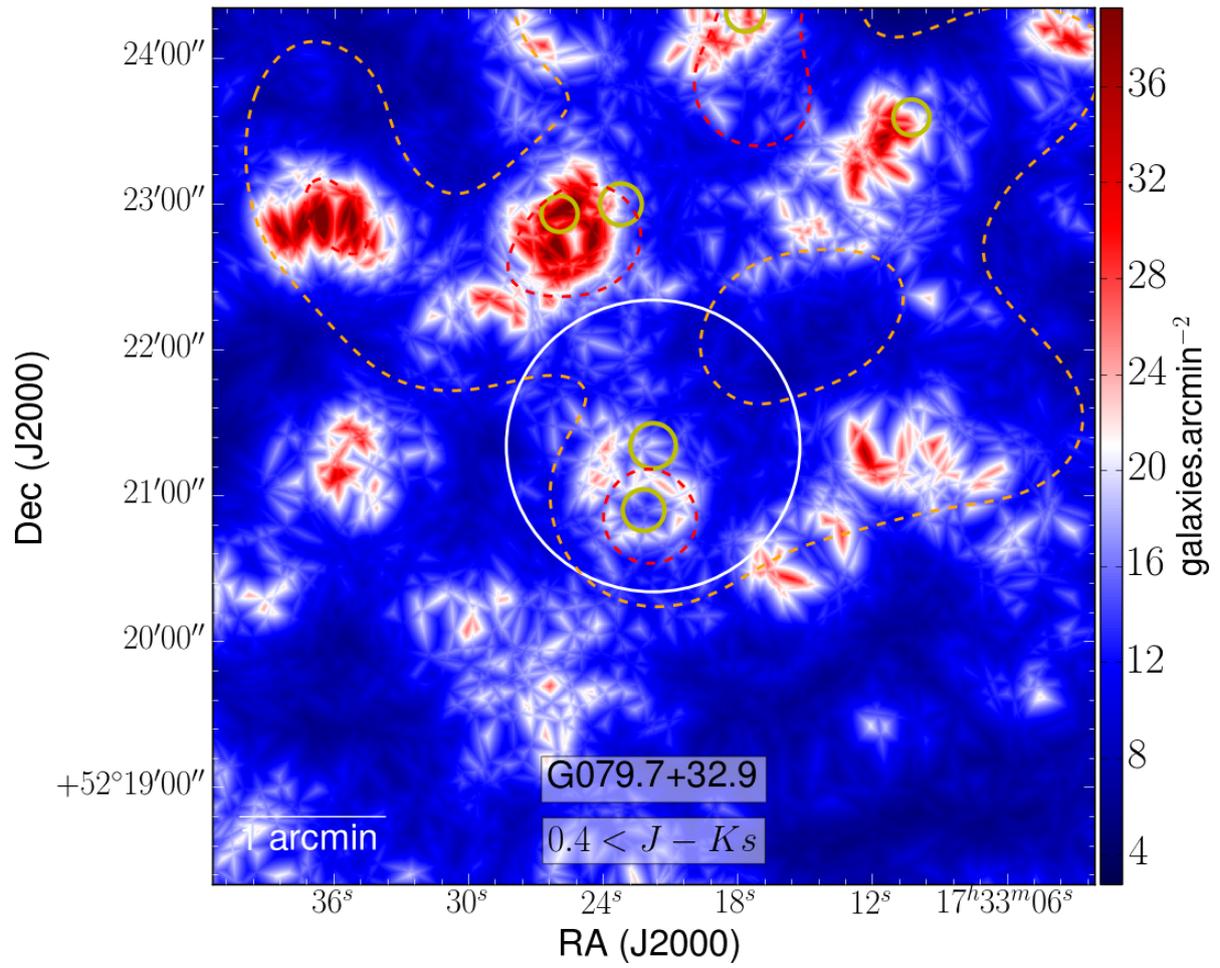


FIGURE A.75 – Cartes de densité larges de G079 : grn (haut) et ylw (bas)

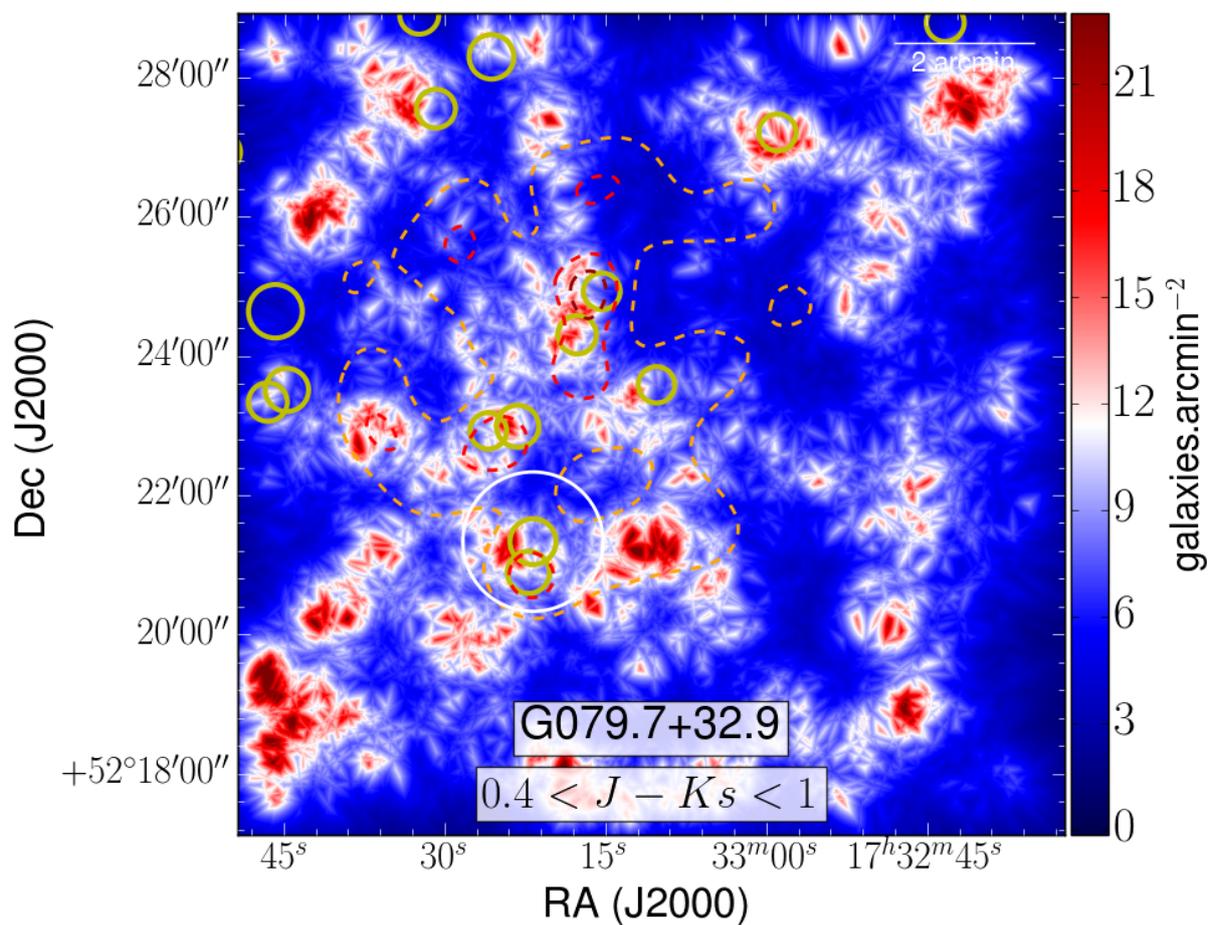
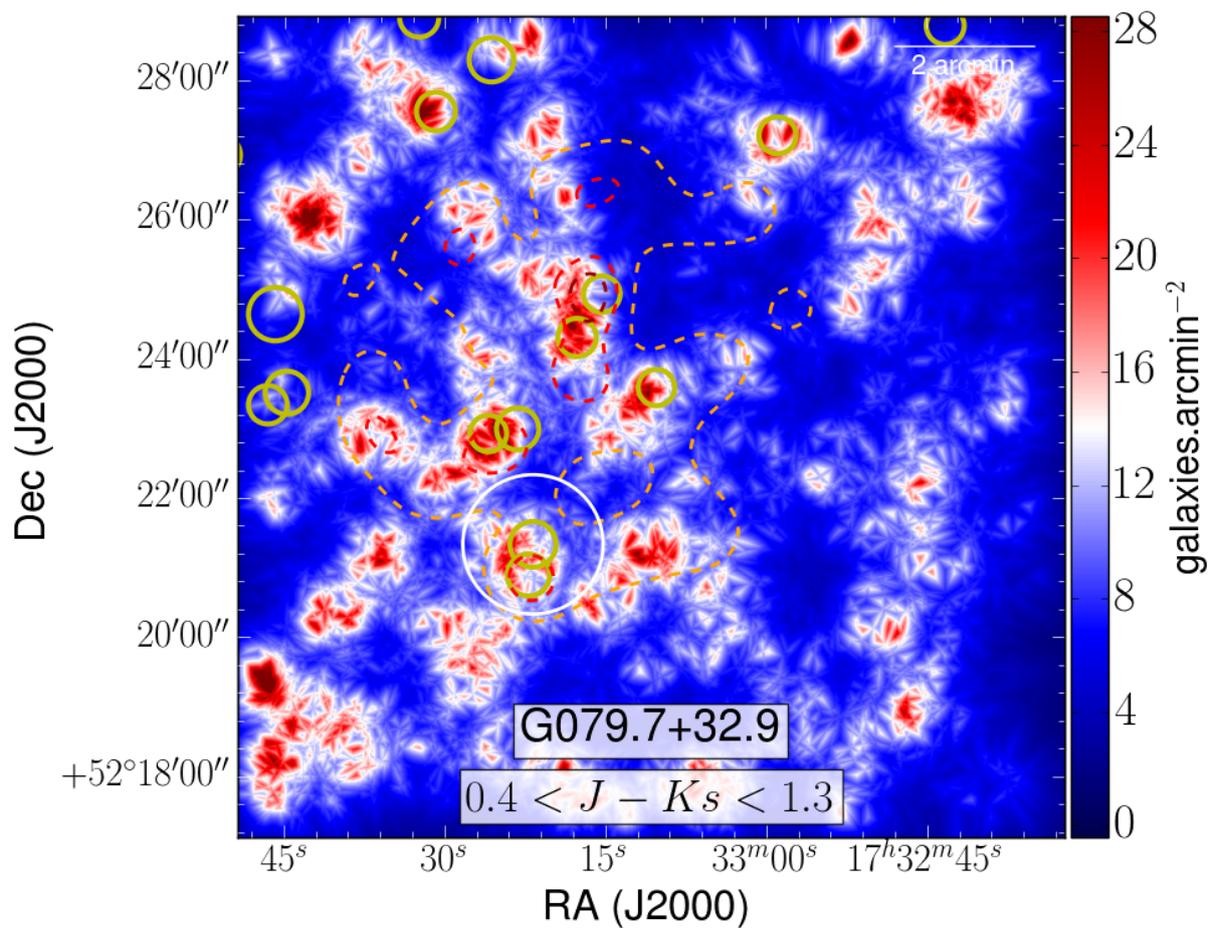


FIGURE A.76 – Cartes de densité ROI de G079 : grn (haut) et ylw (bas)

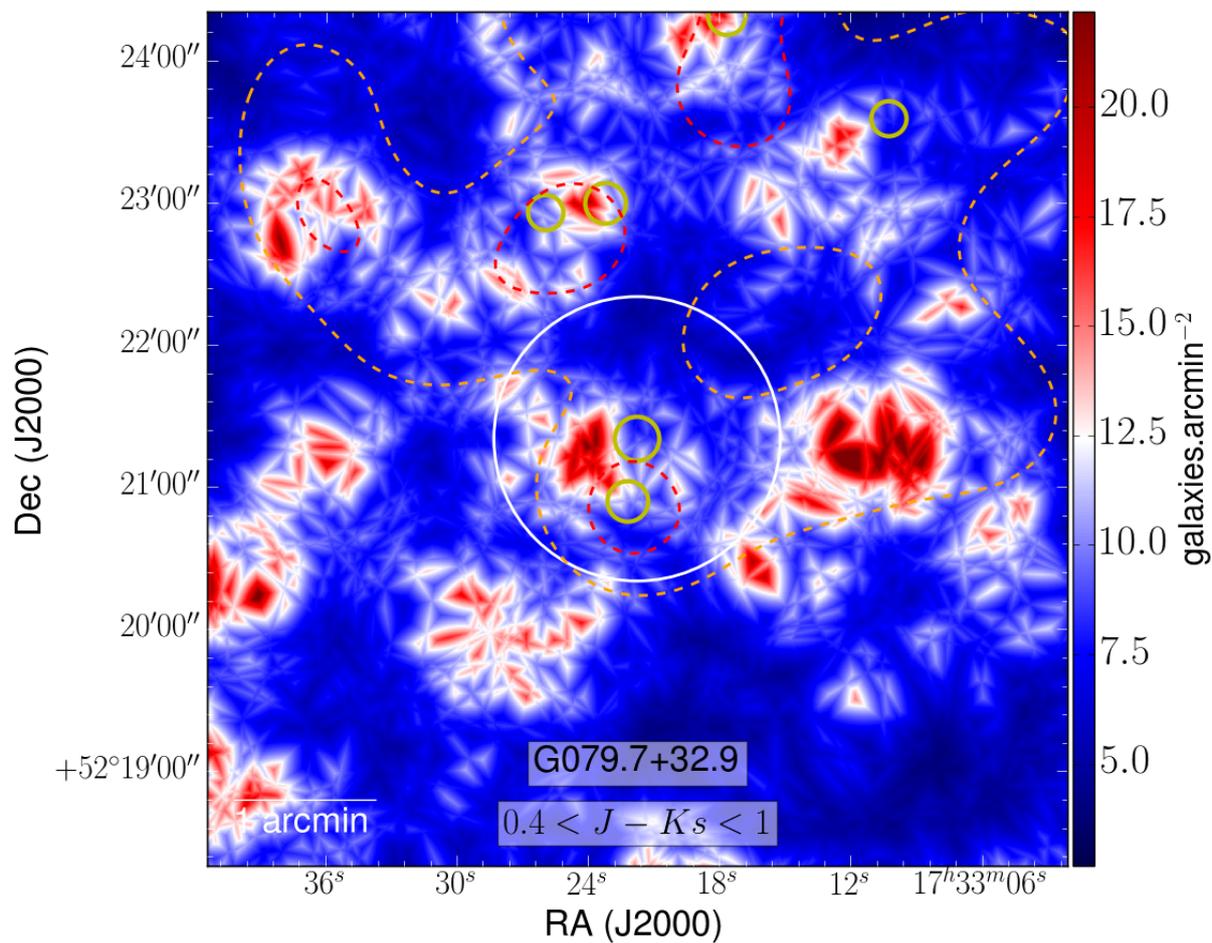
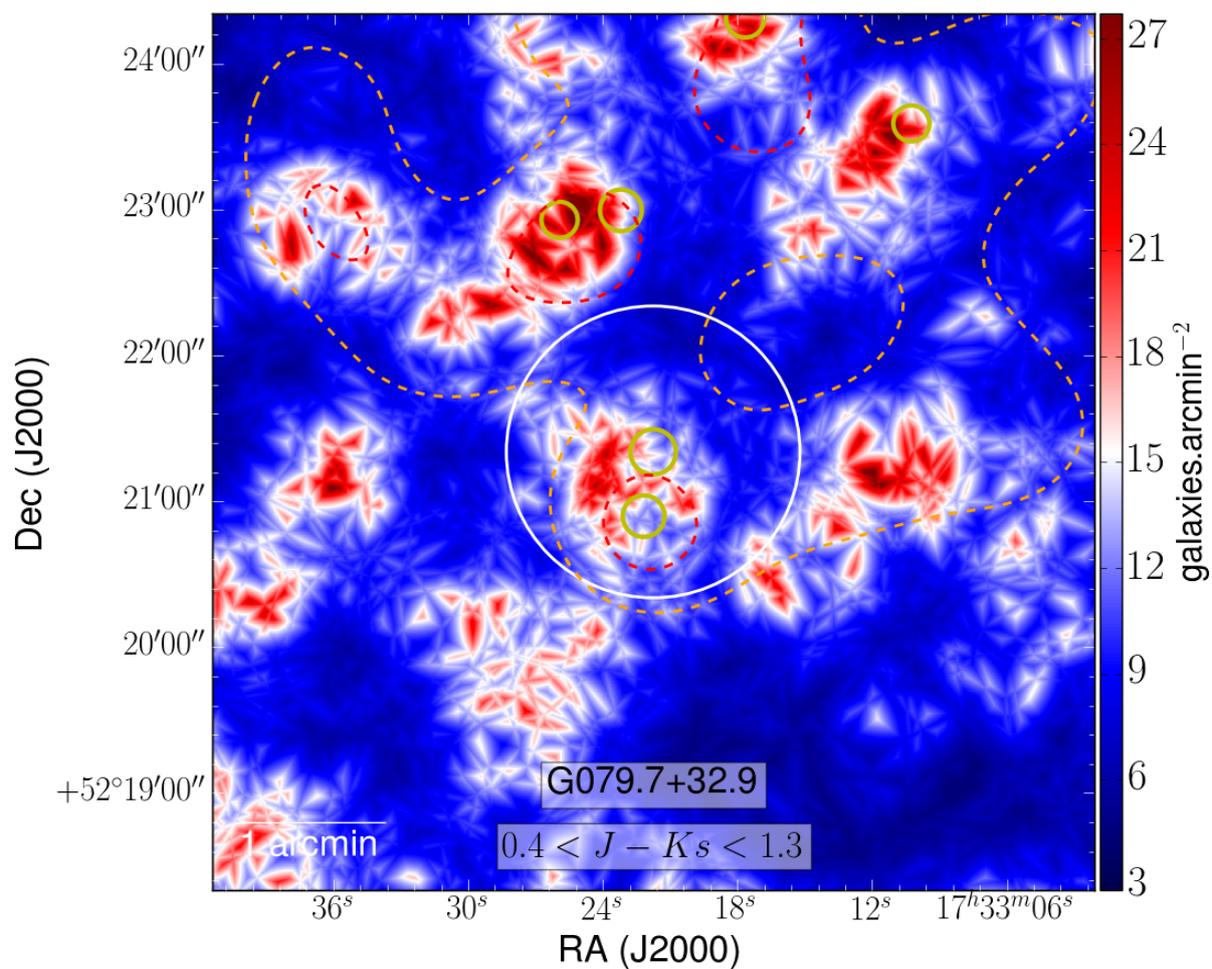


FIGURE A.77 – Cartes de densité larges de G091 : all (haut) et rao (bas)

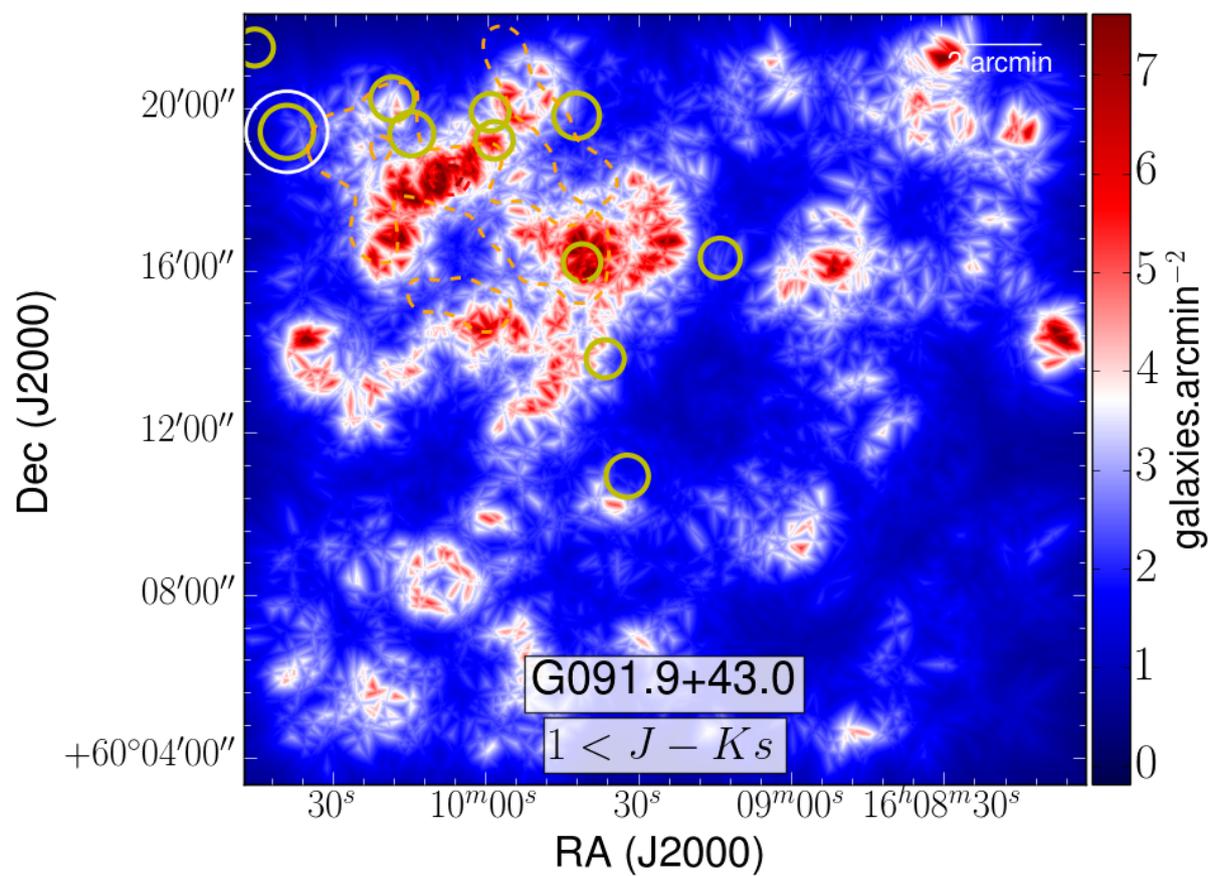
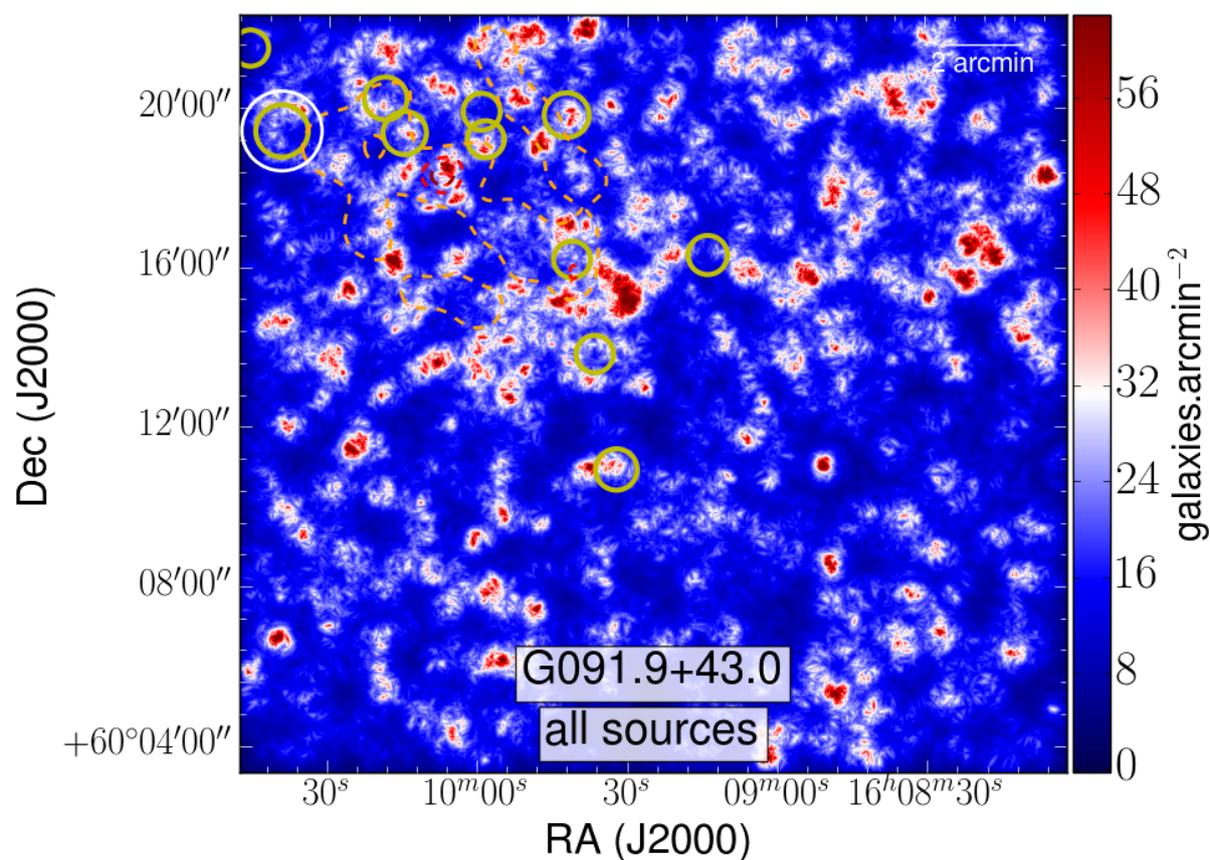


FIGURE A.78 – Cartes de densité ROI de G091 : all (haut) et rao (bas)

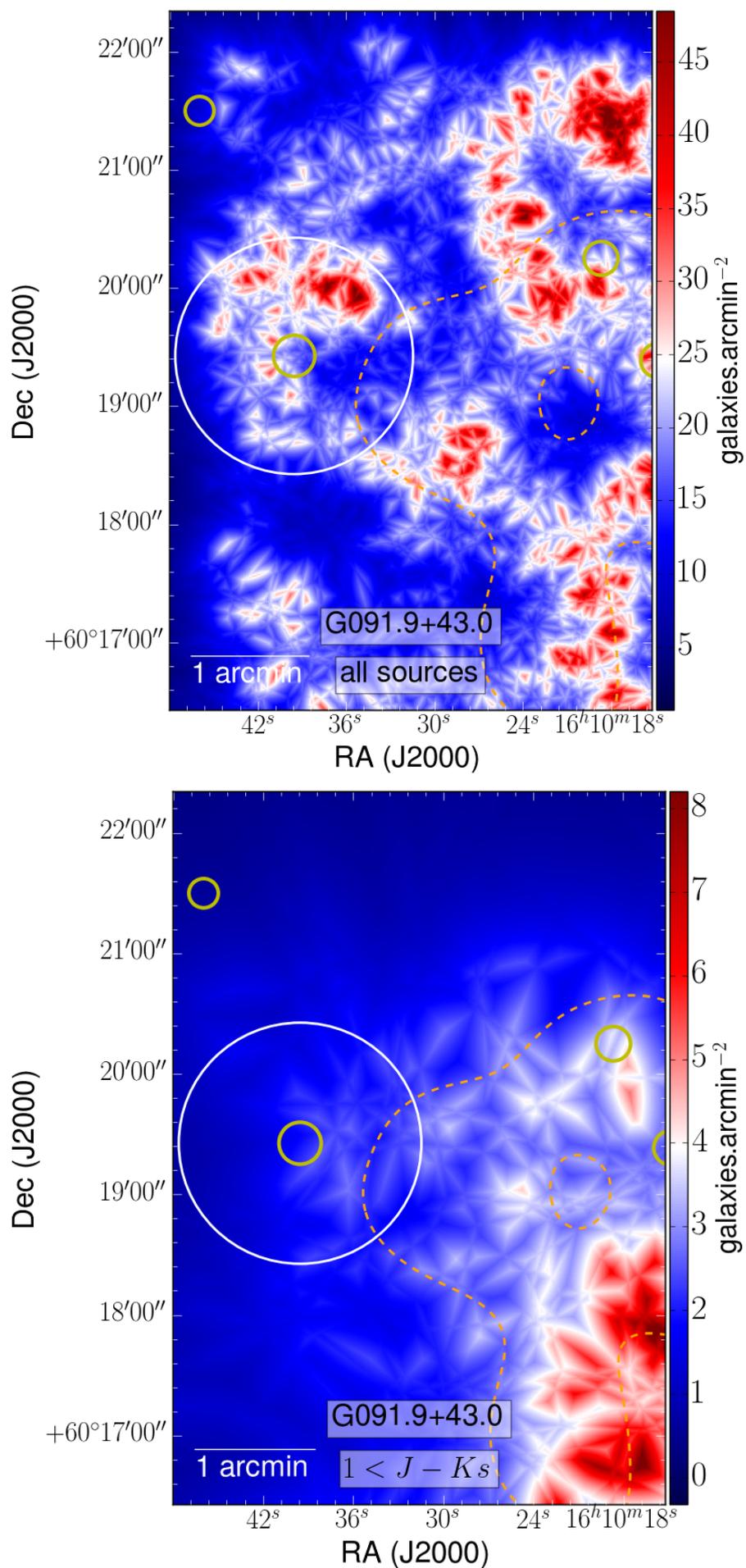


FIGURE A.79 – Cartes de densité larges de G091 : red (haut) et org (bas)

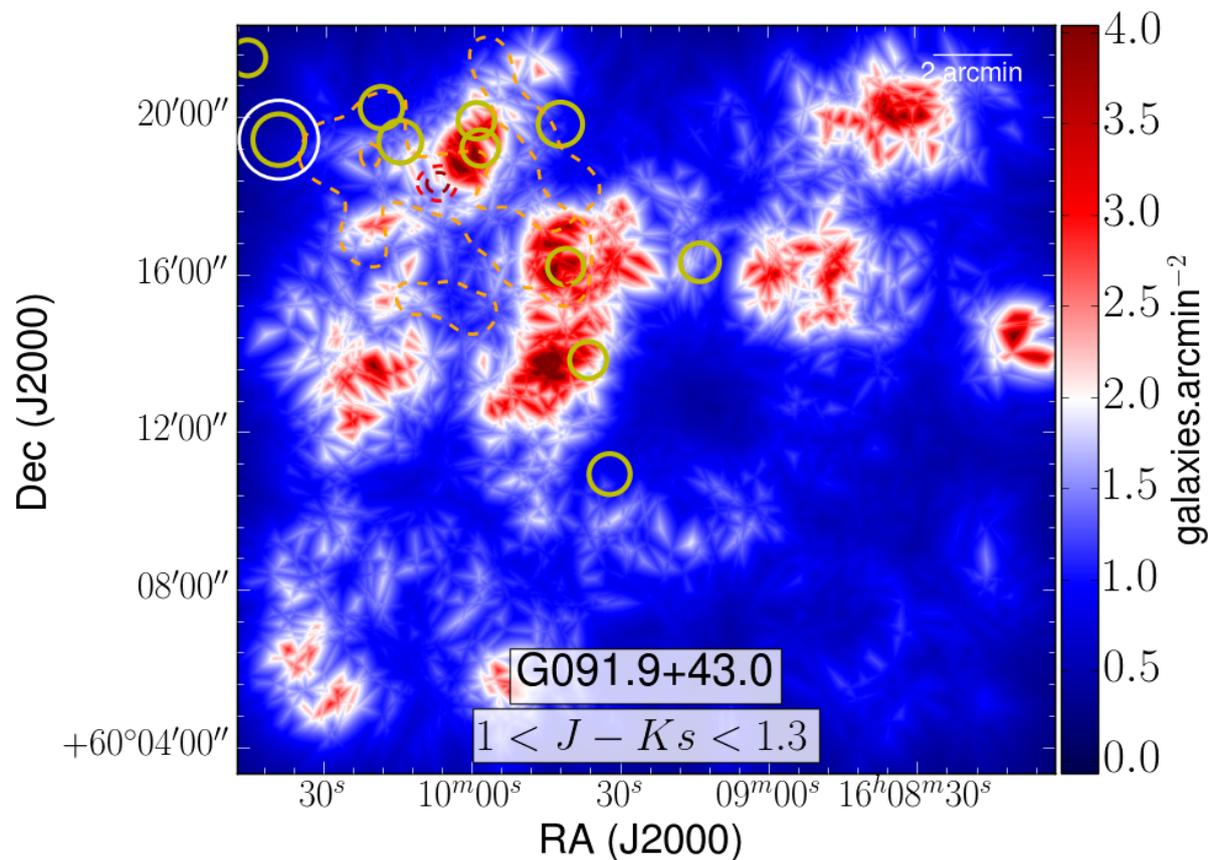
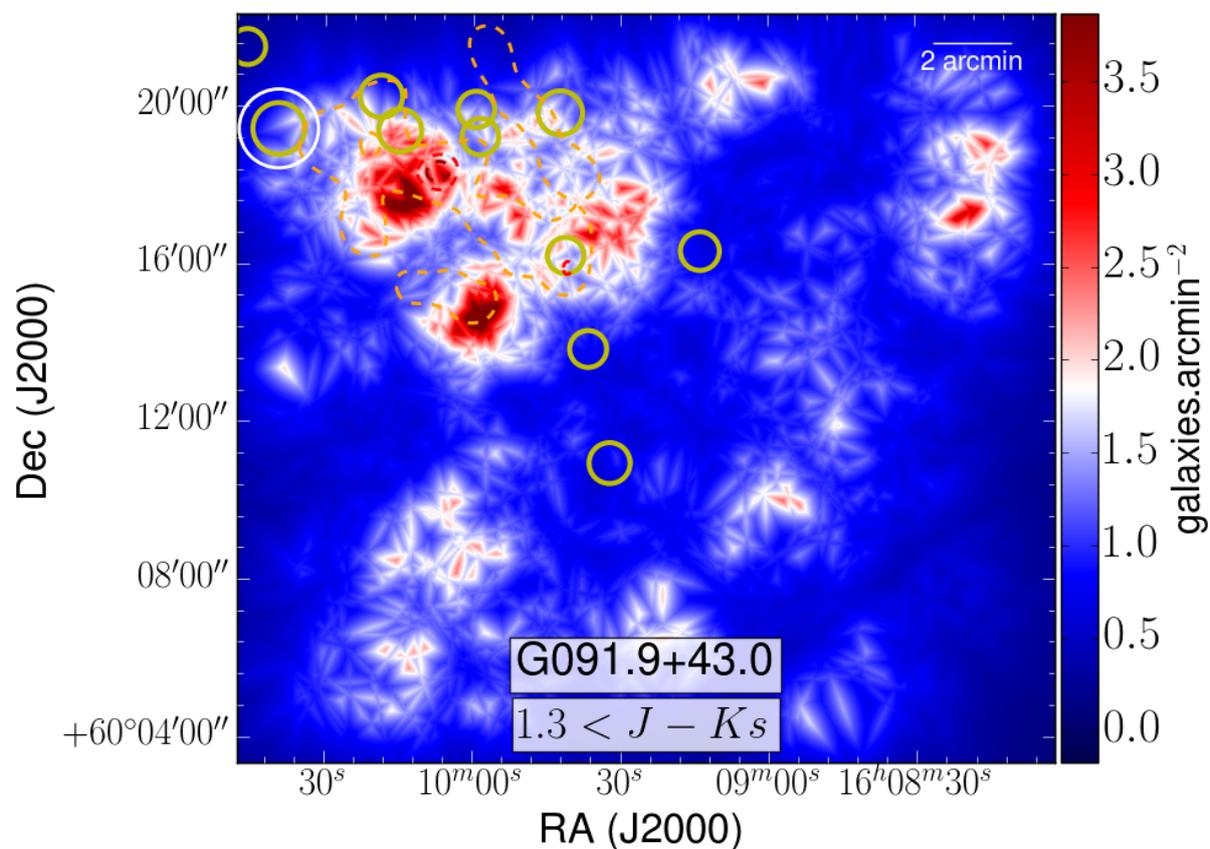


FIGURE A.80 – Cartes de densité ROI de G091 : red (haut) et org (bas)

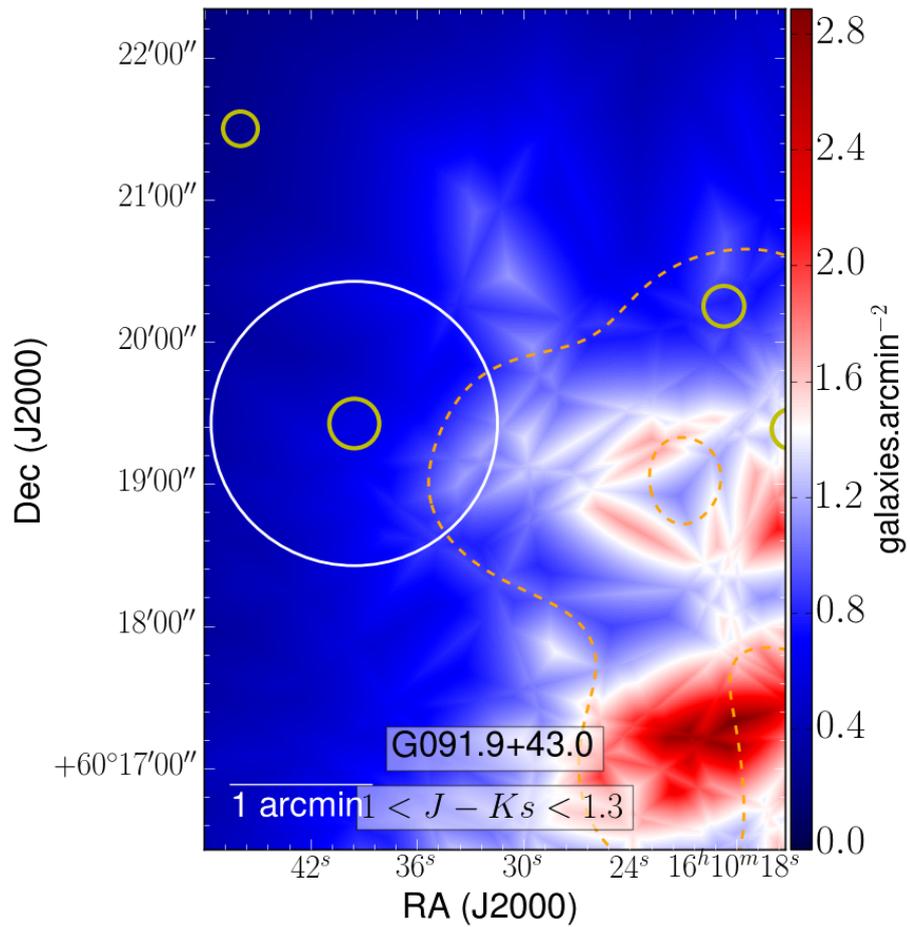
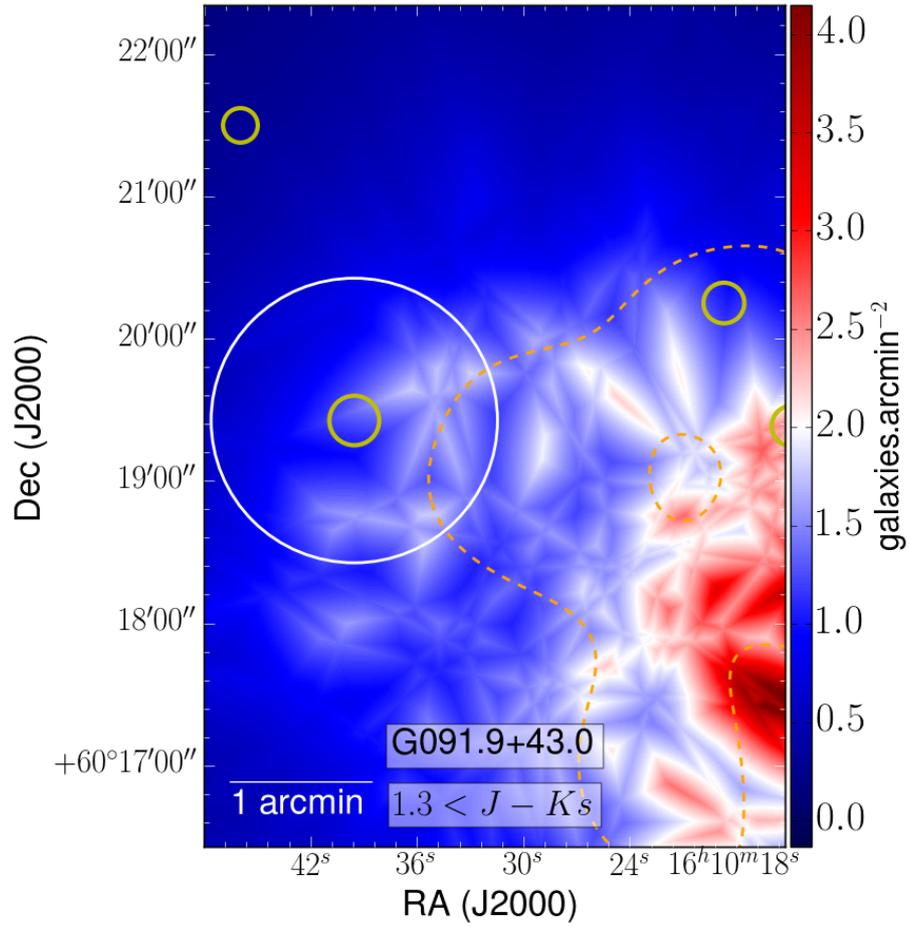


FIGURE A.81 – Cartes de densité larges de G091 : rog (haut) et blu (bas)

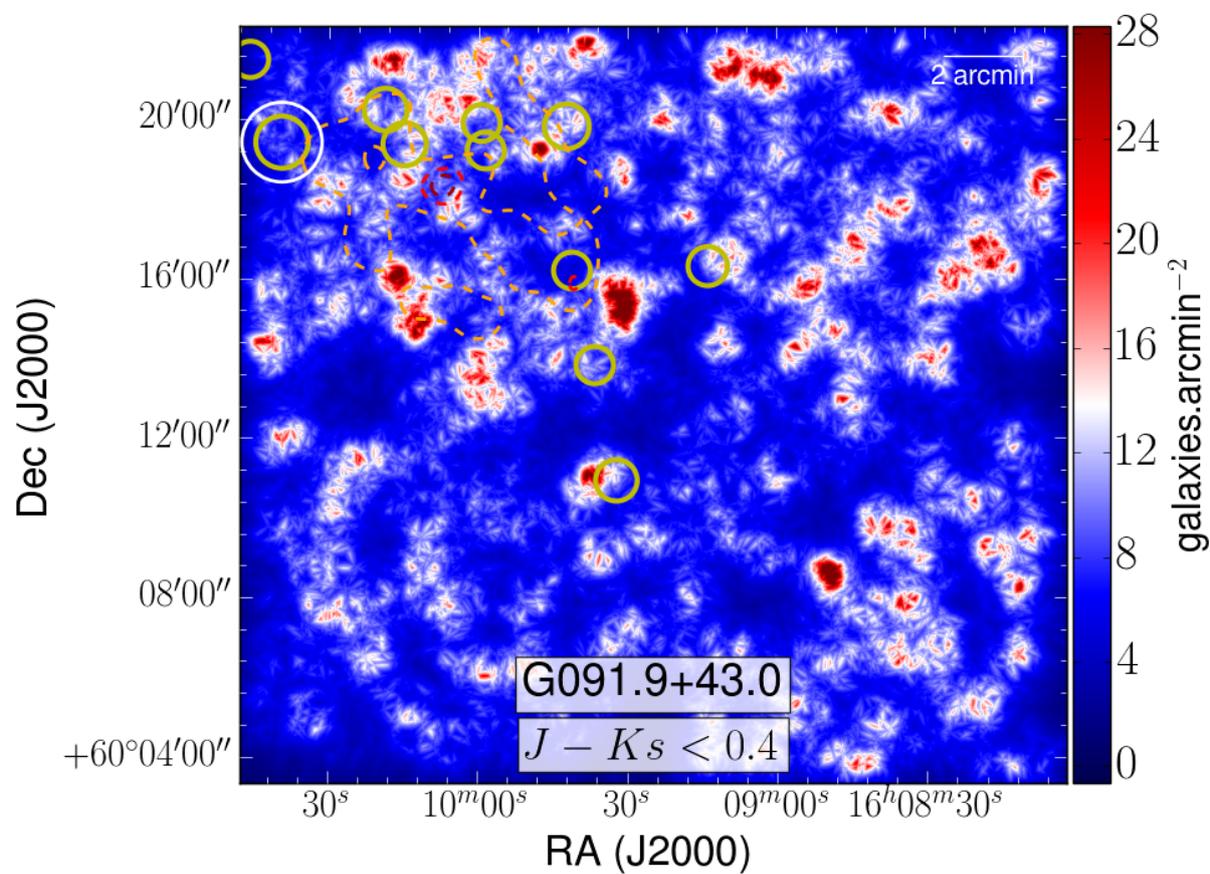
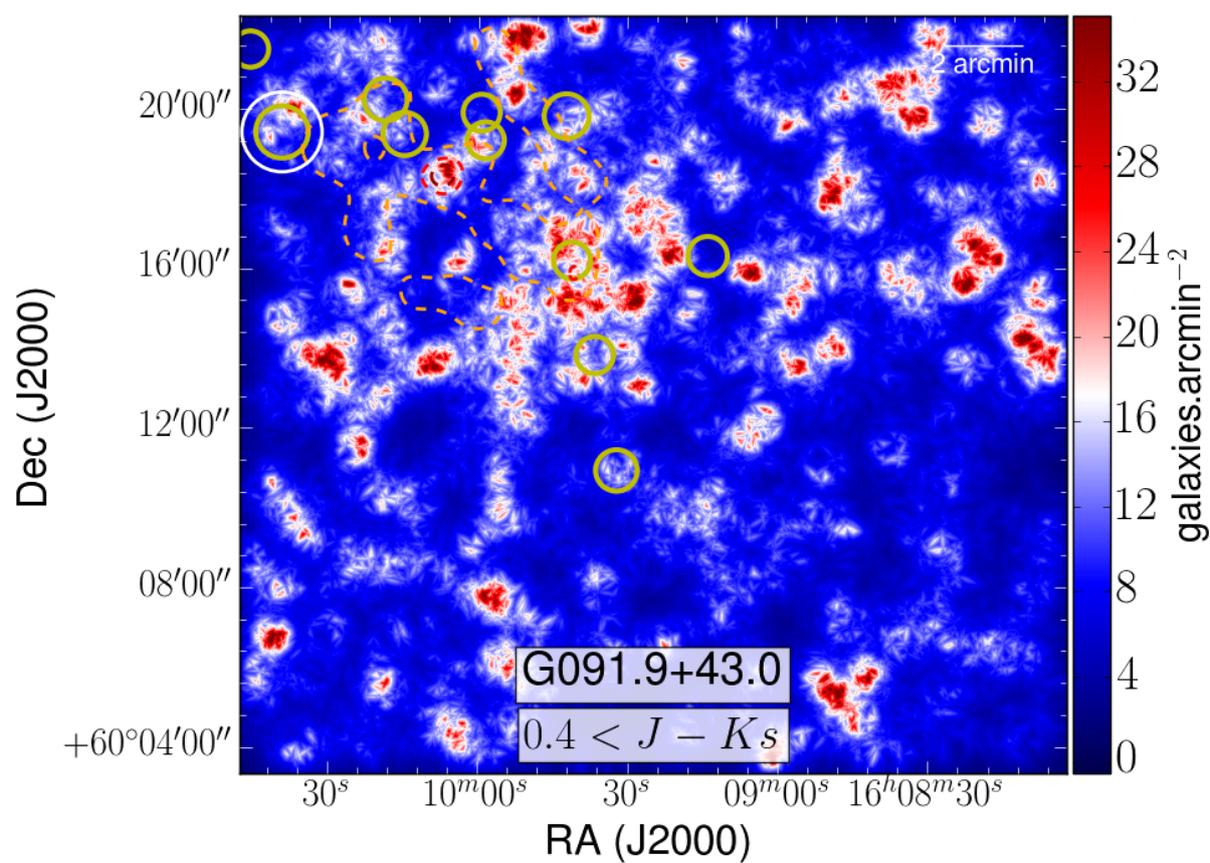


FIGURE A.82 – Cartes de densité ROI de G091 : rog (haut) et blu (bas)

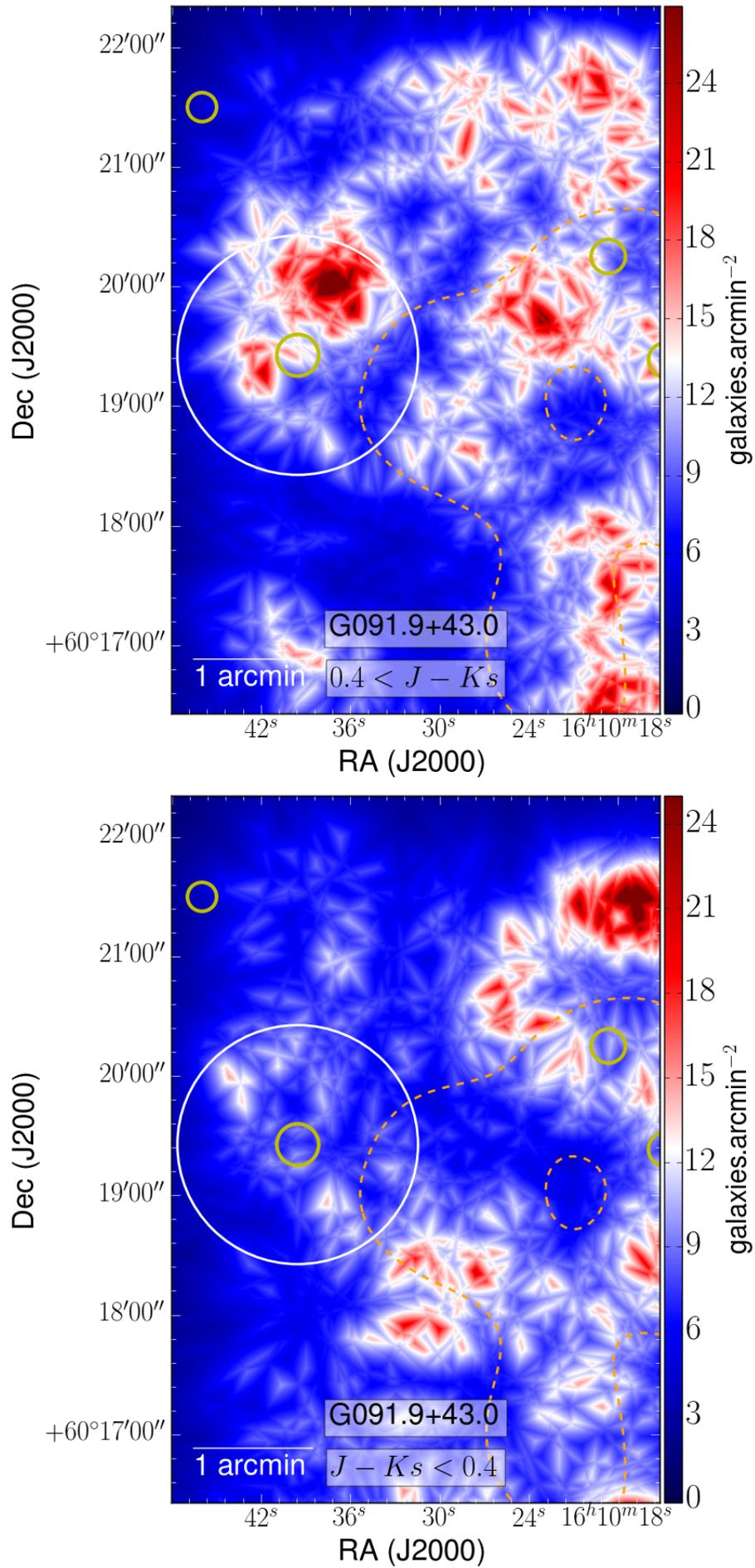


FIGURE A.83 – Cartes de densité larges de G091 : grn (haut) et ylw (bas)

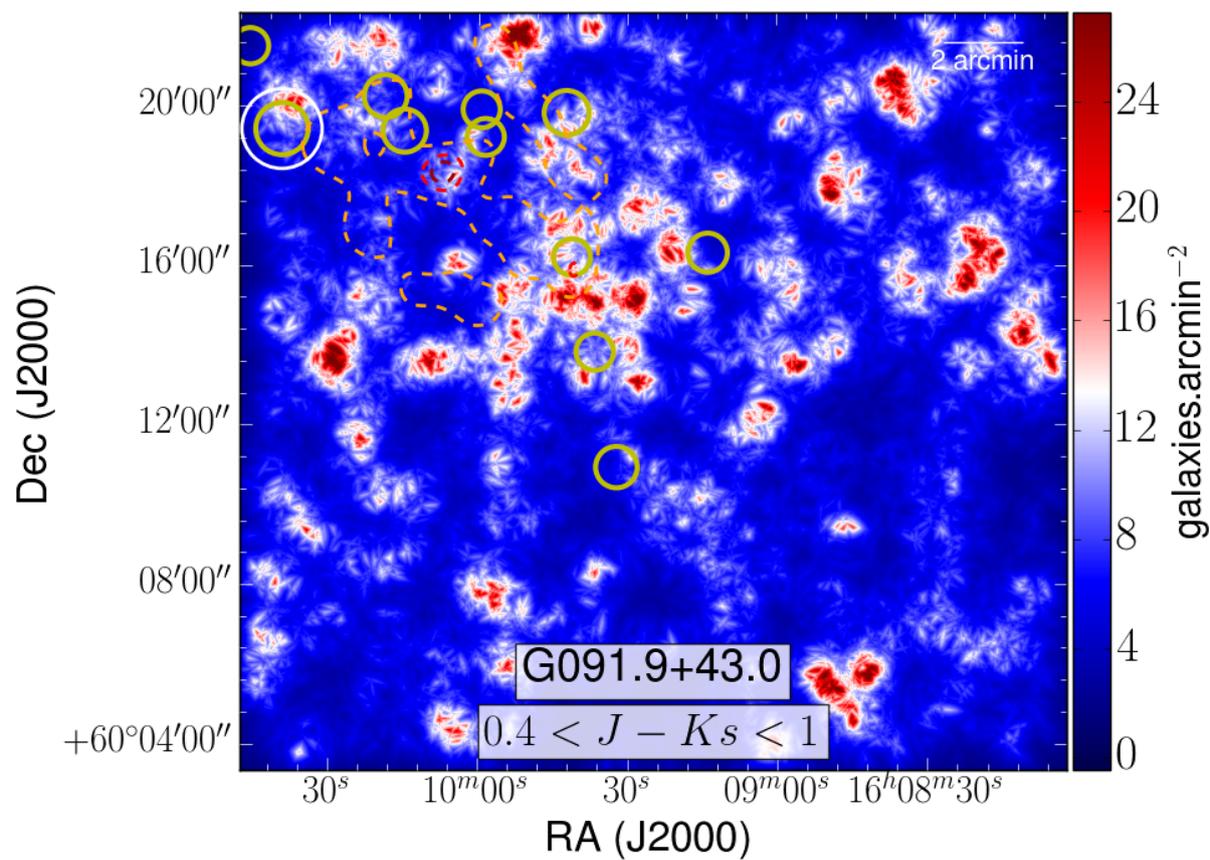
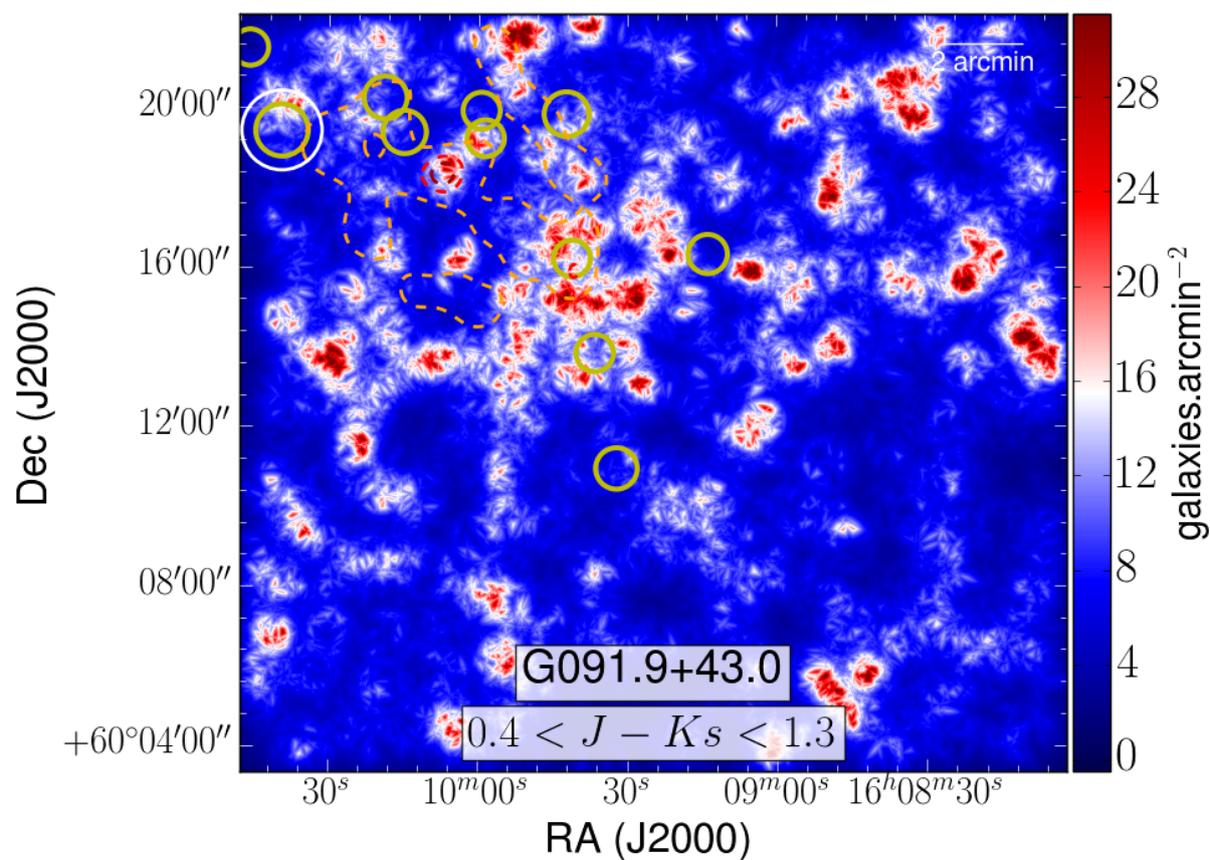


FIGURE A.84 – Cartes de densité ROI de G091 : grn (haut) et ylw (bas)

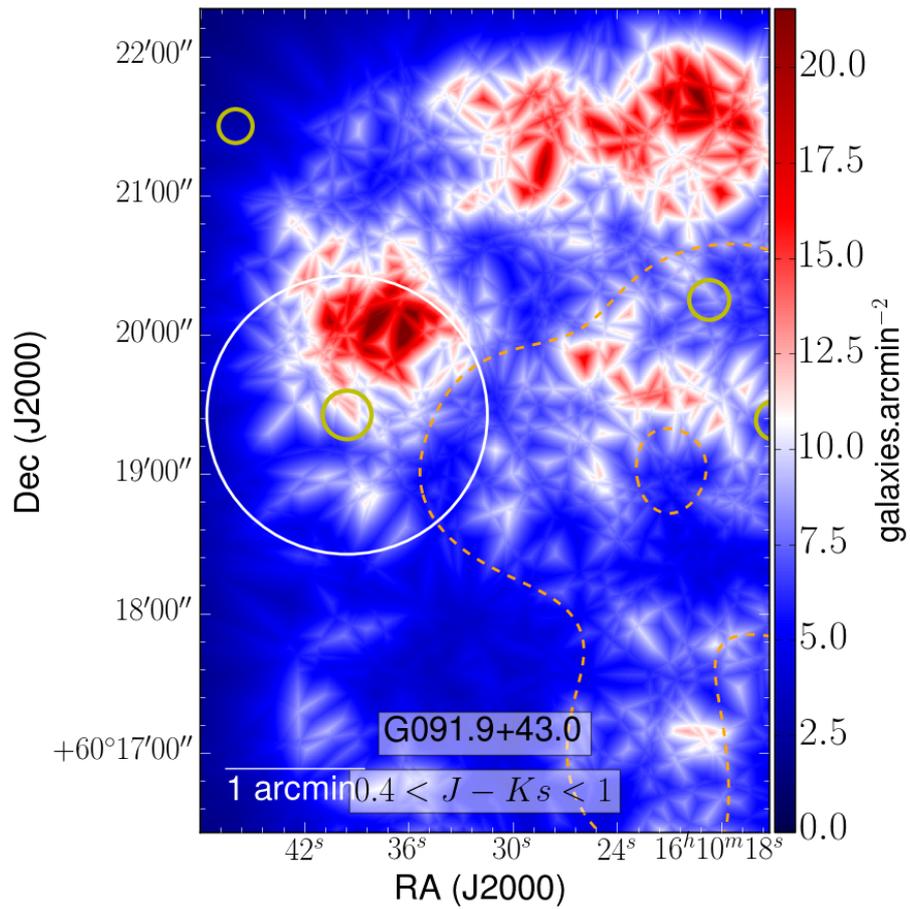
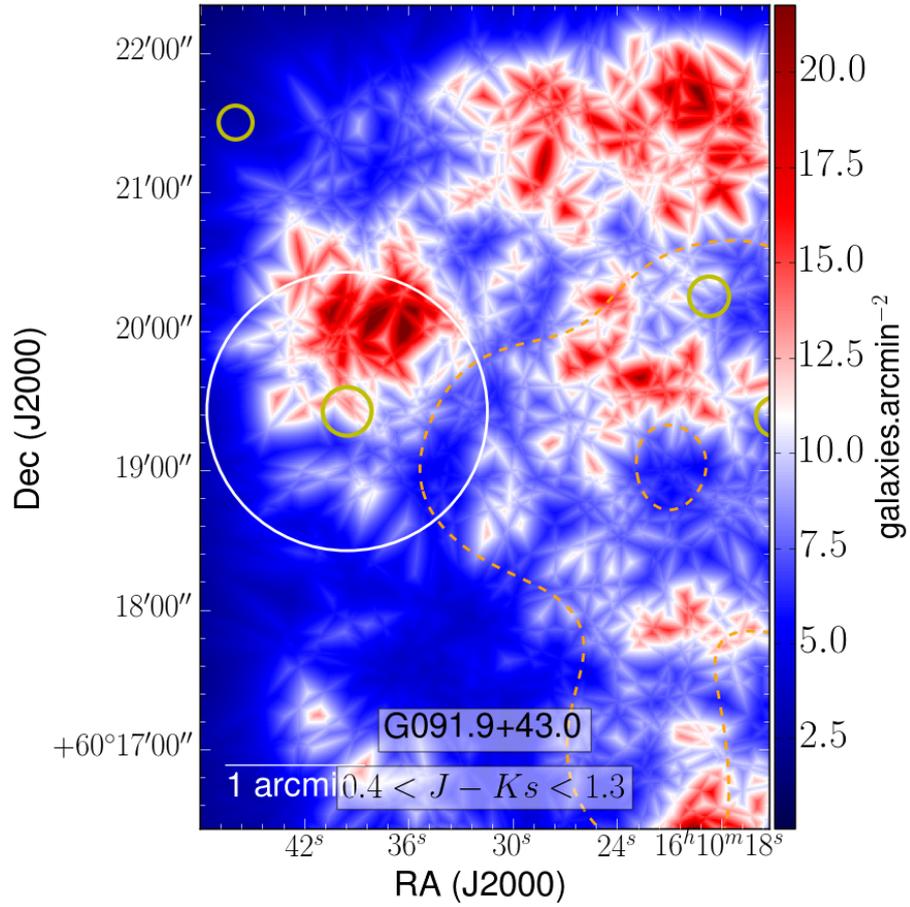


FIGURE A.85 – Cartes de densité larges de G101 : all (haut) et rao (bas)

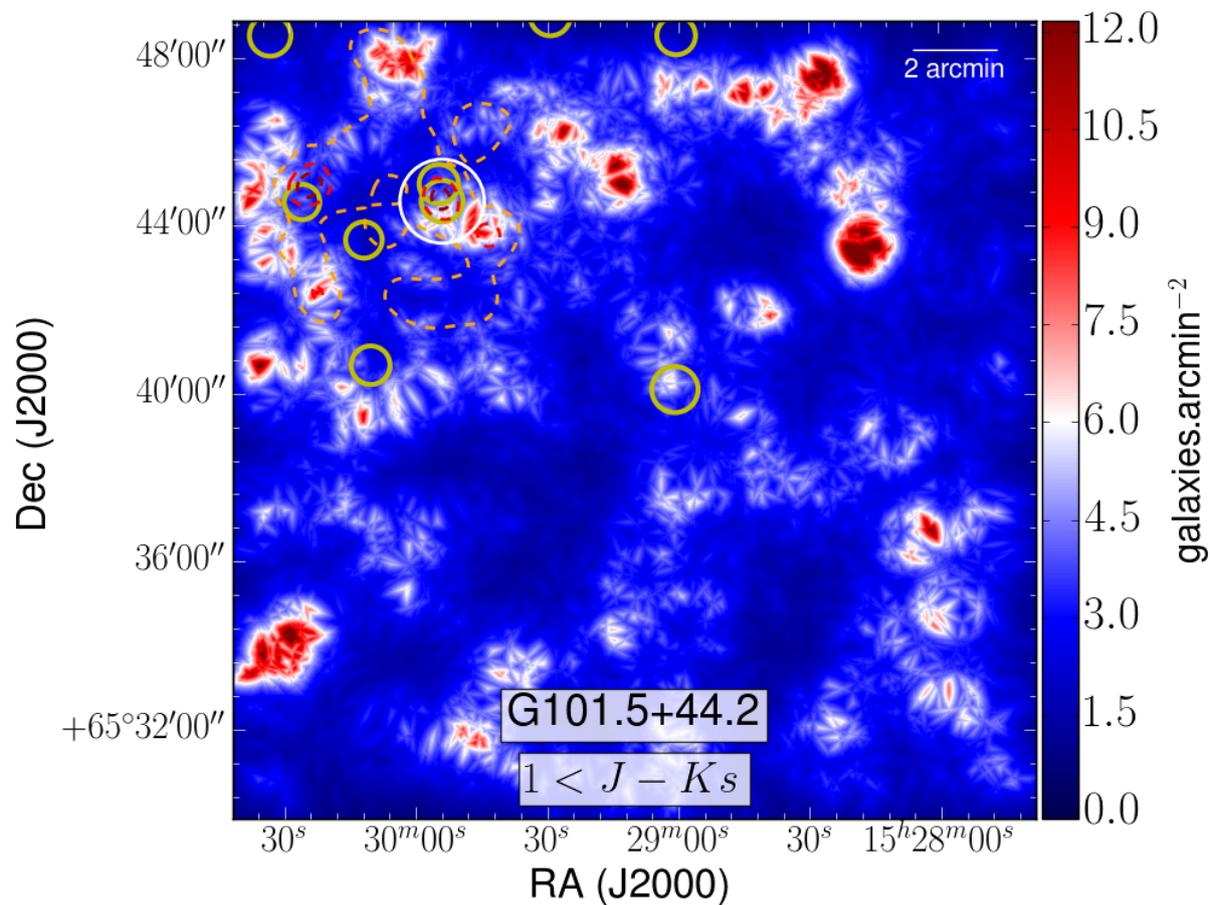
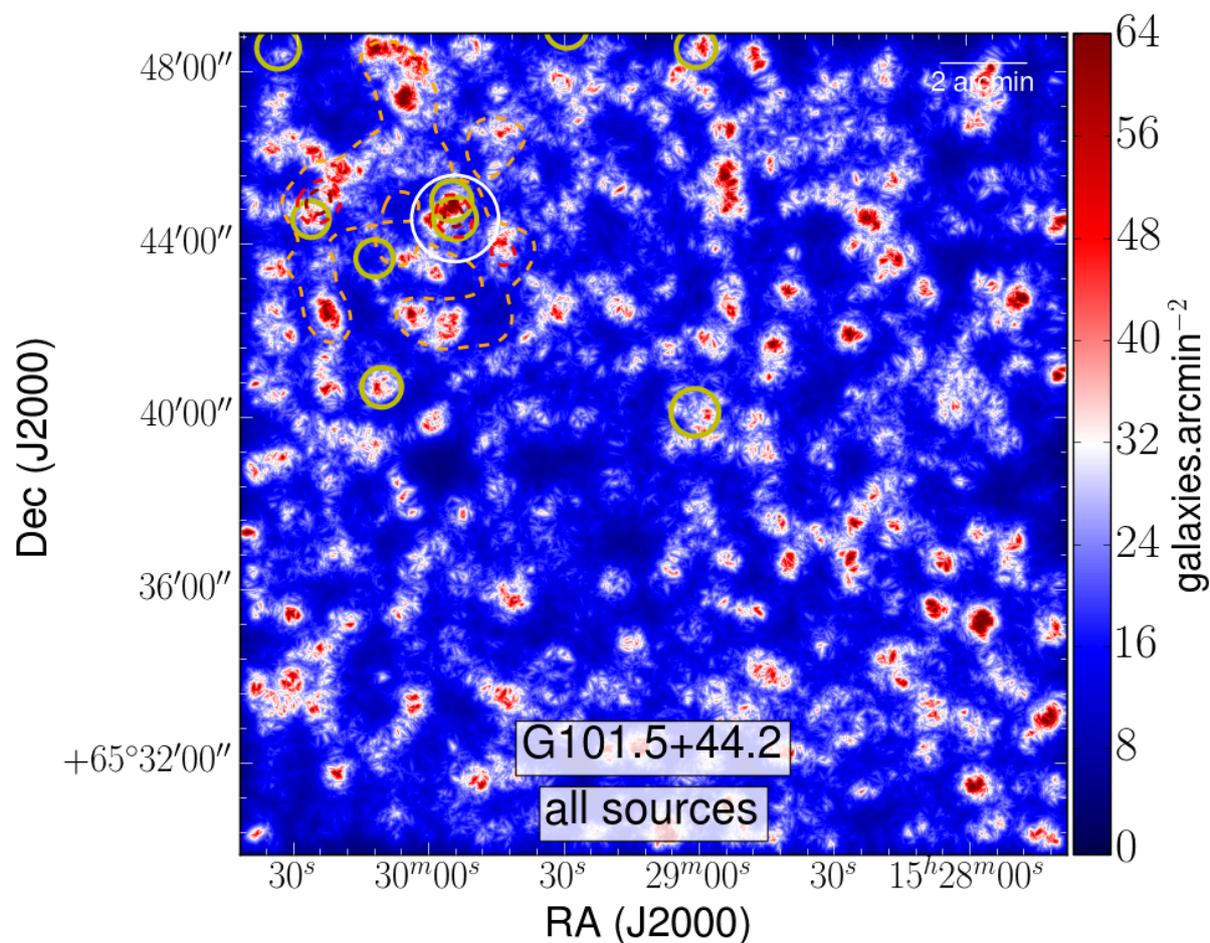


FIGURE A.86 – Cartes de densité ROI de G101 : all (haut) et rao (bas)

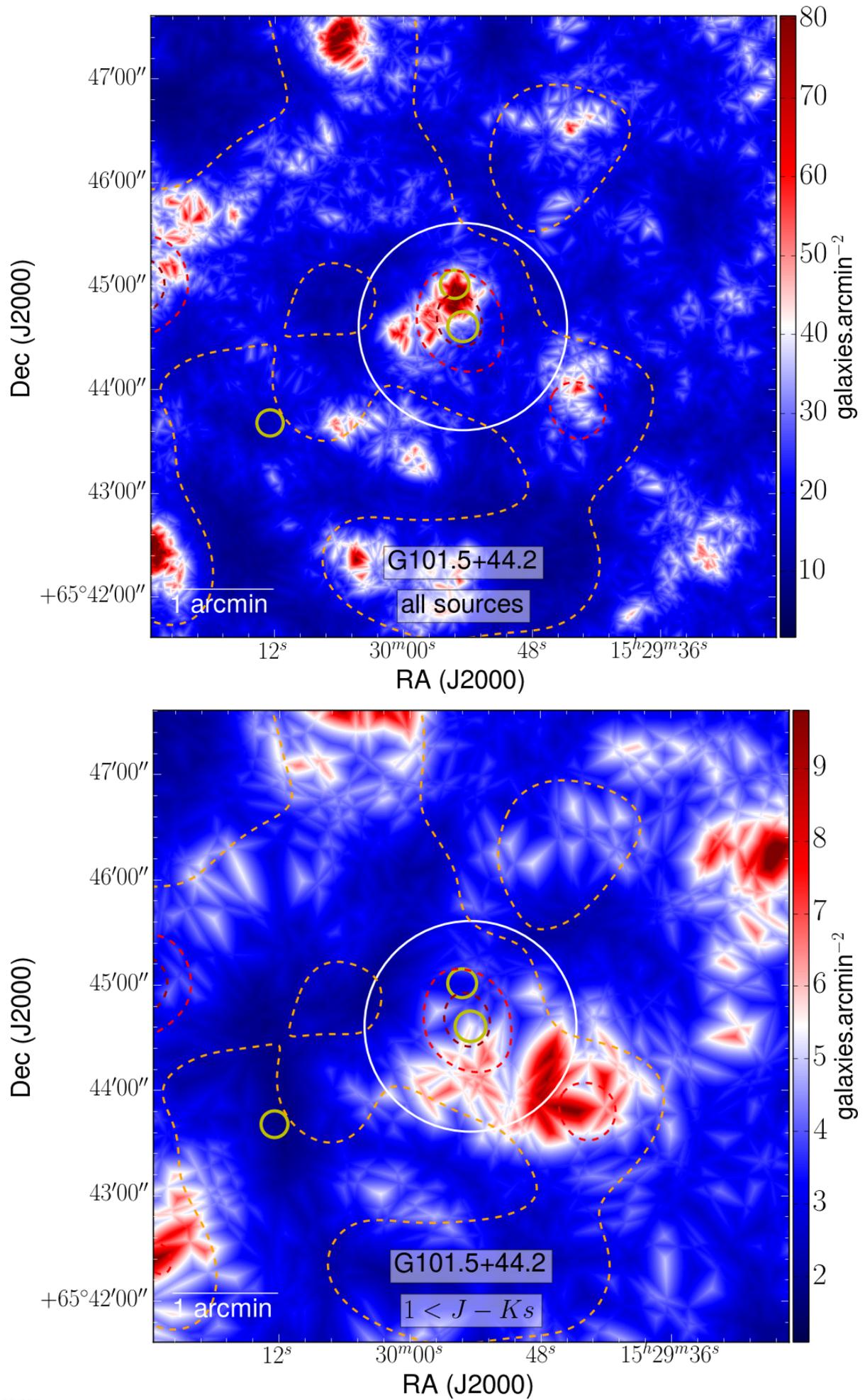


FIGURE A.87 – Cartes de densité larges de G101 : red (haut) et org (bas)

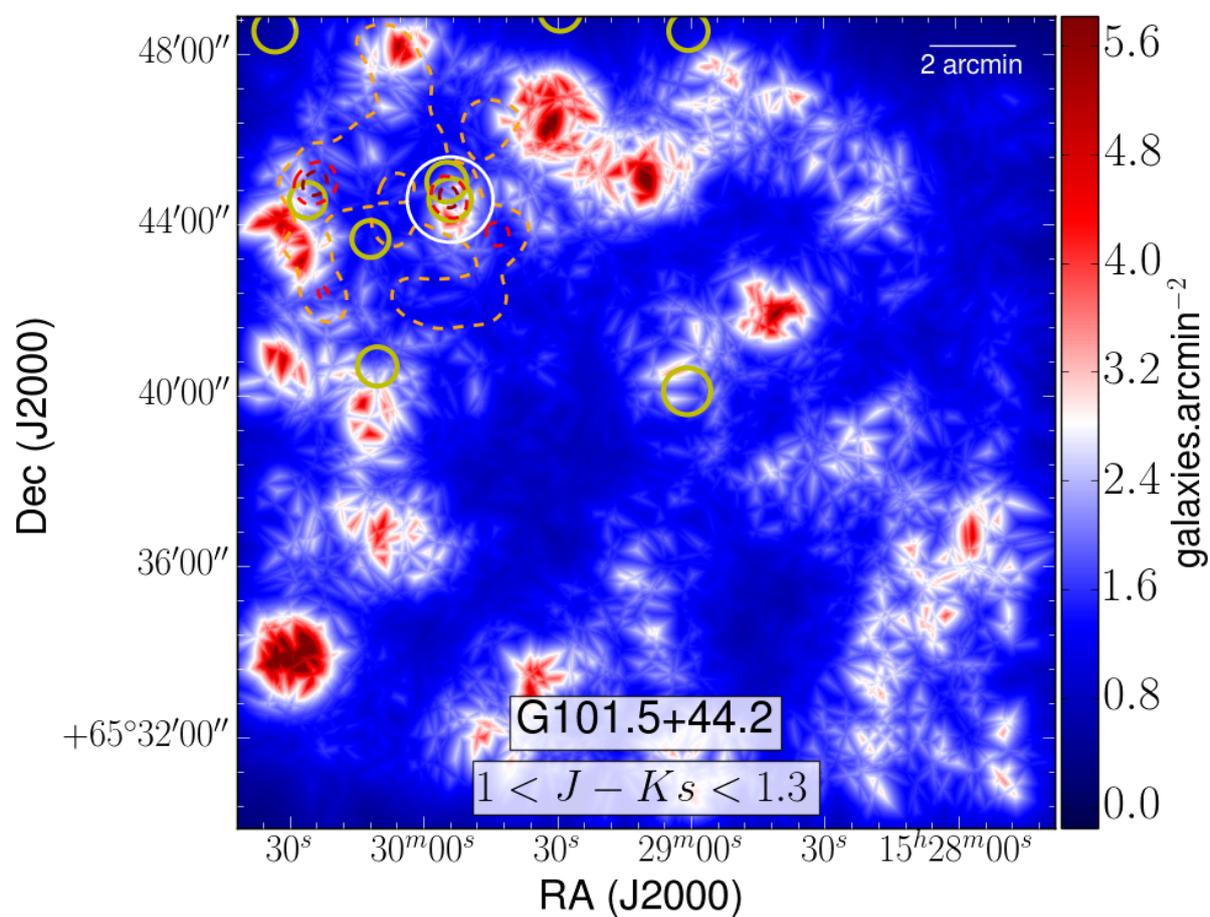
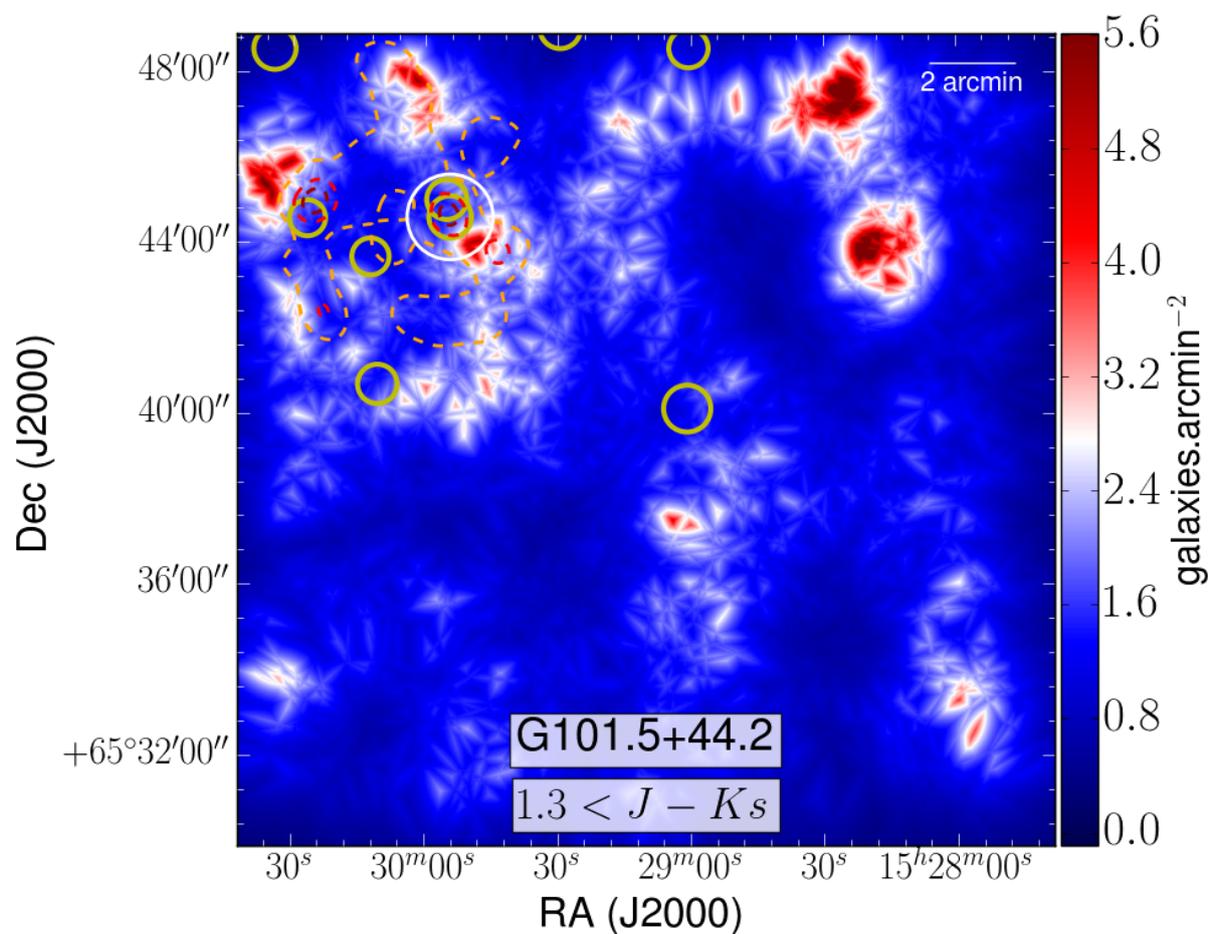


FIGURE A.88 – Cartes de densité ROI de G101 : red (haut) et org (bas)

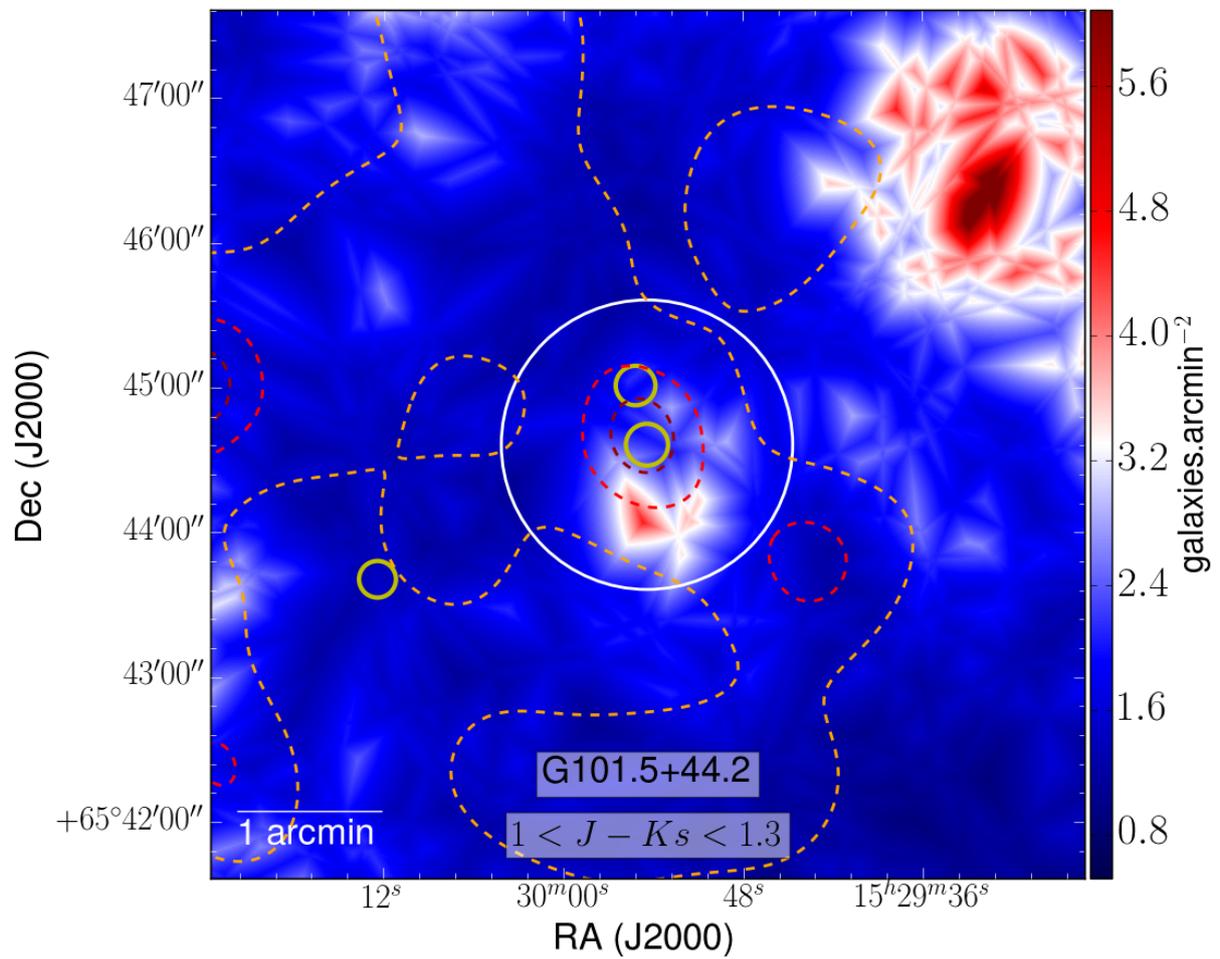
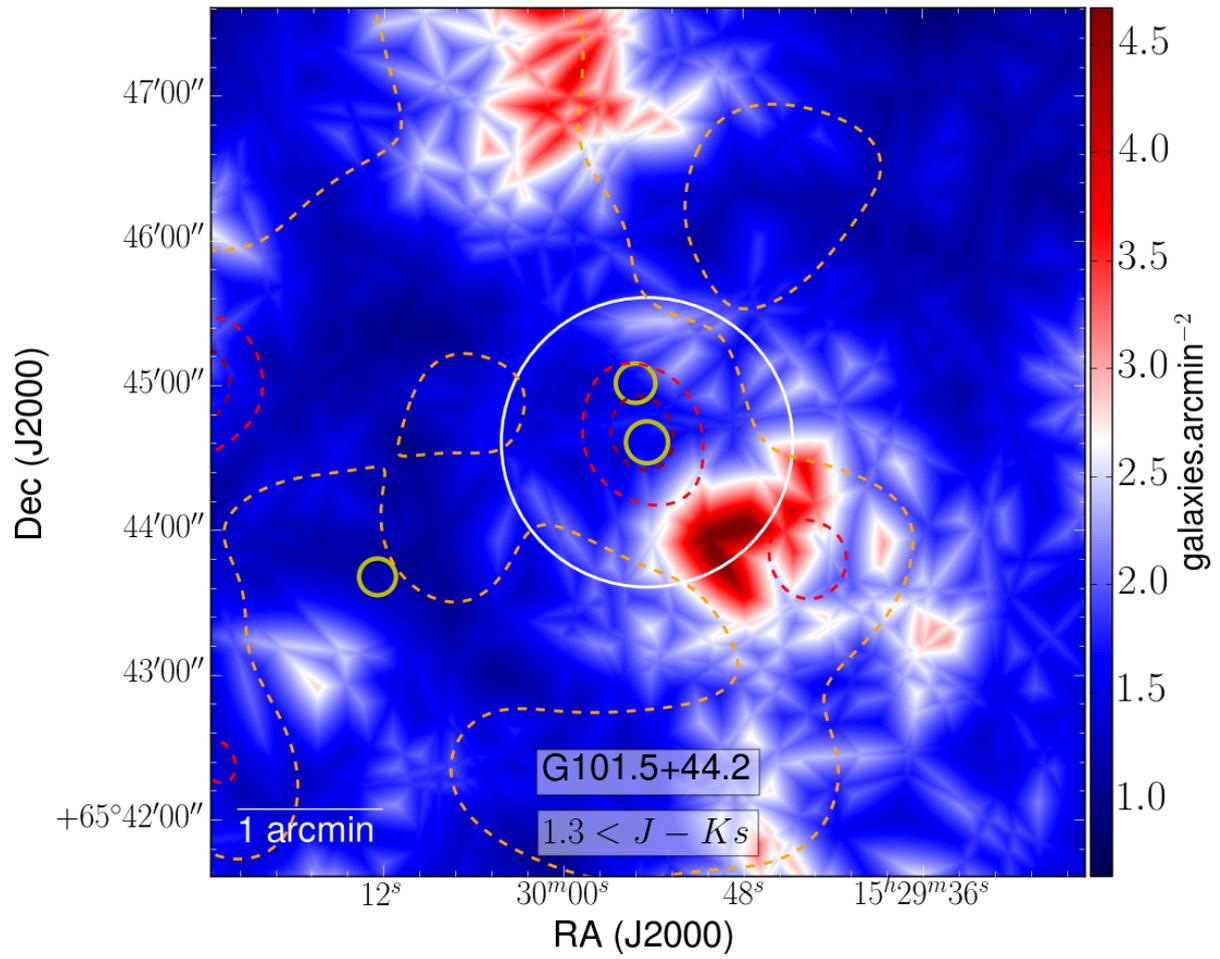


FIGURE A.89 – Cartes de densité larges de G101 : rog (haut) et blu (bas)

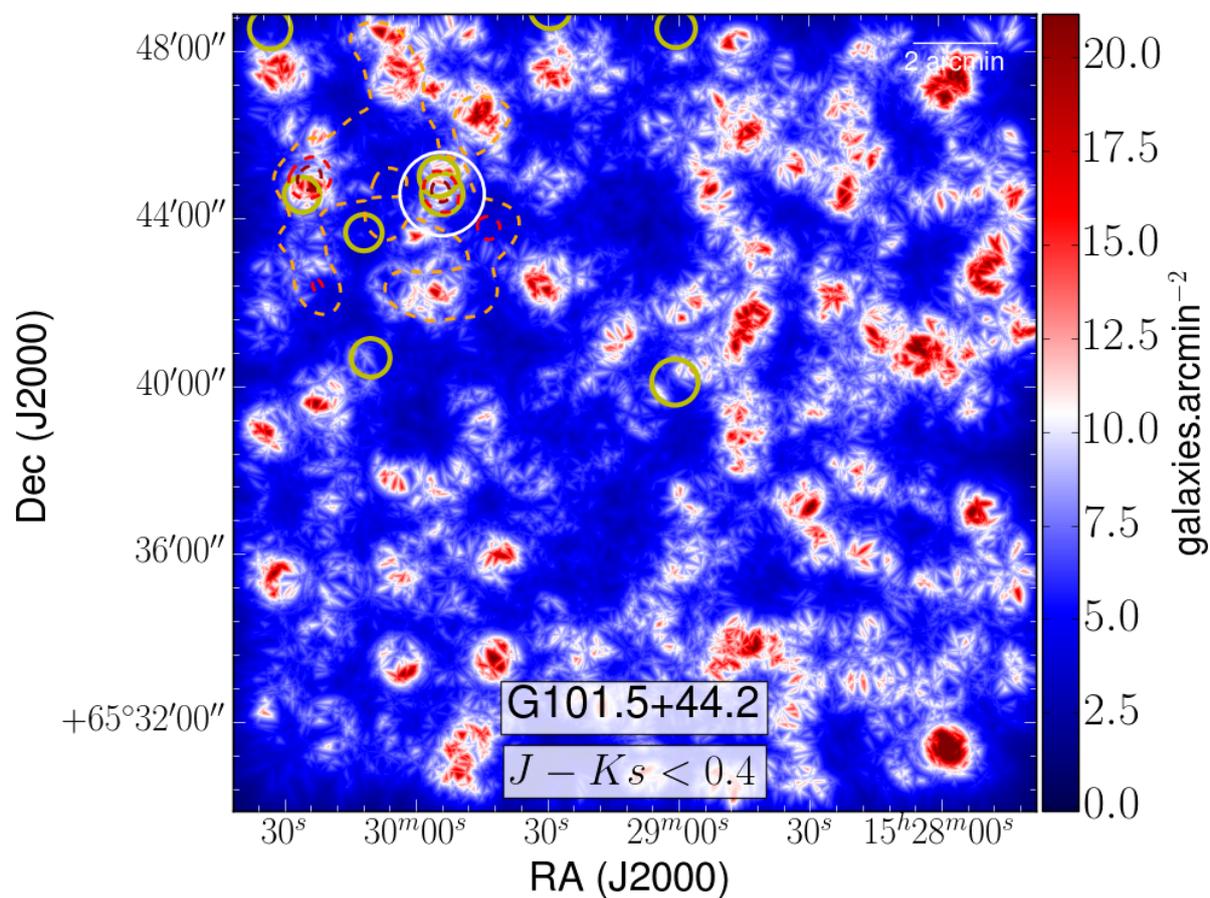
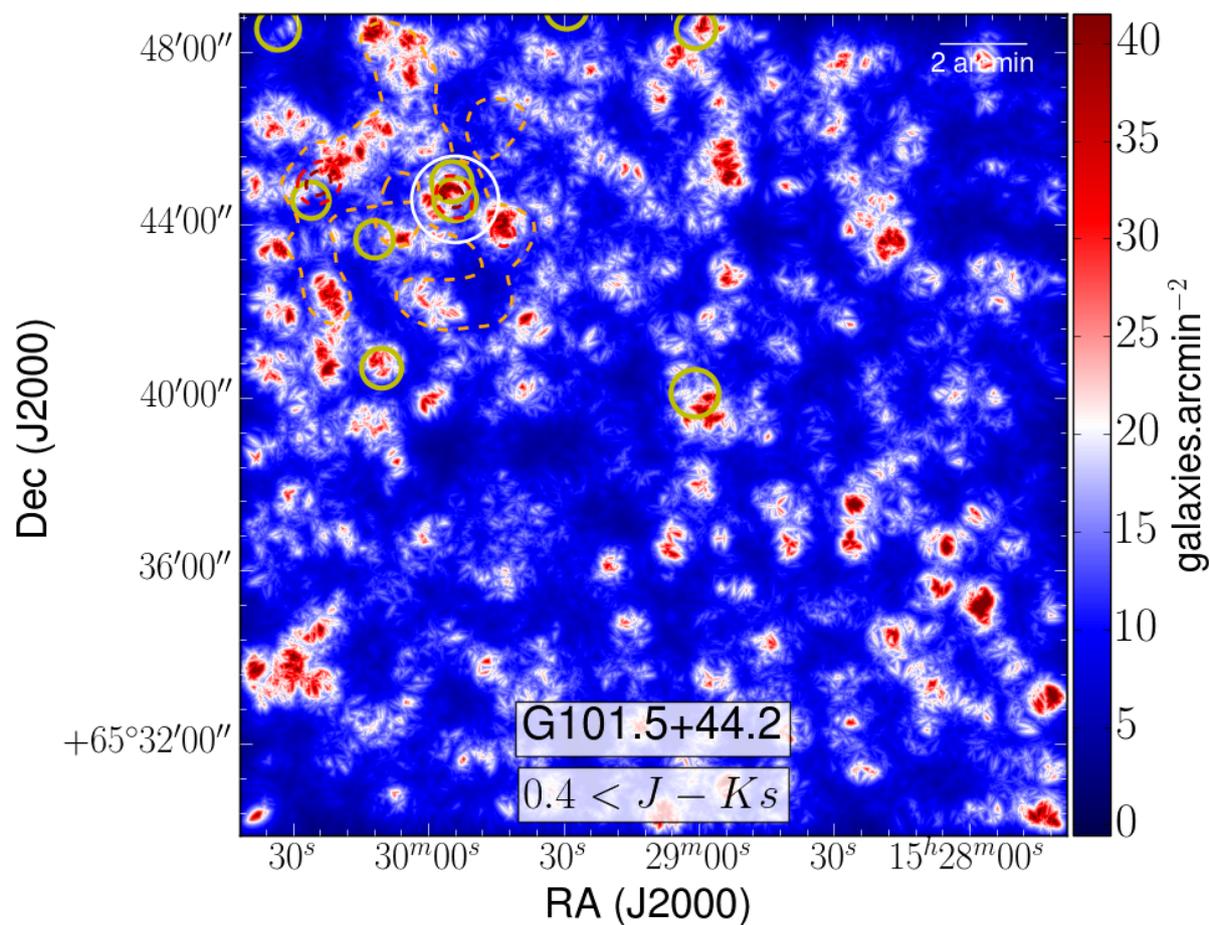


FIGURE A.90 – Cartes de densité ROI de G101 : rog (haut) et blu (bas)

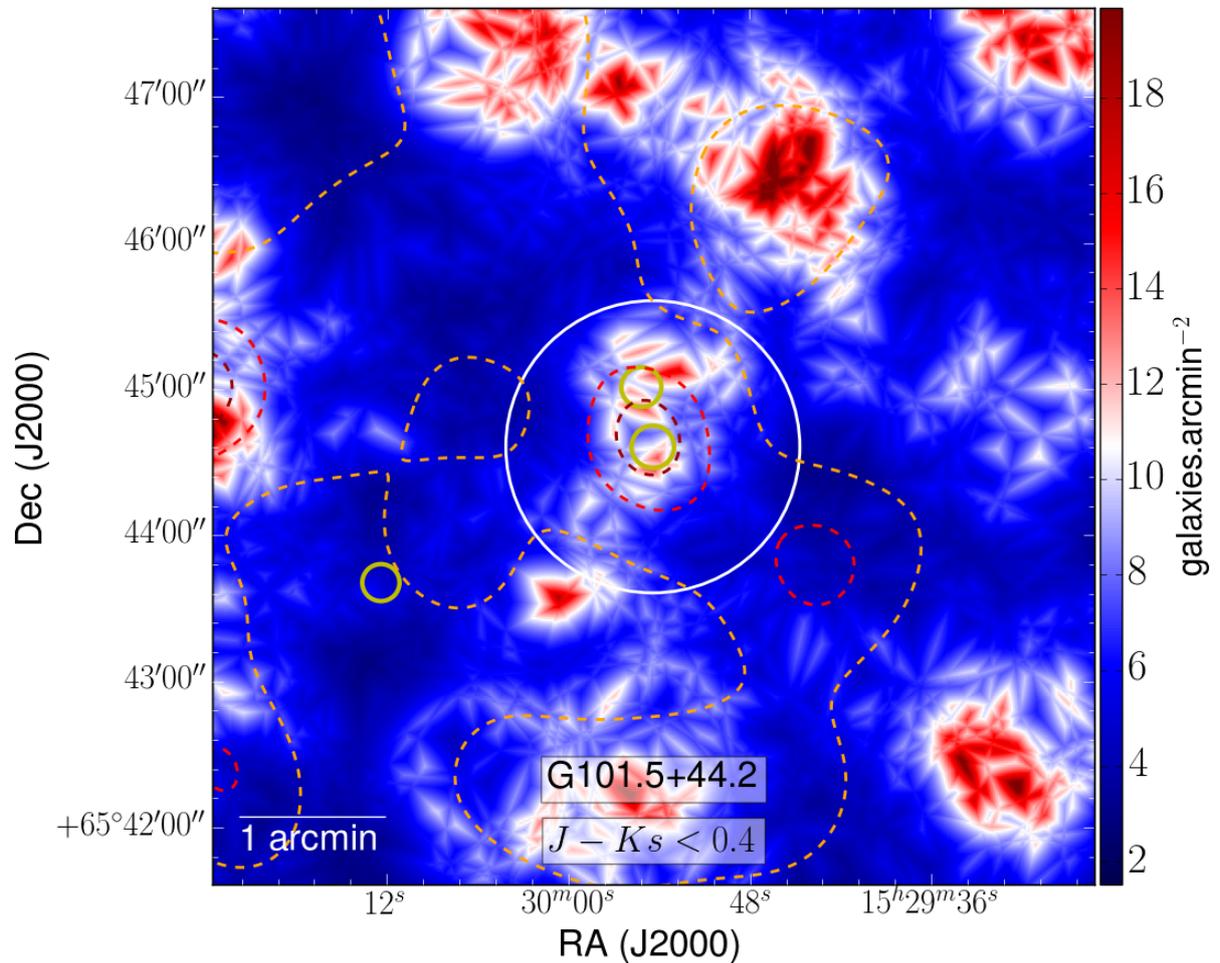
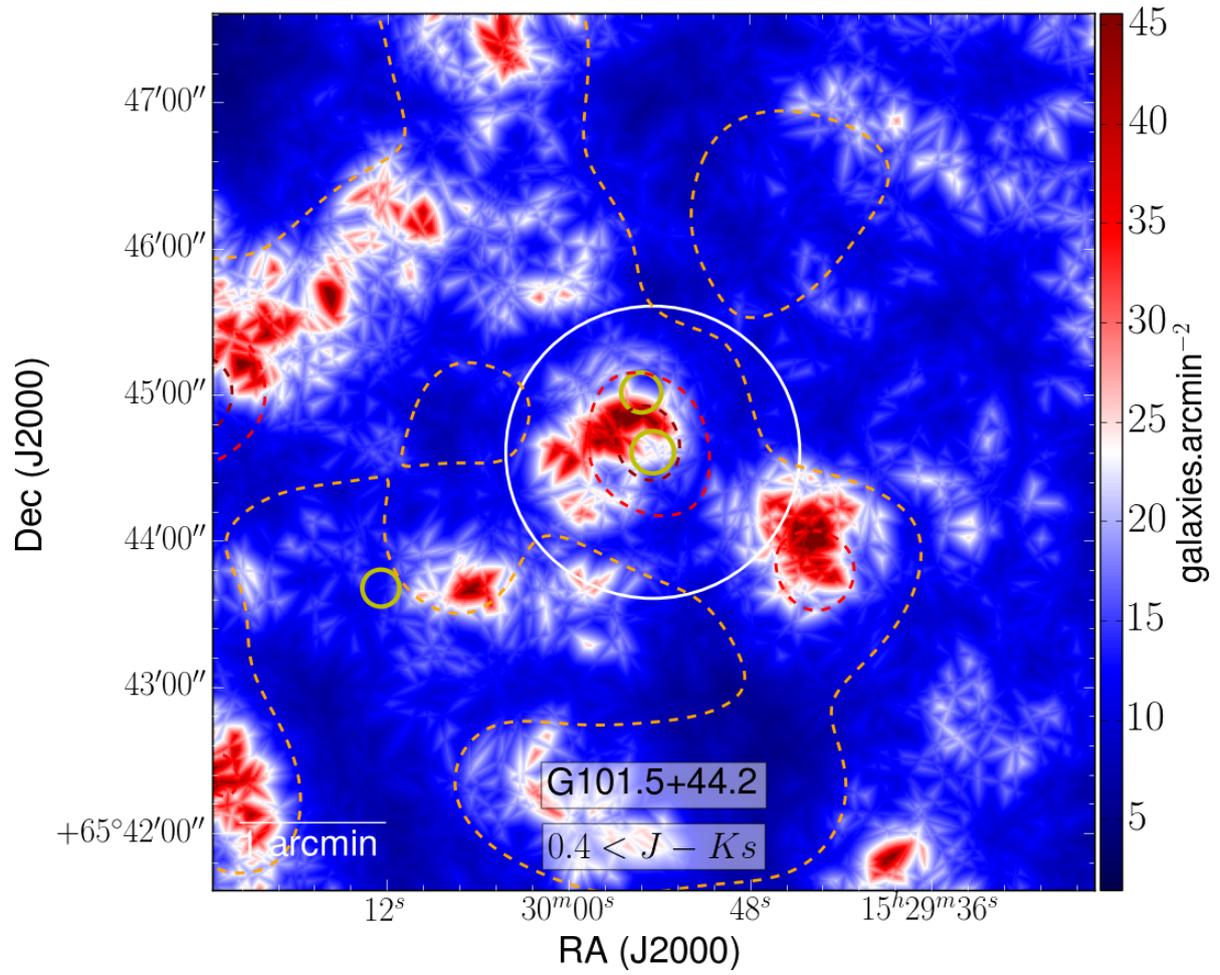


FIGURE A.91 – Cartes de densité large de G101 : grn (haut) et ylw (bas)

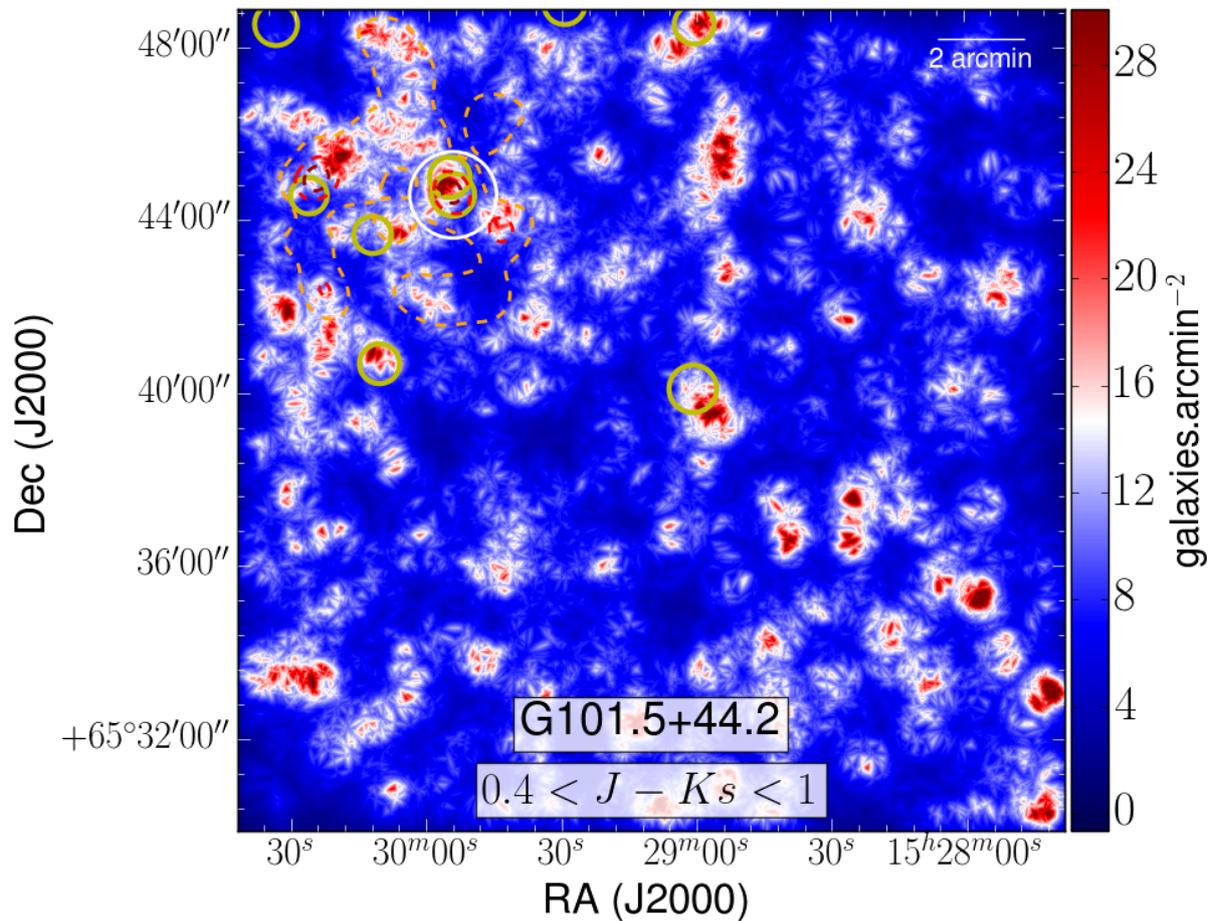
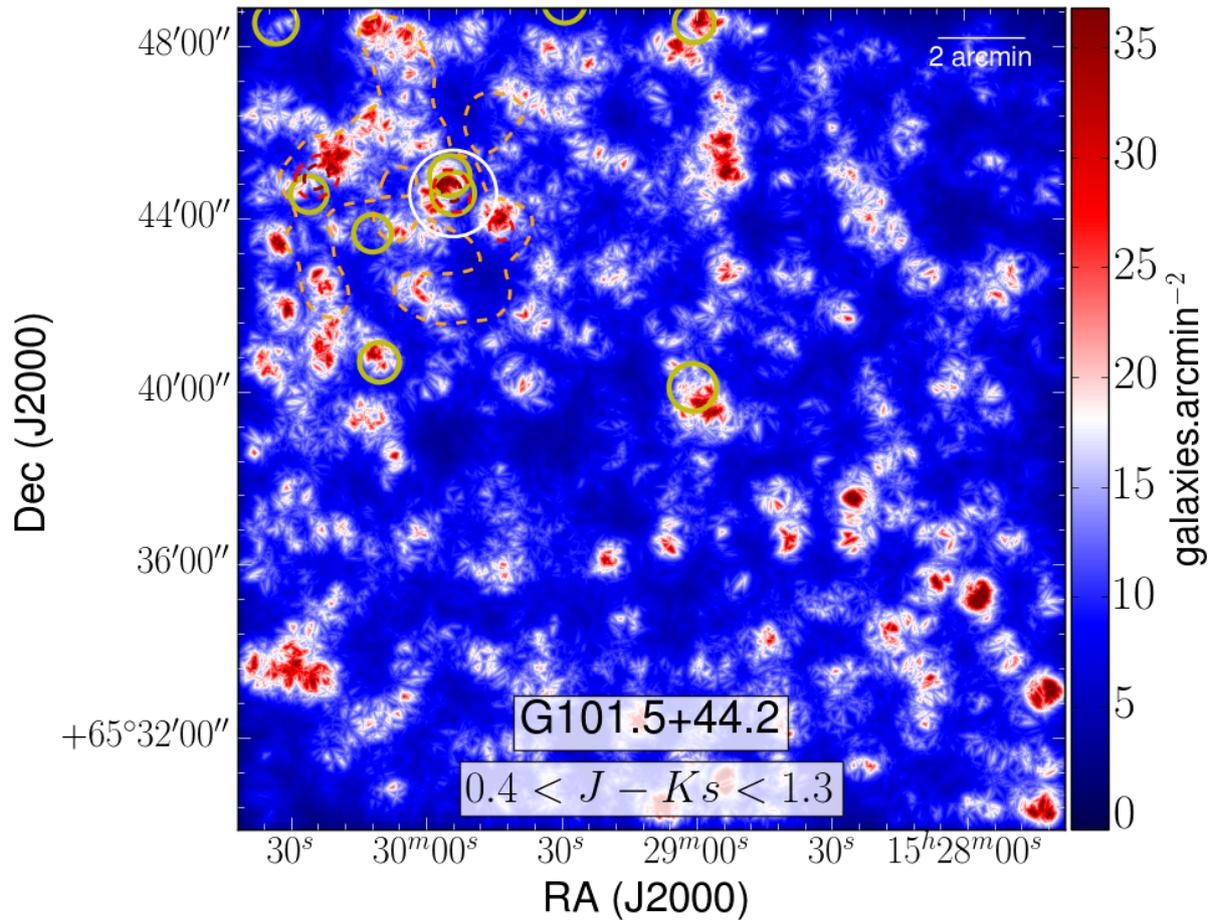


FIGURE A.92 – Cartes de densité ROI de G101 : grn (haut) et ylw (bas)

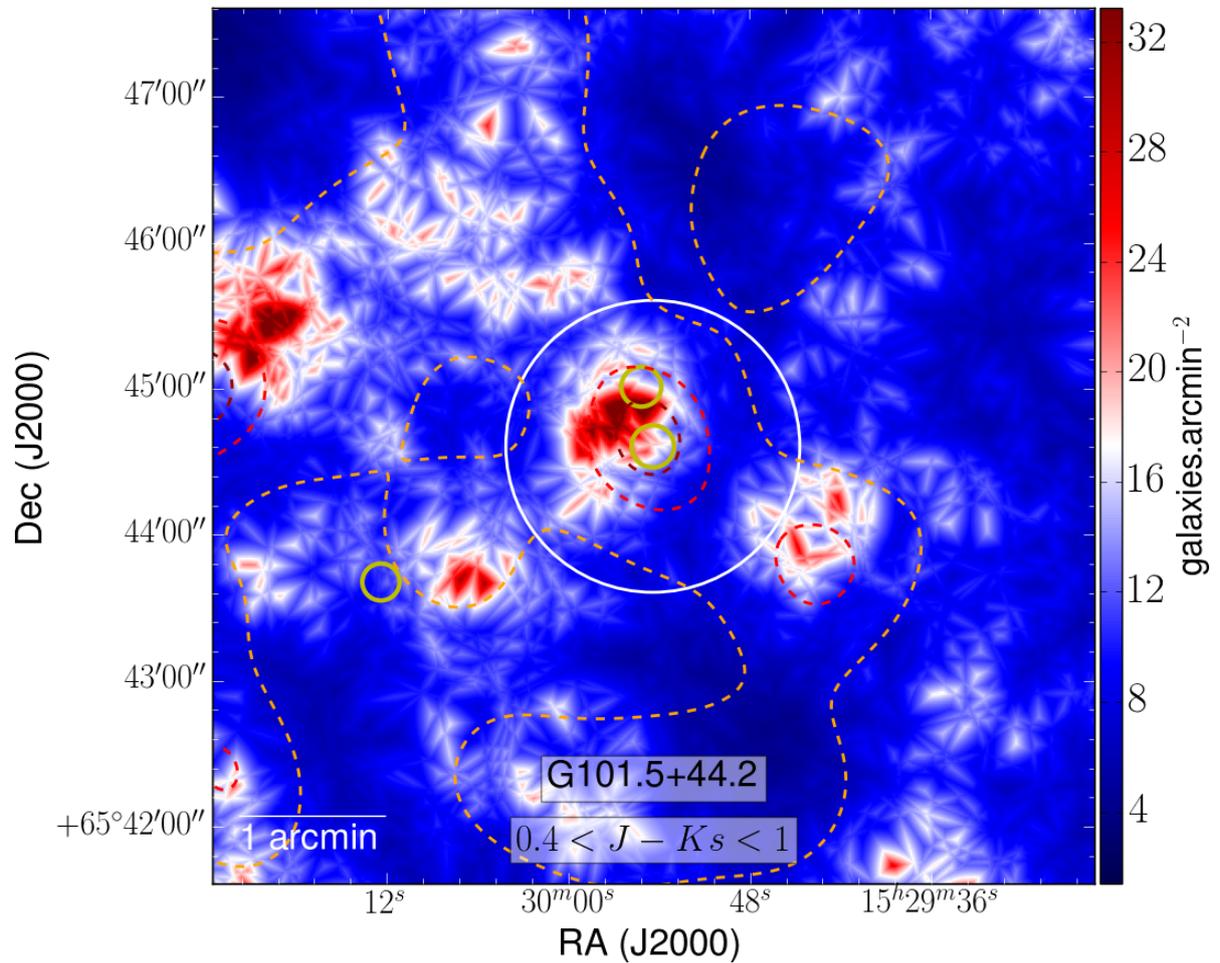
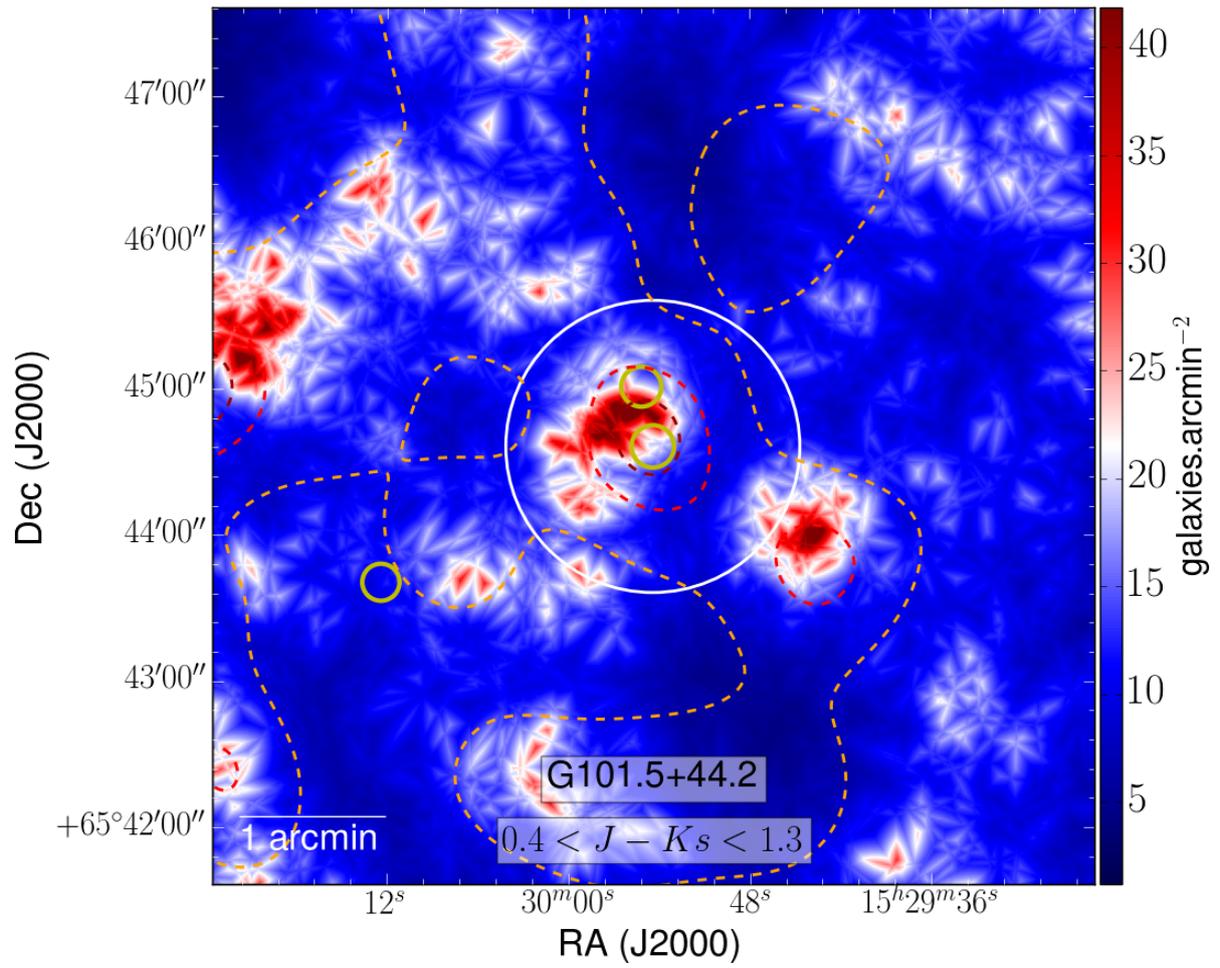


FIGURE A.93 – Cartes de densité larges de G124 : all (haut) et rao (bas)

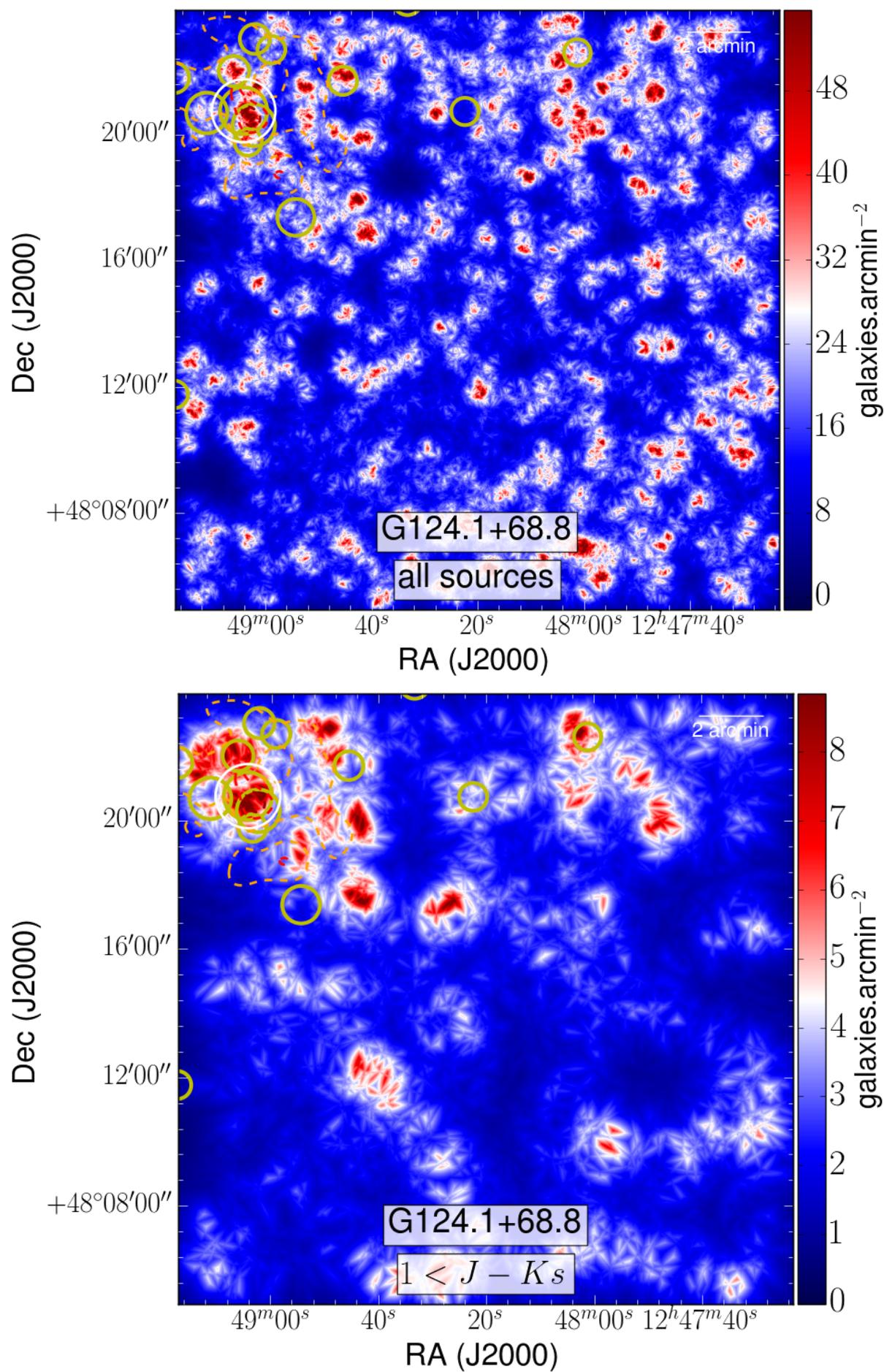


FIGURE A.94 – Cartes de densité ROI de G124 : all (haut) et rao (bas)

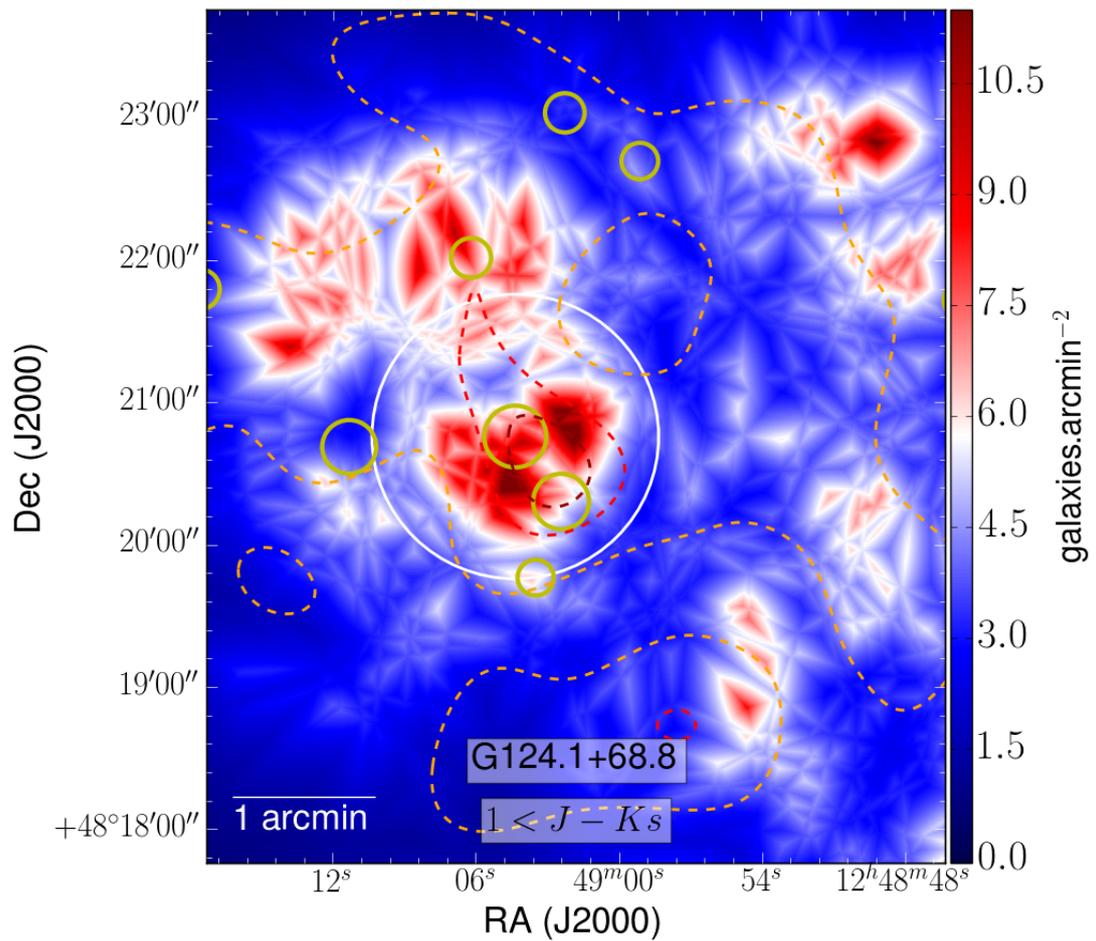
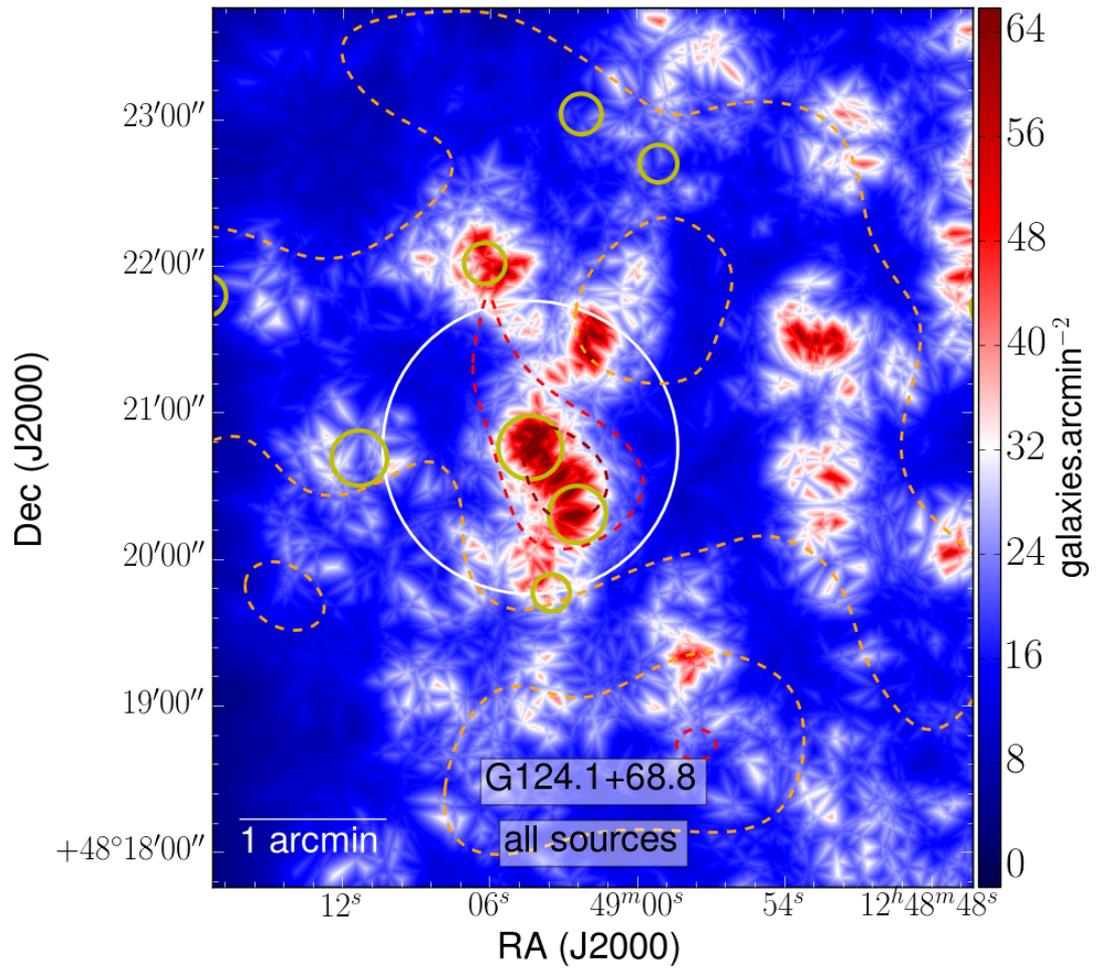


FIGURE A.95 – Cartes de densité larges de G124 : red (haut) et org (bas)

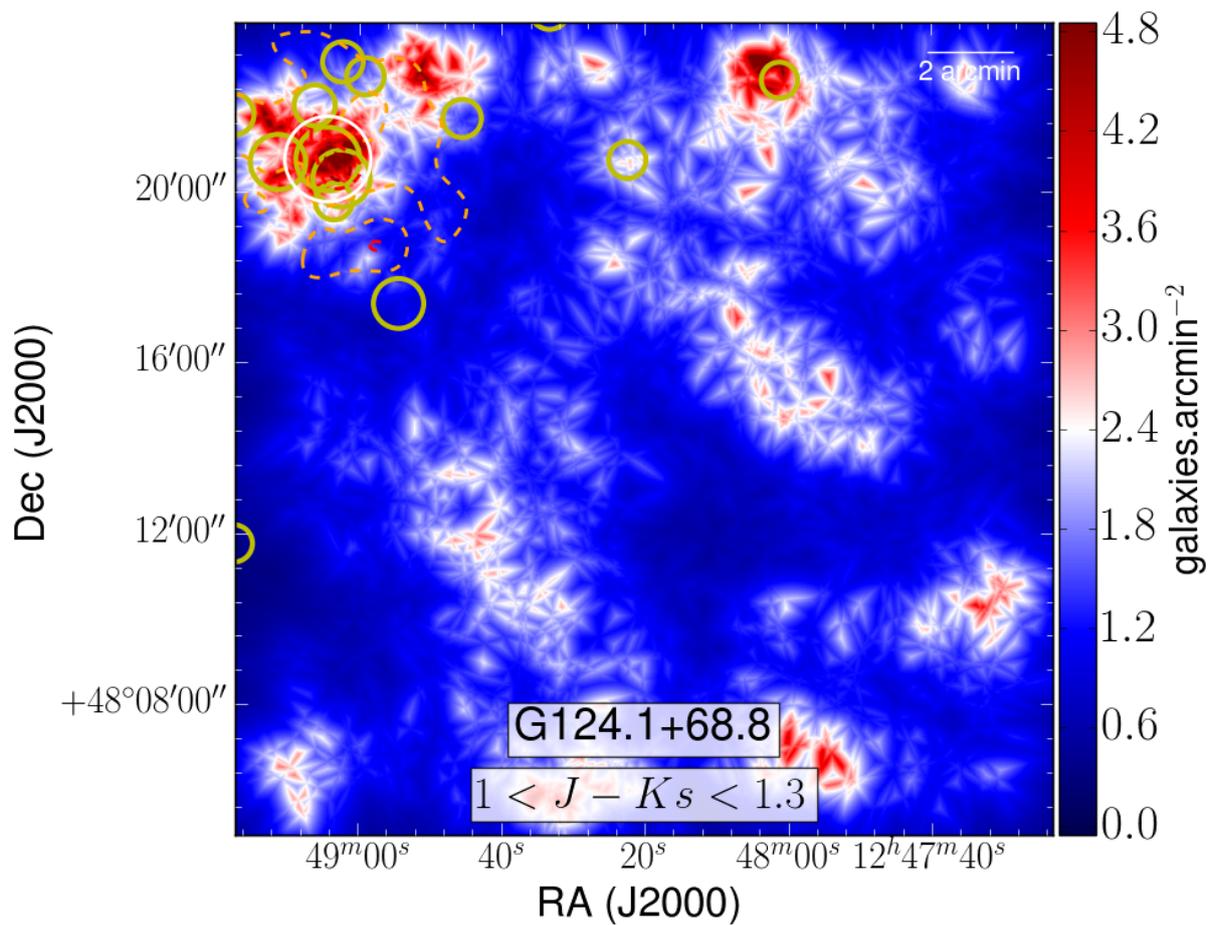
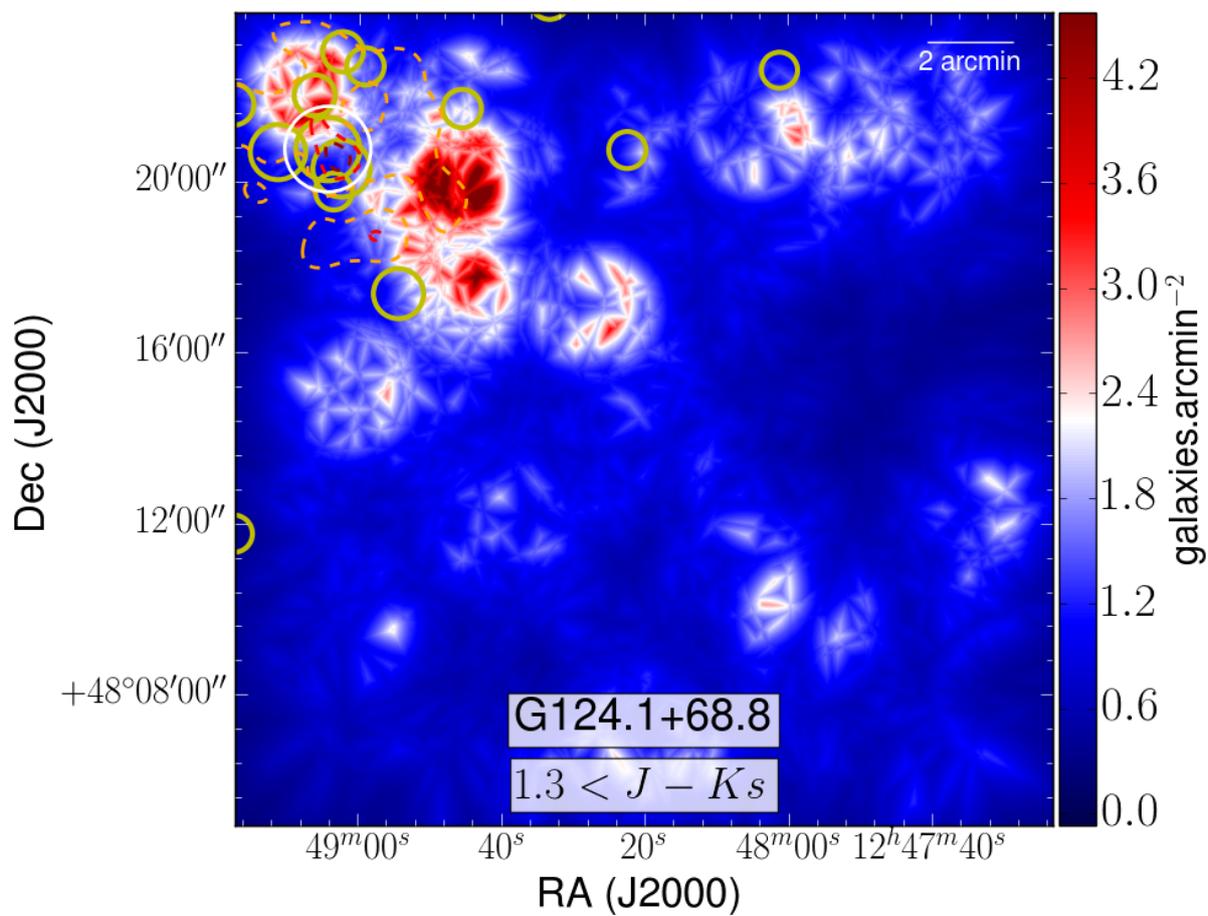


FIGURE A.96 – Cartes de densité ROI de G124 : red (haut) et org (bas)

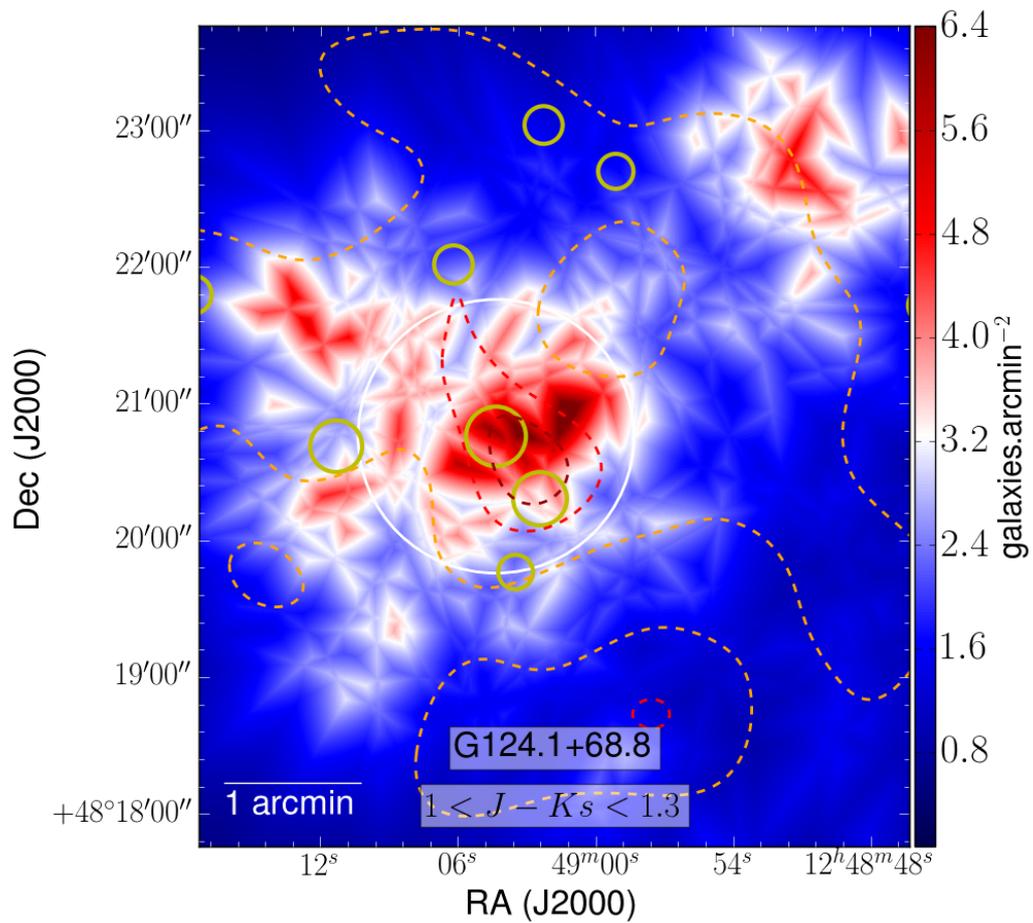
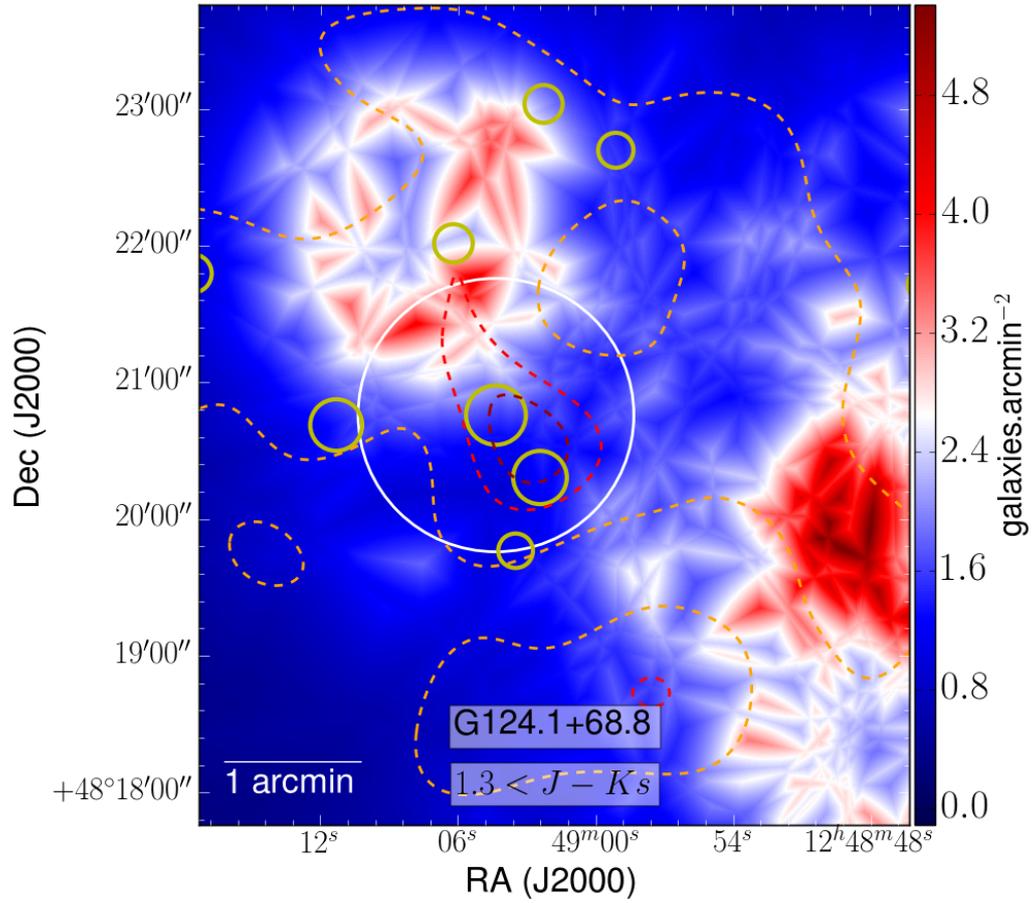


FIGURE A.97 – Cartes de densité larges de G124 : rog (haut) et blu (bas)

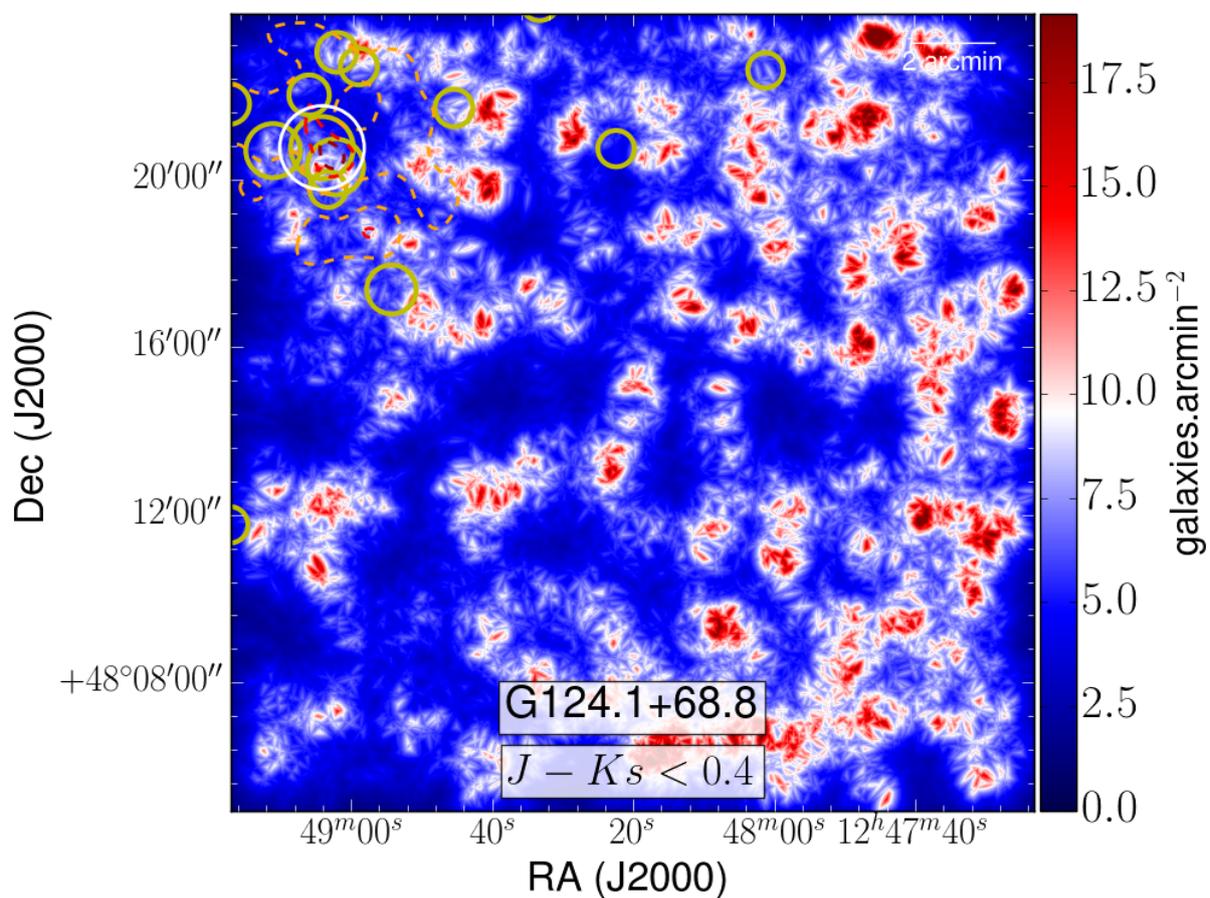
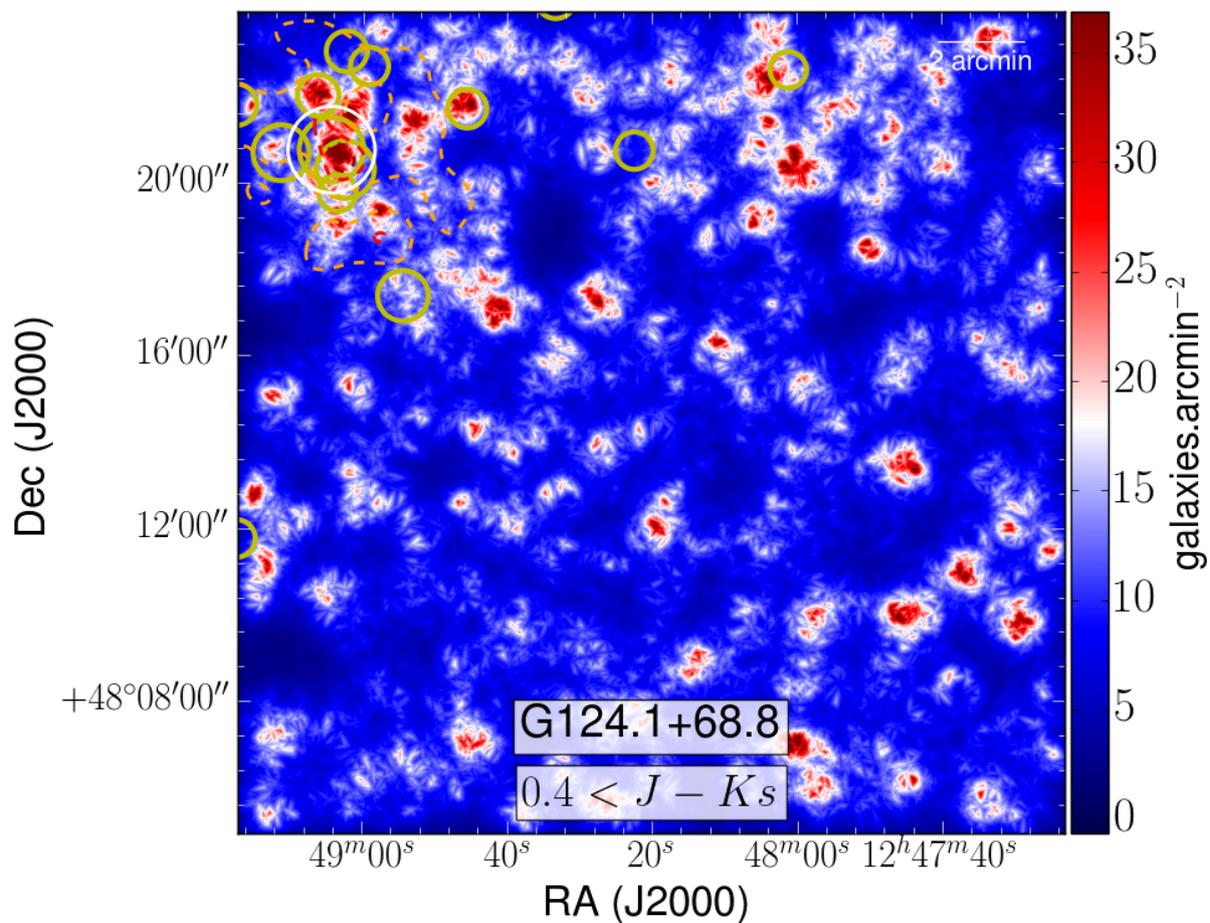


FIGURE A.98 – Cartes de densité ROI de G124 : rog (haut) et blu (bas)

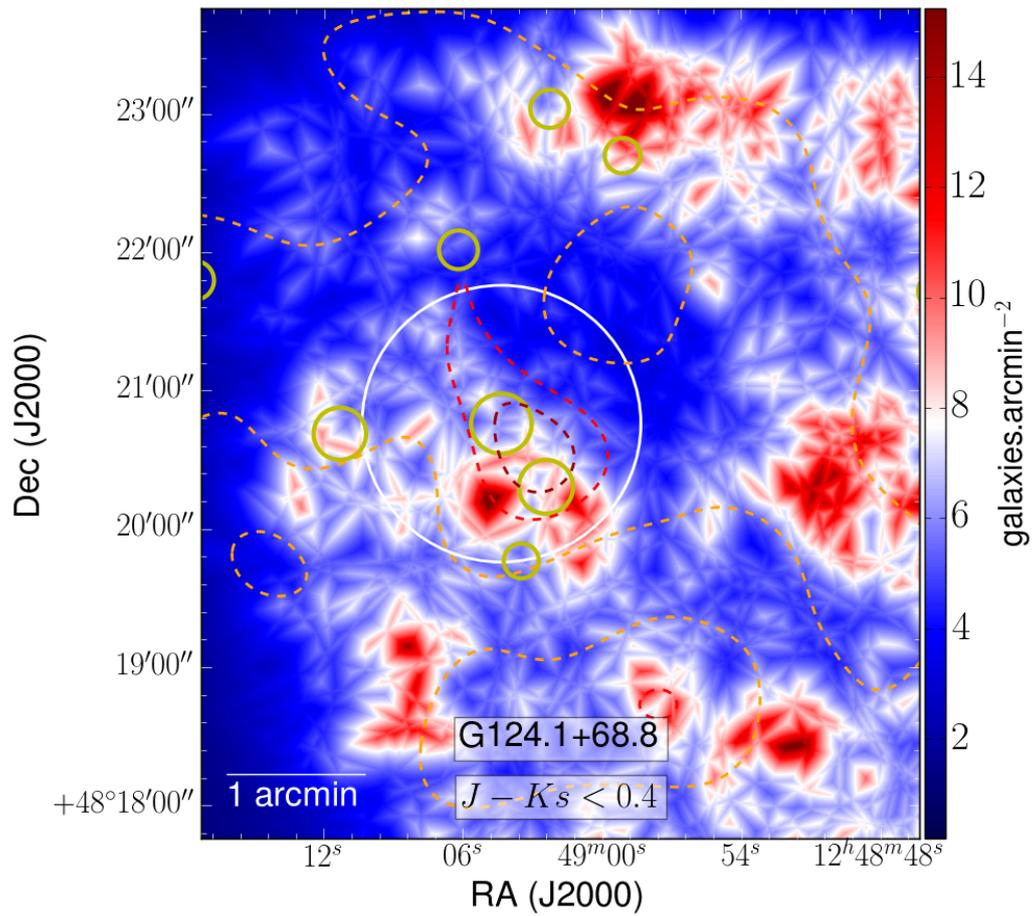
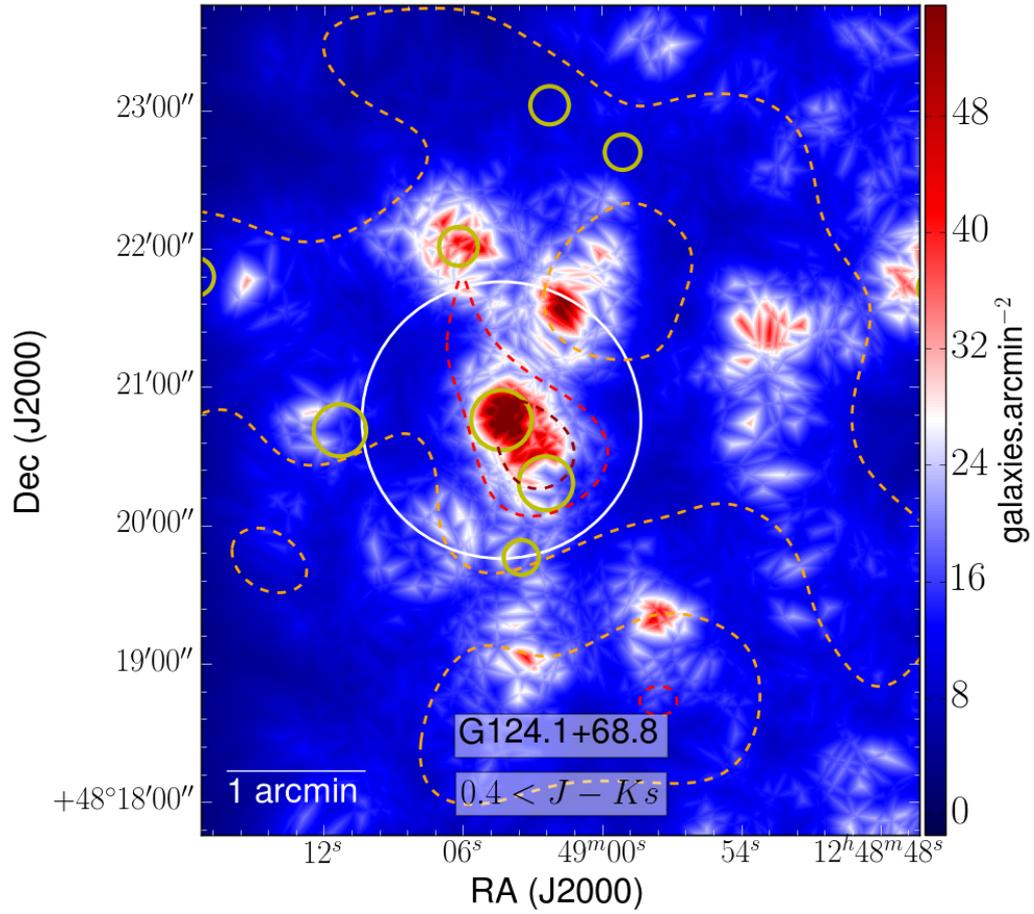


FIGURE A.99 – Cartes de densité larges de G124 : grn (haut) et ylw (bas)

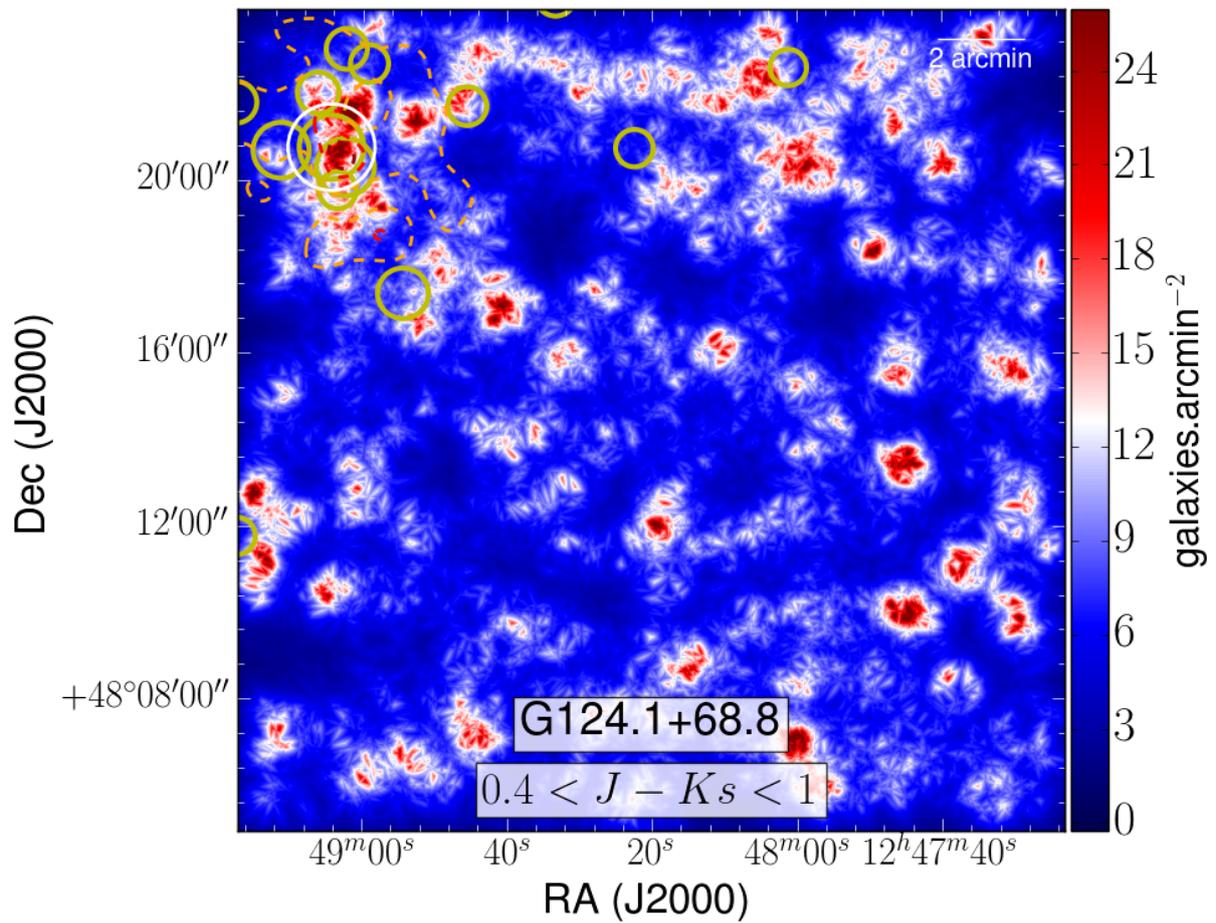
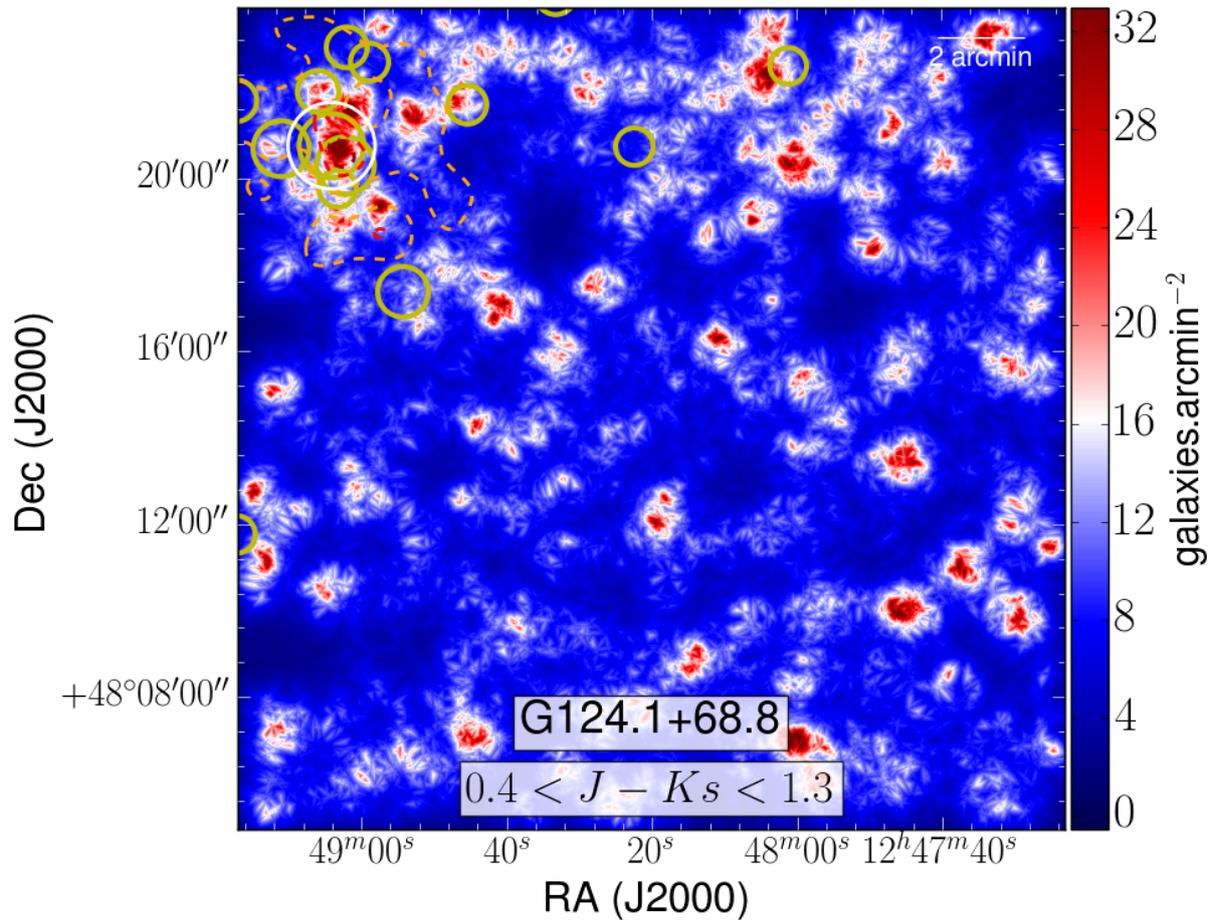


FIGURE A.100 – Cartes de densité ROI de G124 : grn (haut) et ylw (bas)

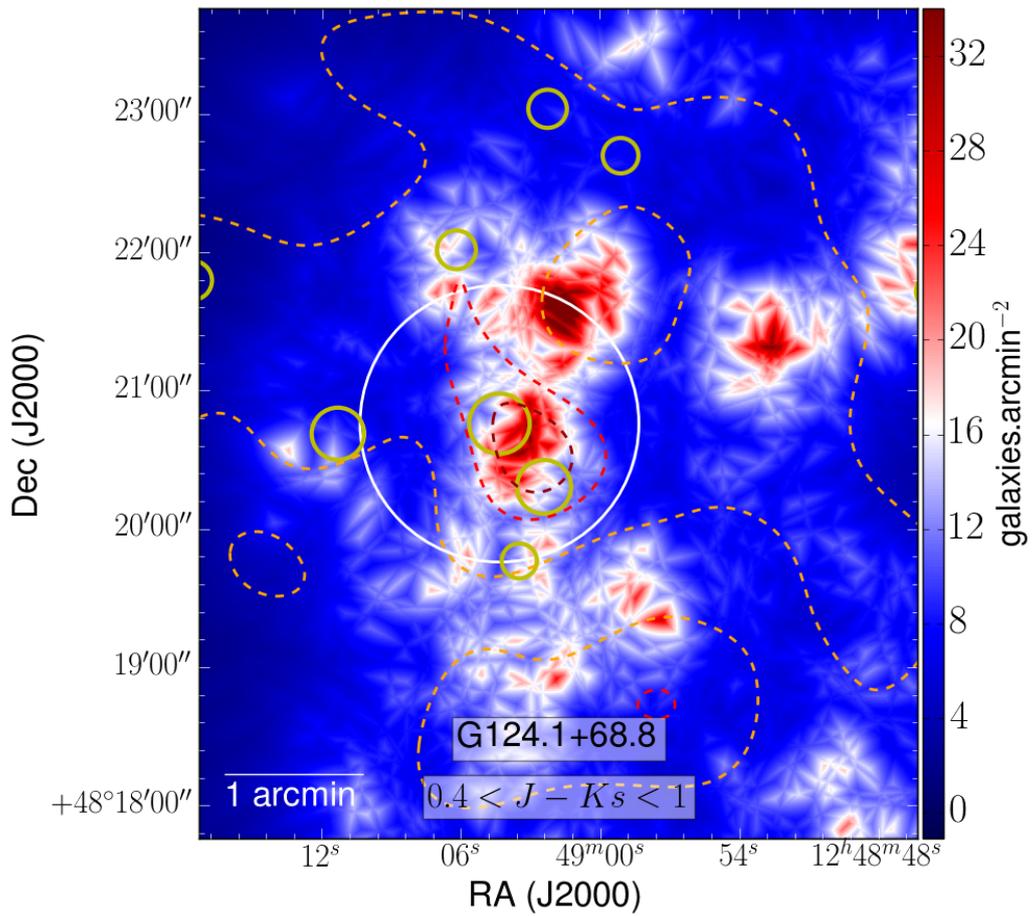
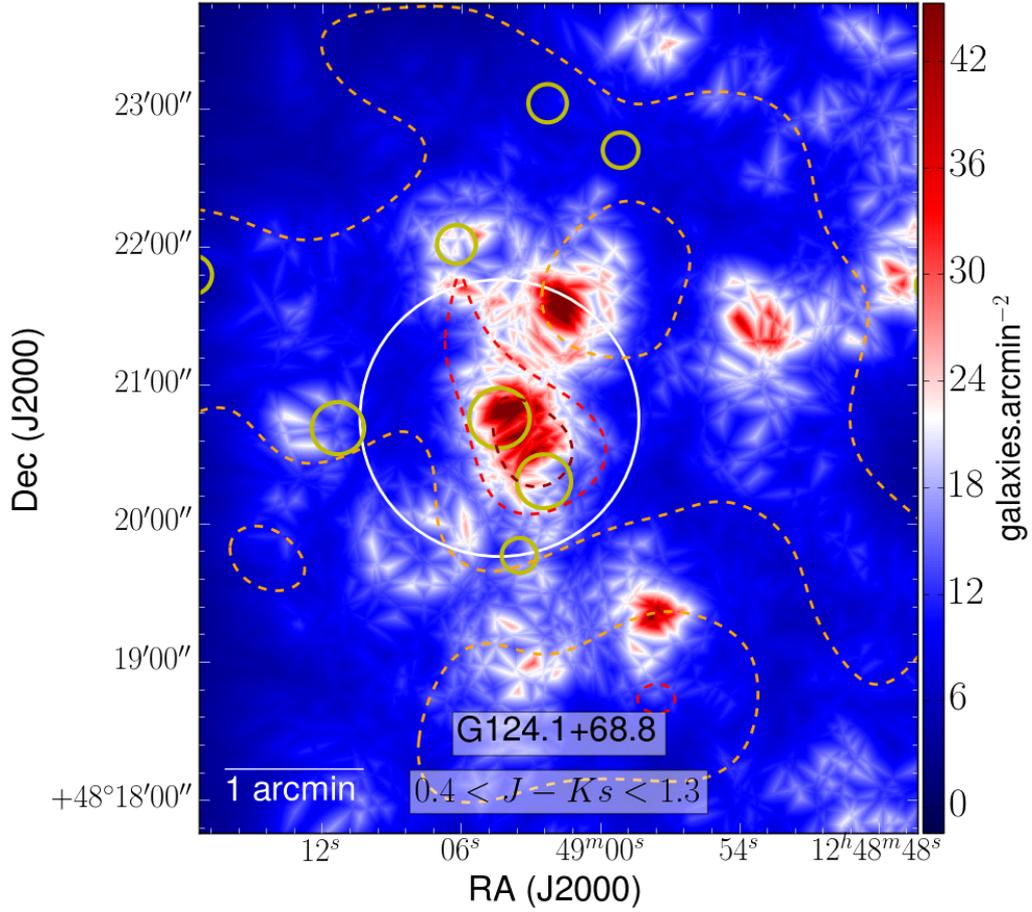


FIGURE A.101 – Cartes de densité larges de G162 : all (haut) et rao (bas)

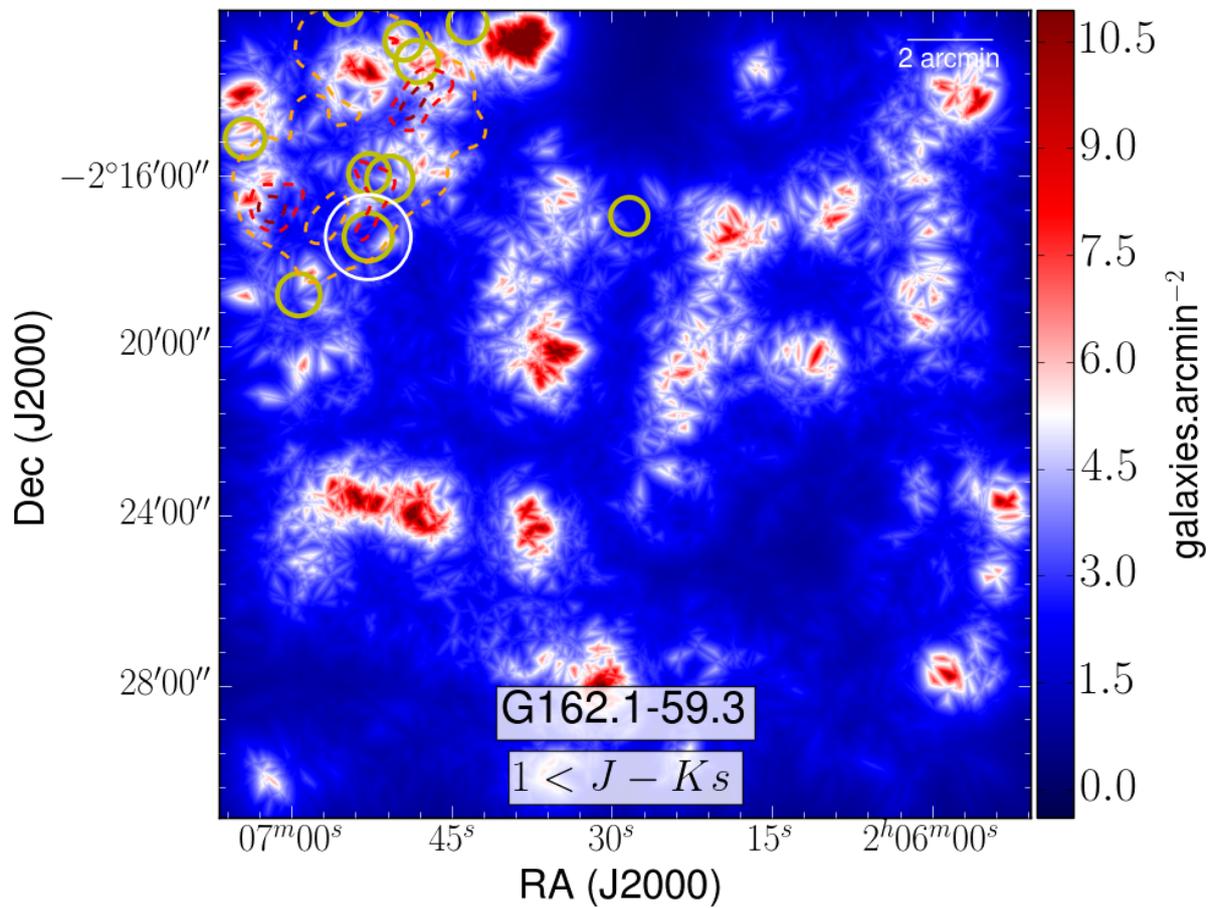
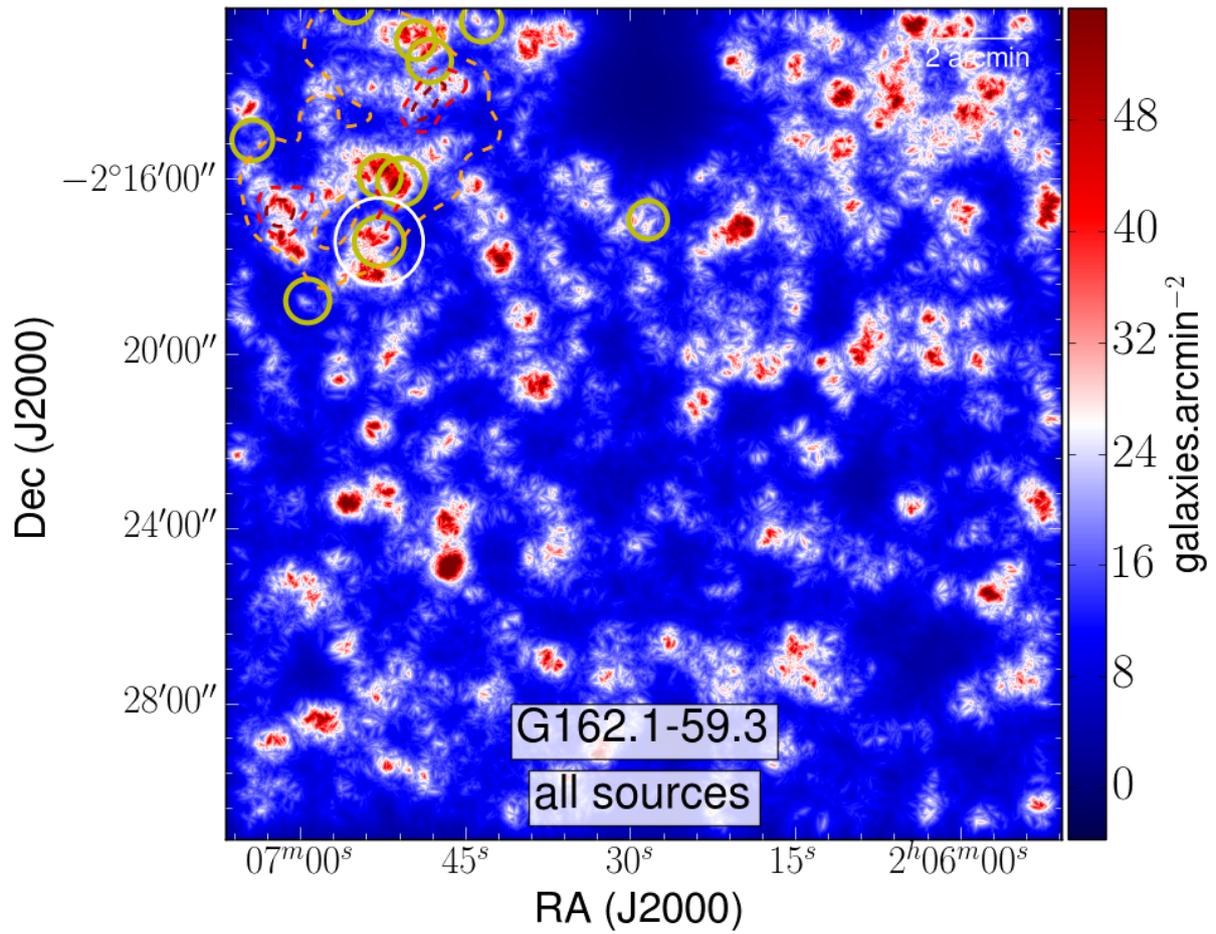


FIGURE A.102 – Cartes de densité ROI de G162 : all (haut) et rao (bas)

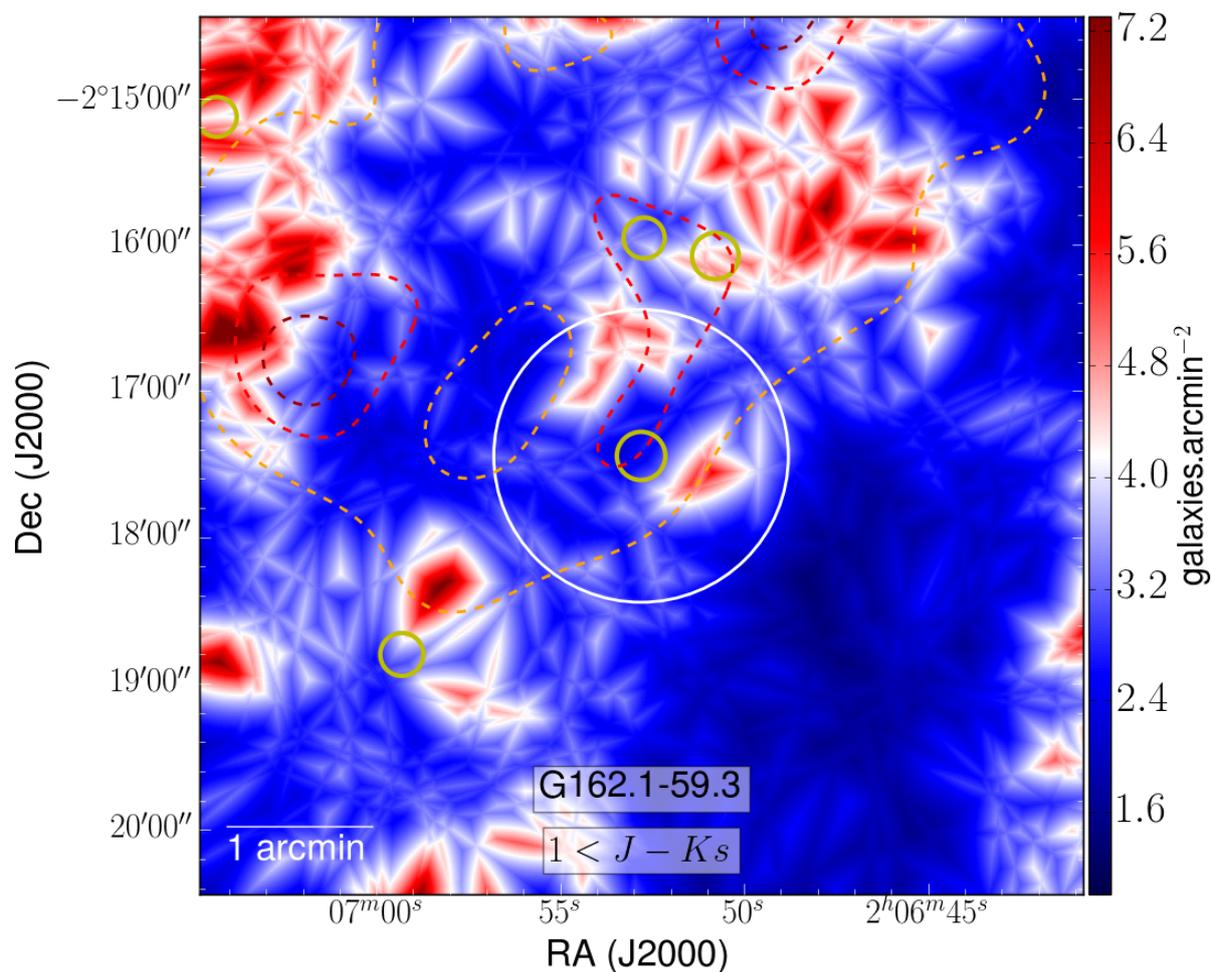
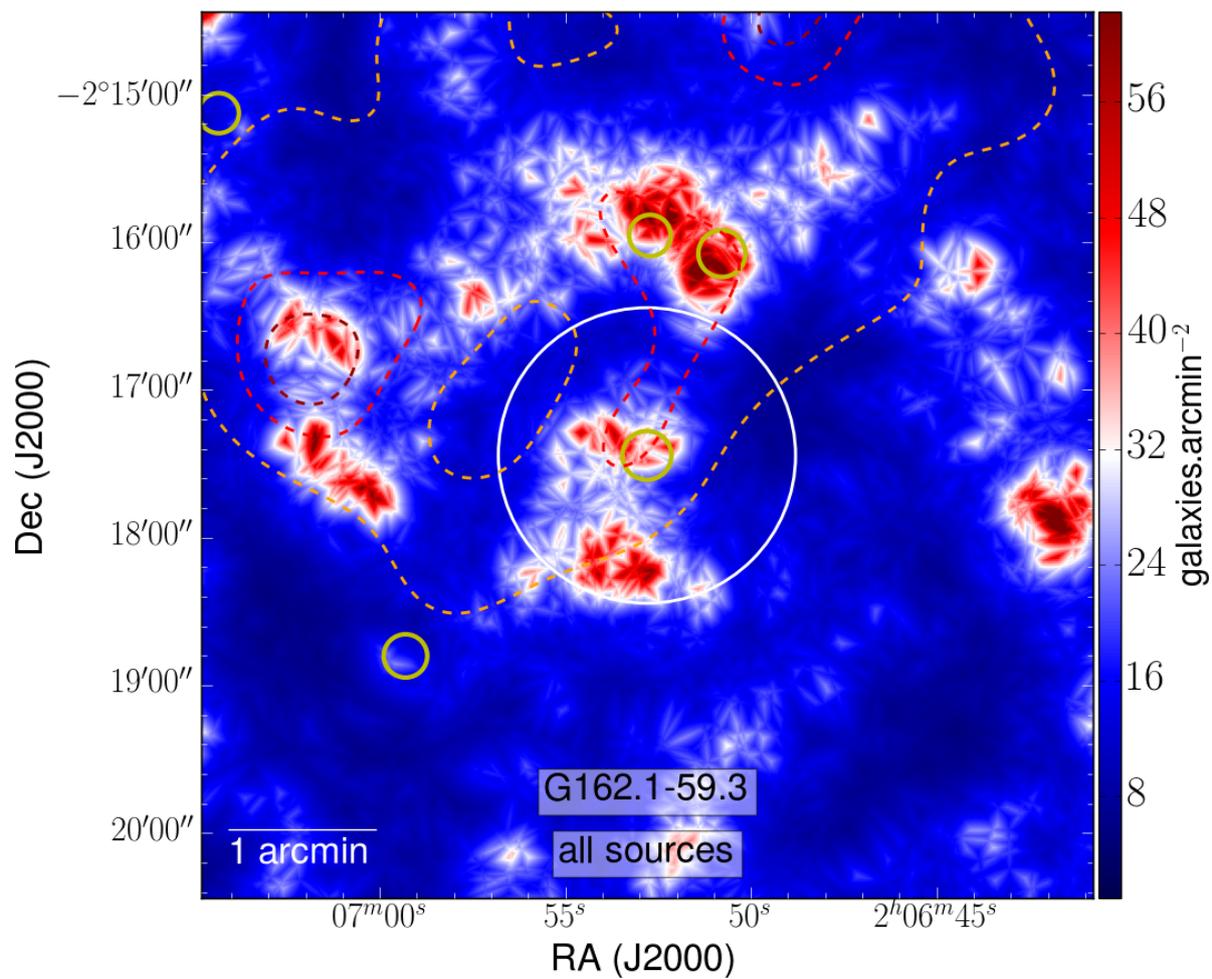


FIGURE A.103 – Cartes de densité larges de G162 : red (haut) et org (bas)

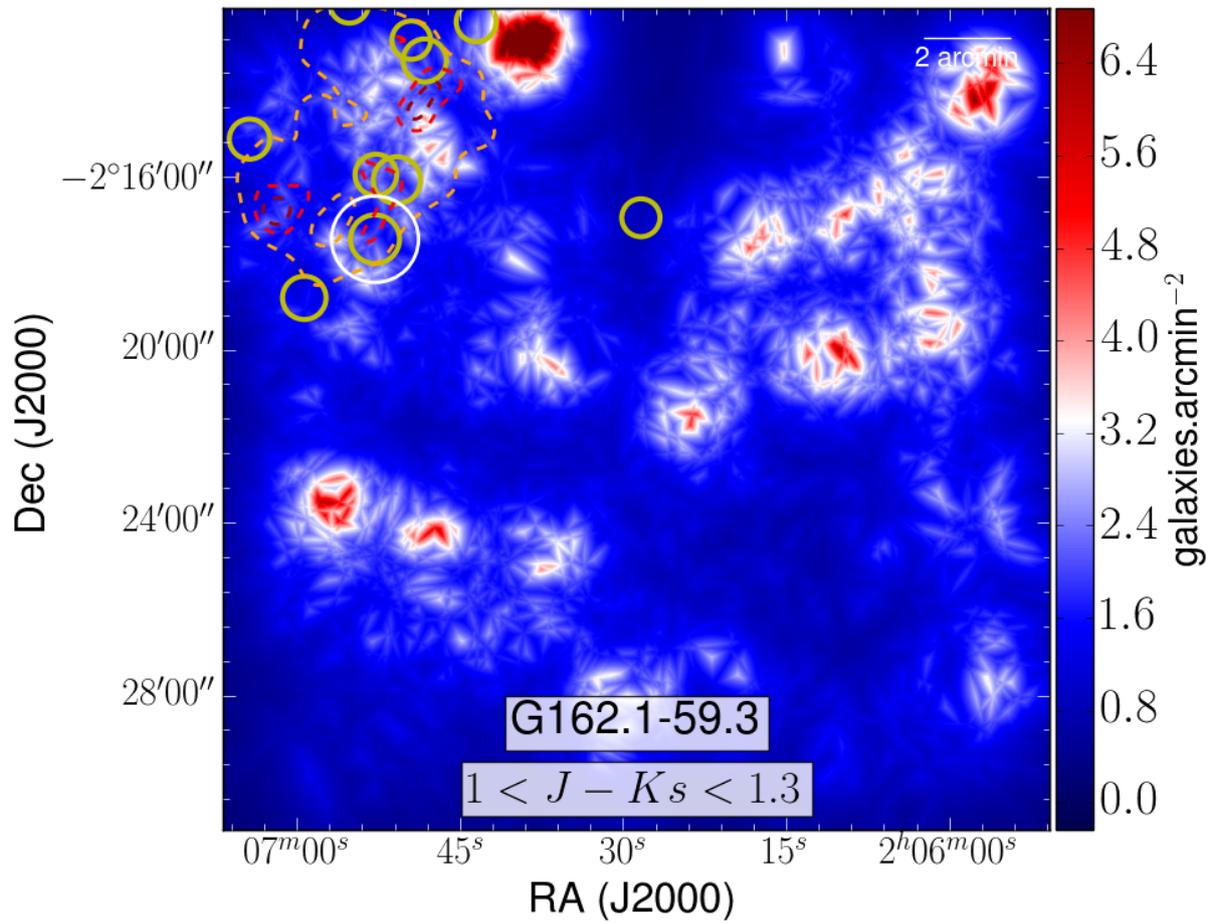
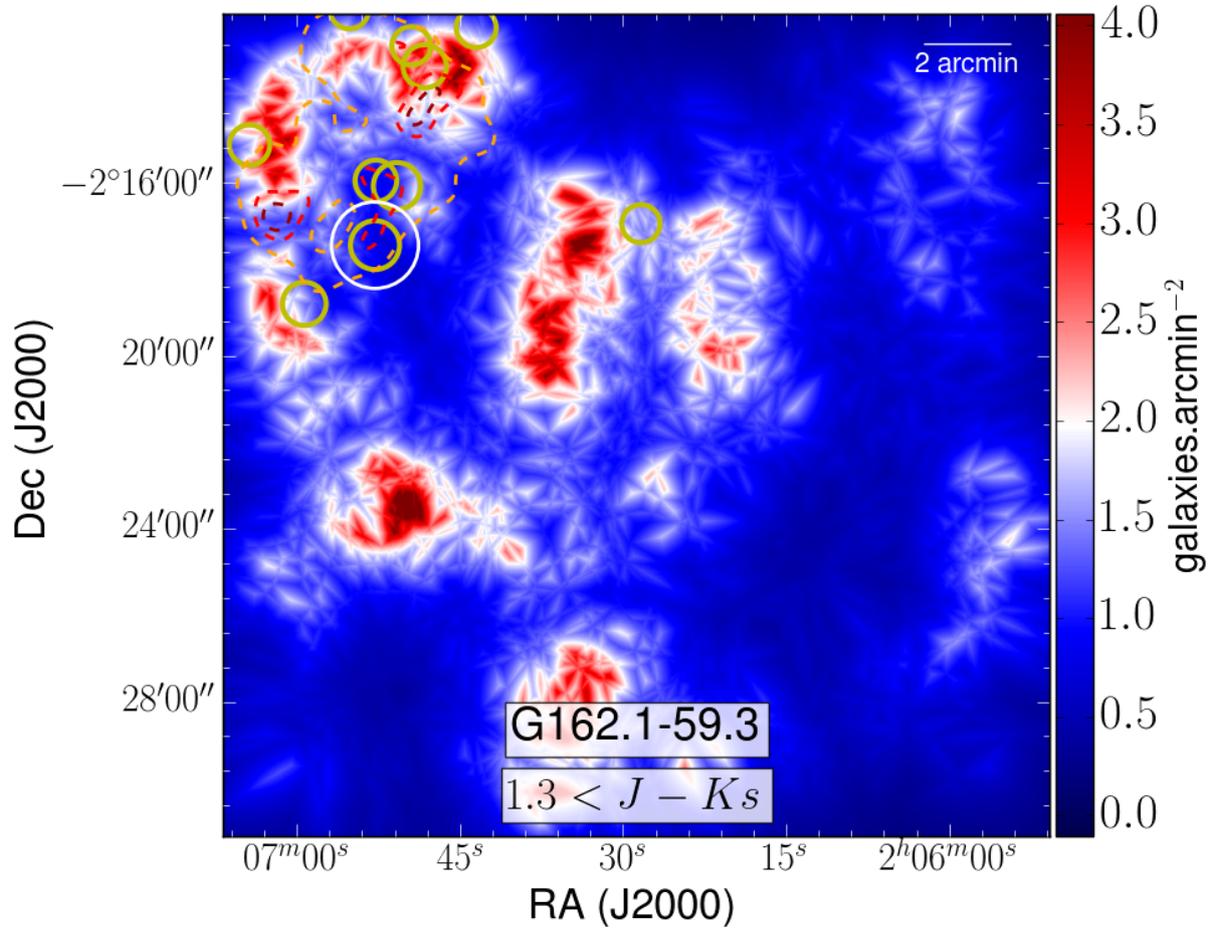


FIGURE A.104 – Cartes de densité ROI de G162 : red (haut) et org (bas)

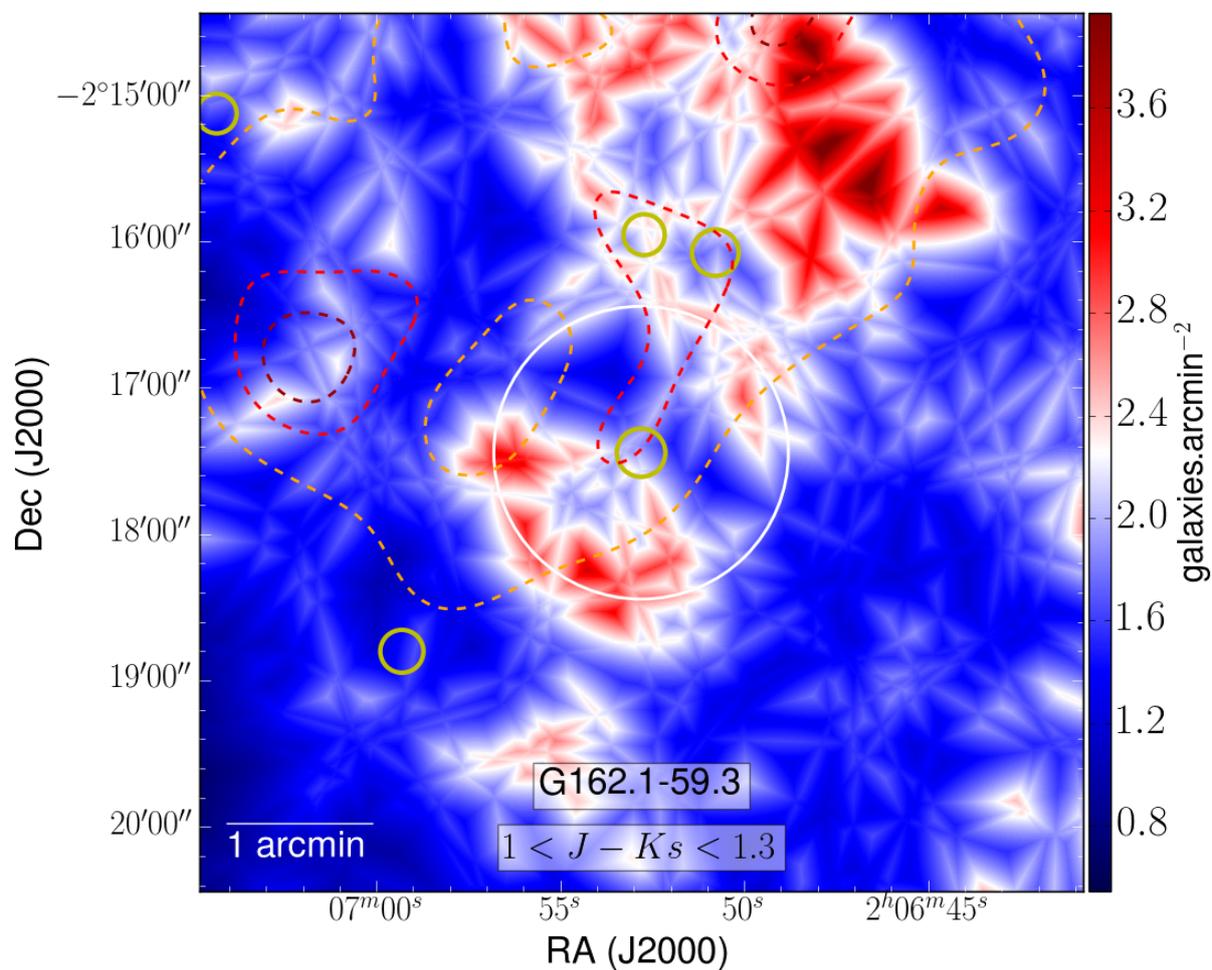
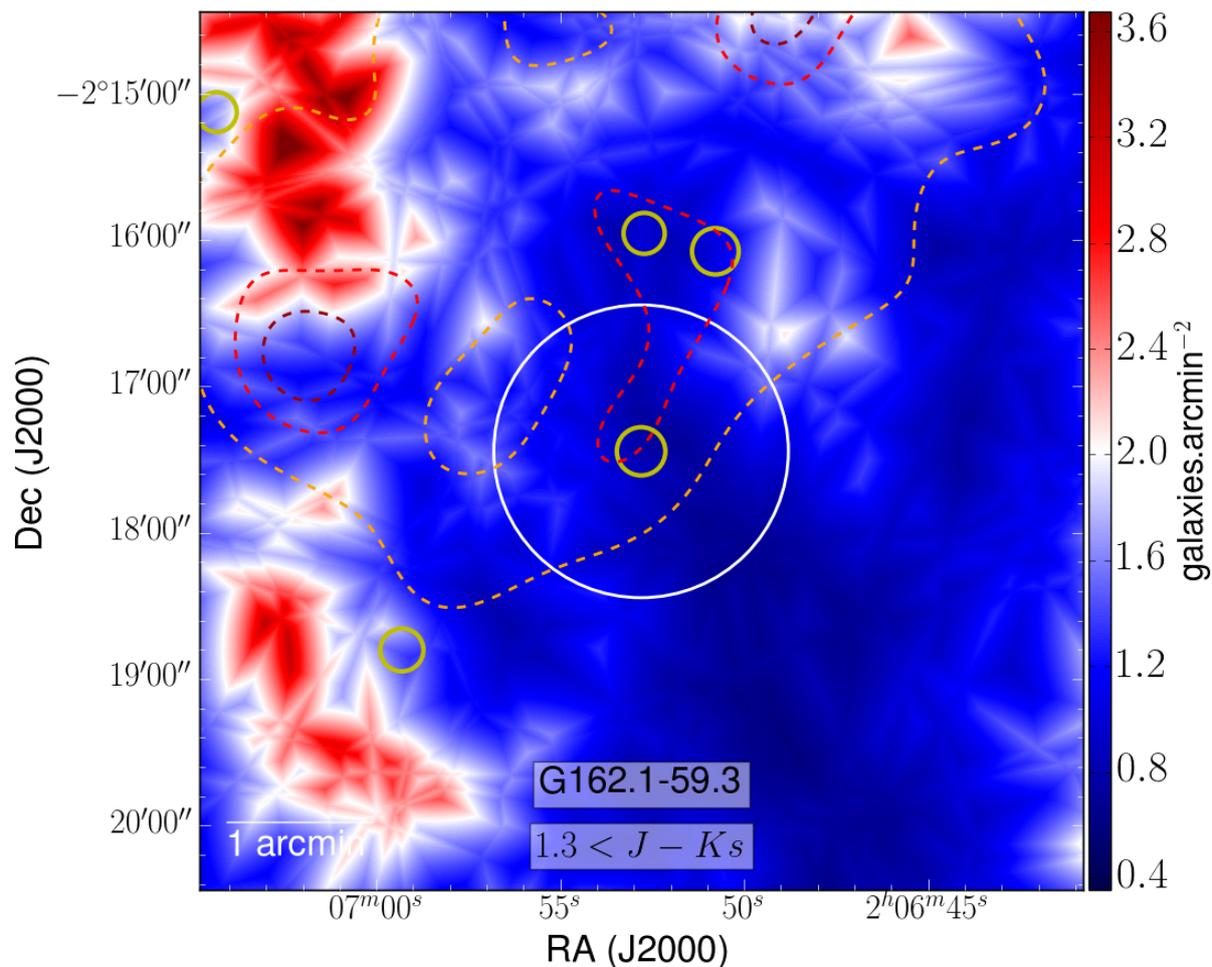


FIGURE A.105 – Cartes de densité larges de G162 : rog (haut) et blu (bas)

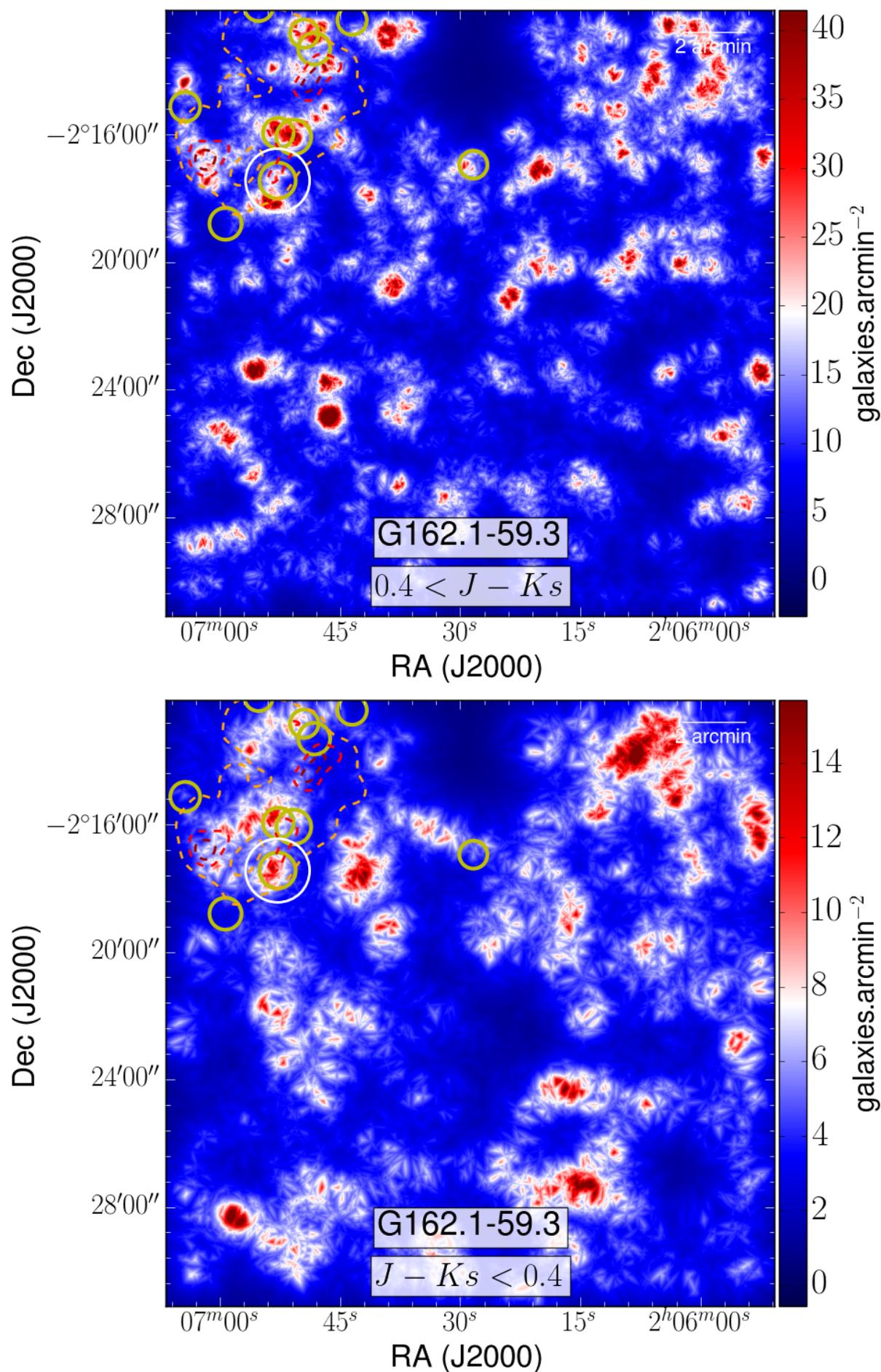


FIGURE A.106 – Cartes de densité ROI de G162 : rog (haut) et blu (bas)

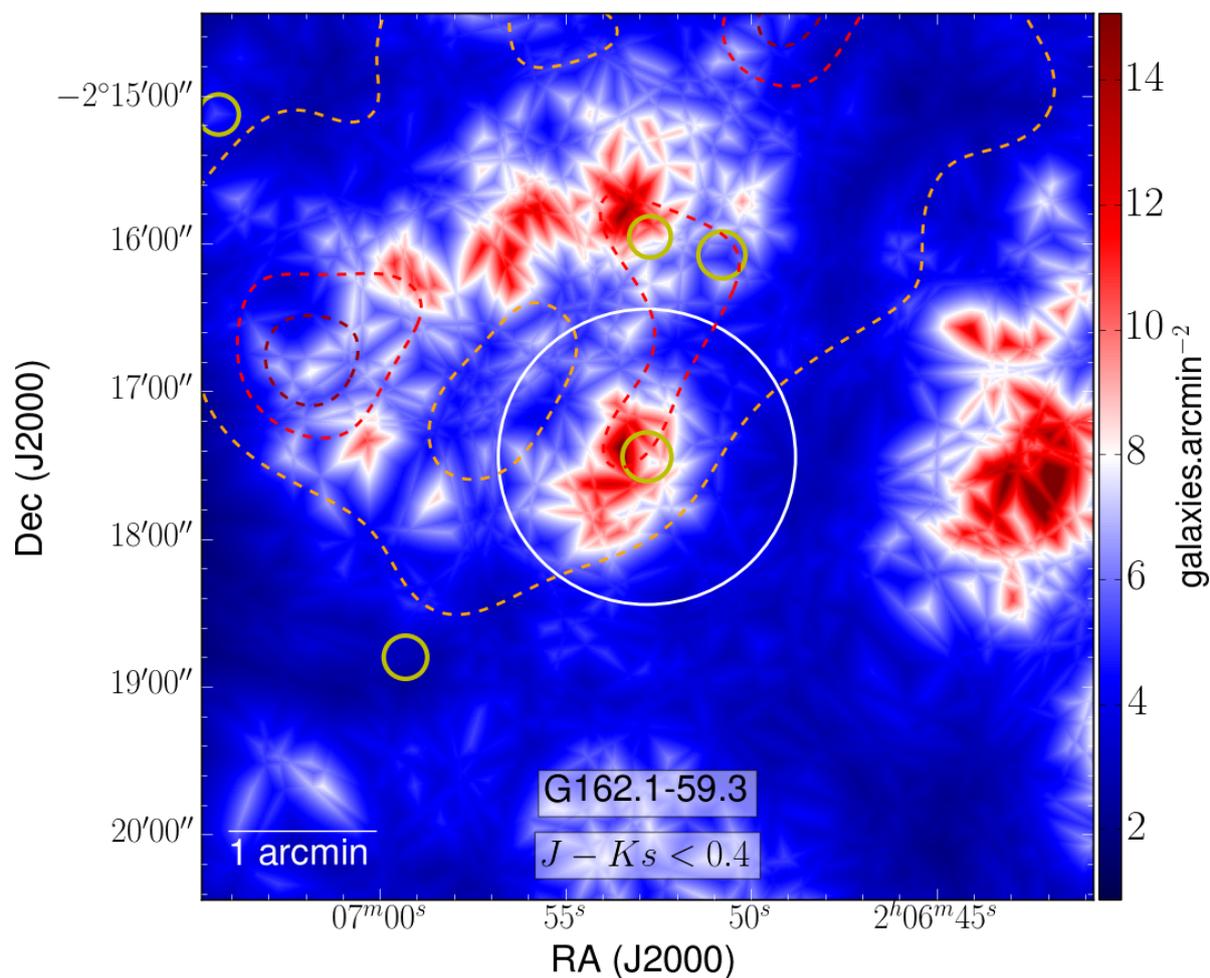
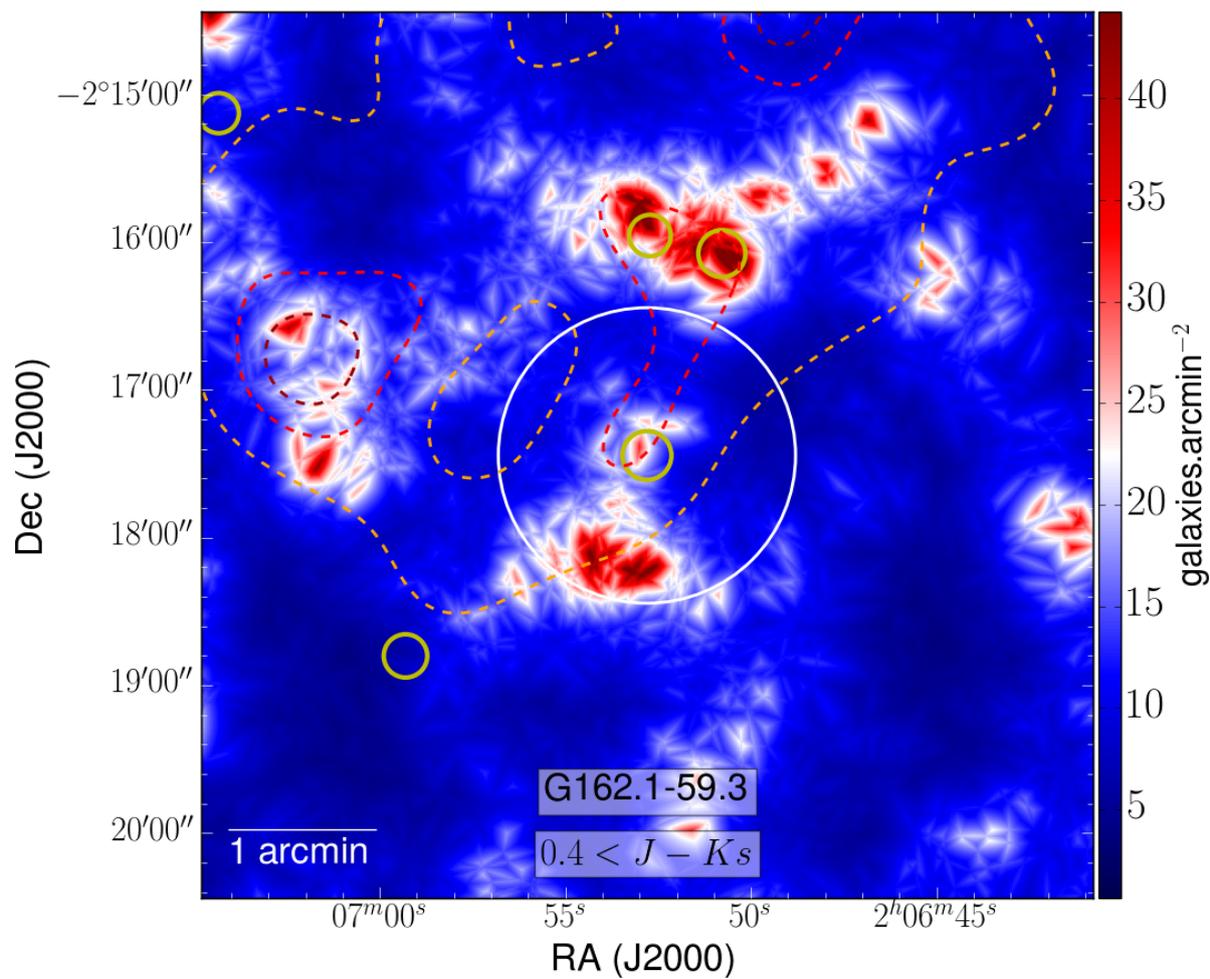


FIGURE A.107 – Cartes de densité larges de G162 : grn (haut) et ylw (bas)

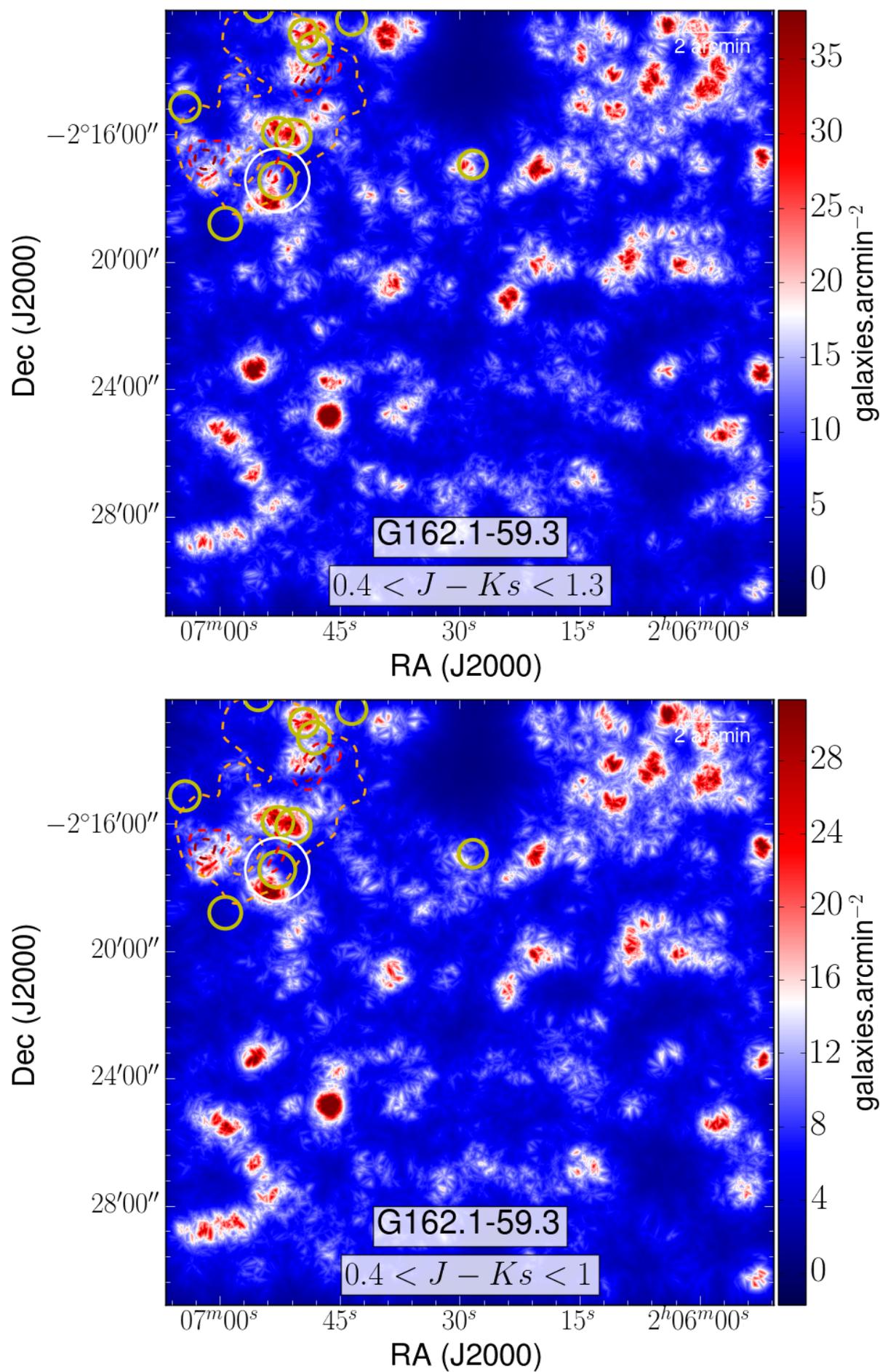


FIGURE A.108 – Cartes de densité ROI de G162 : grn (haut) et ylw (bas)

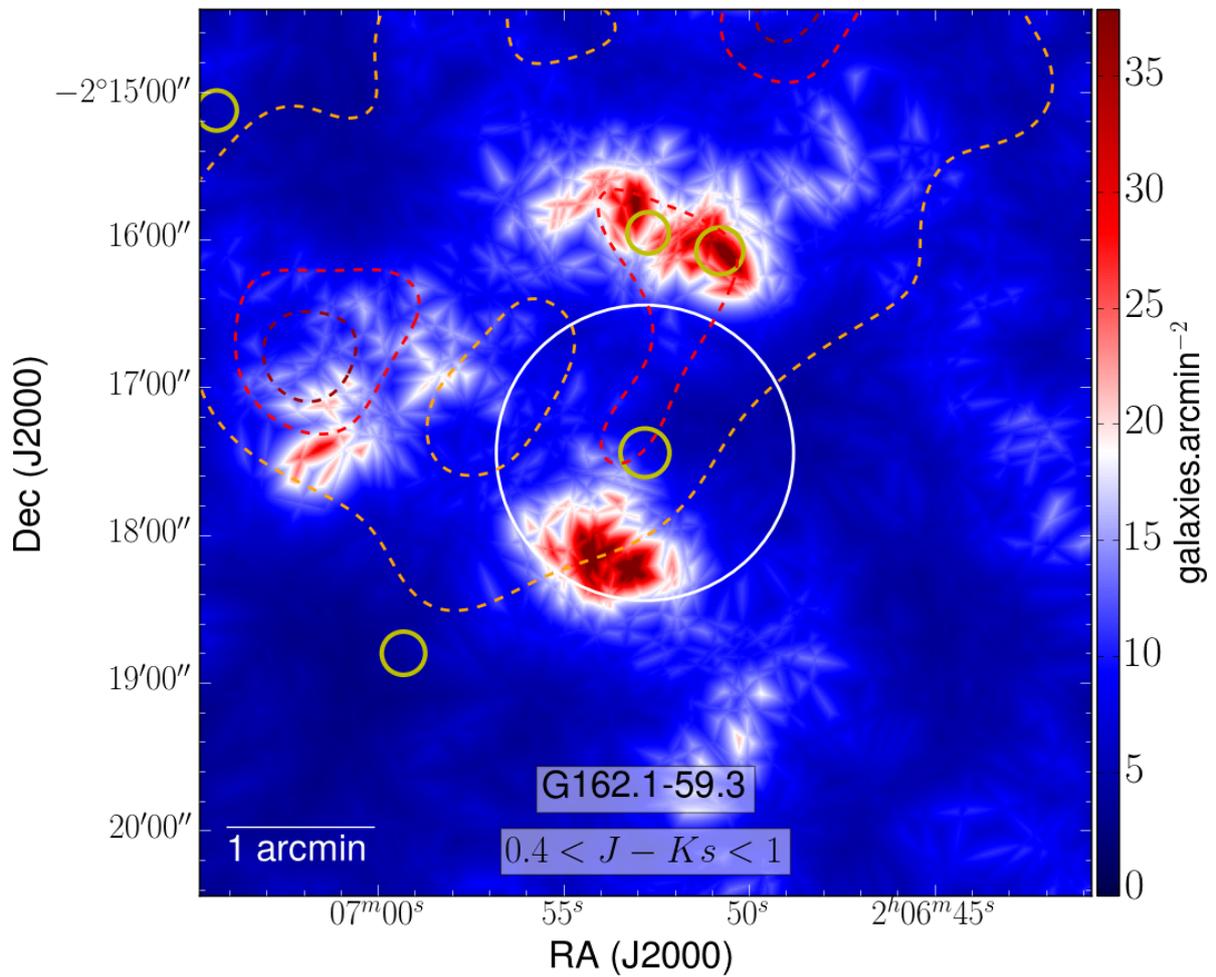
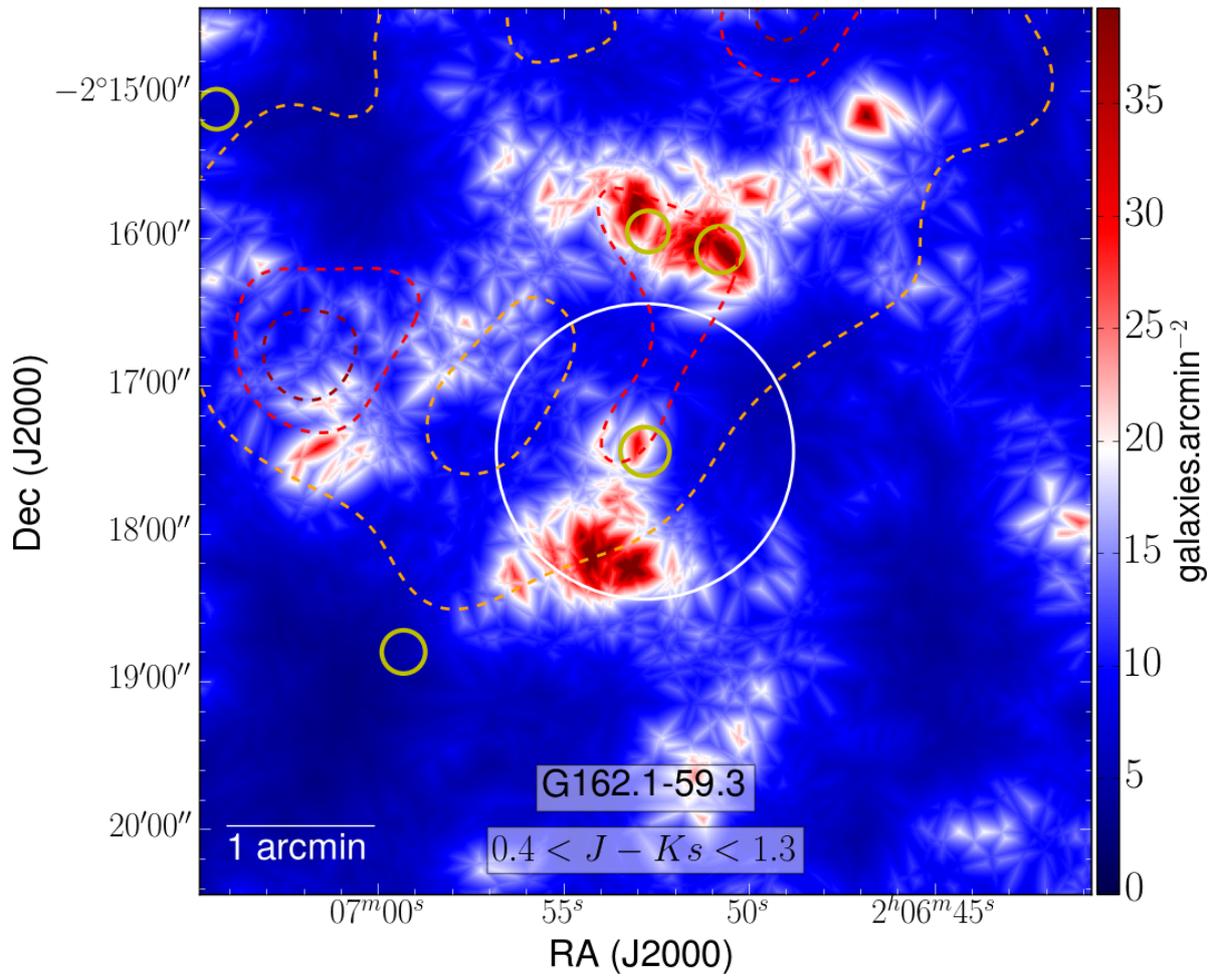


FIGURE A.109 – Cartes de densité larges de G180 : all (haut) et rao (bas)

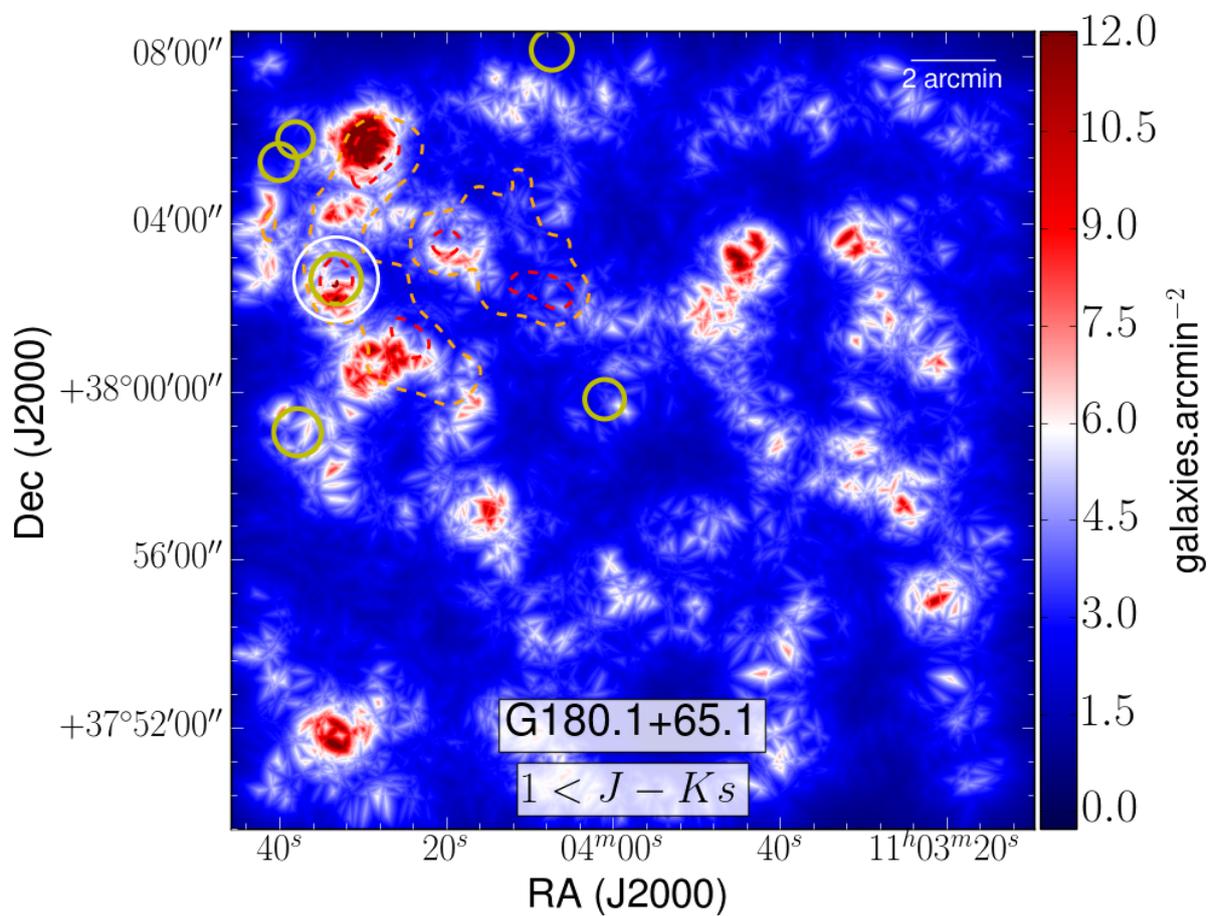
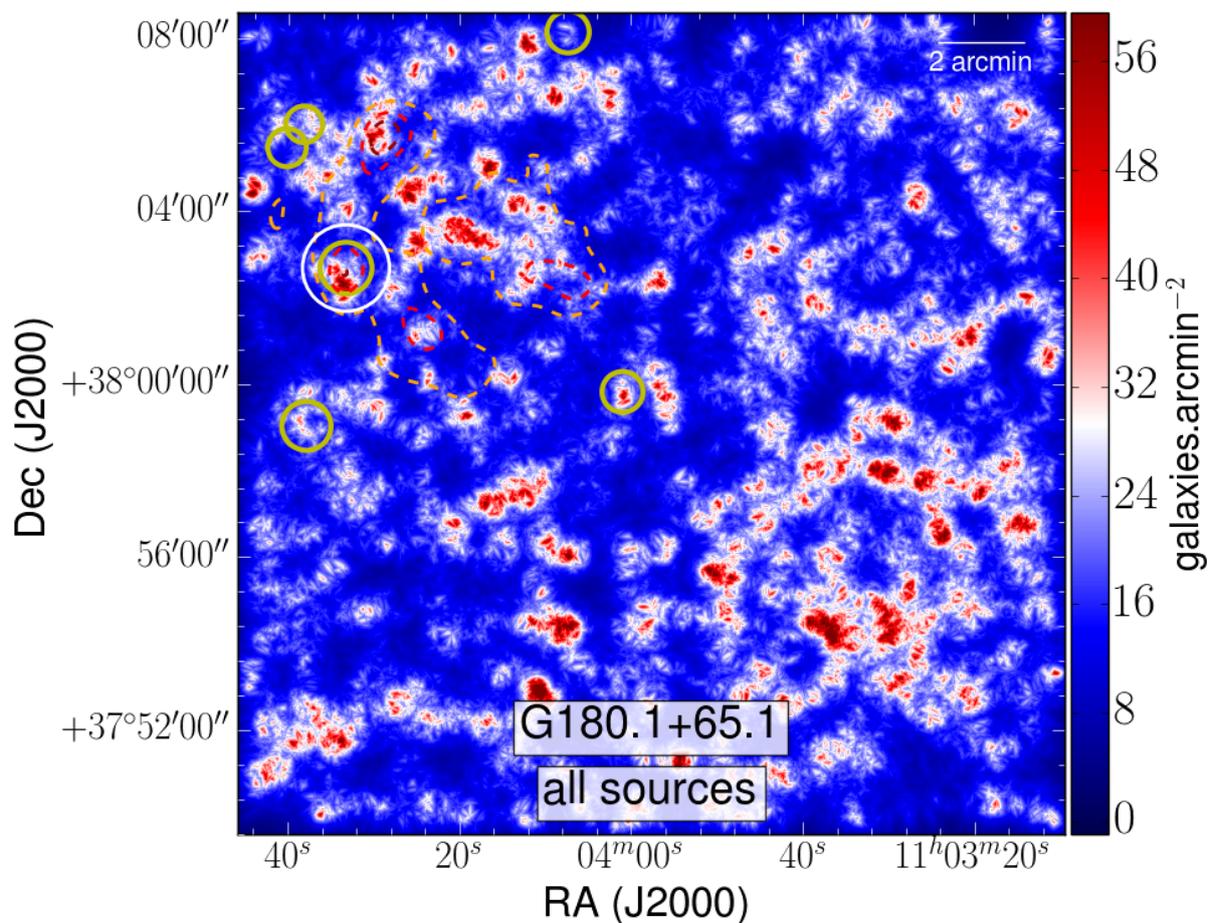


FIGURE A.110 – Cartes de densité ROI de G180 : all (haut) et rao (bas)

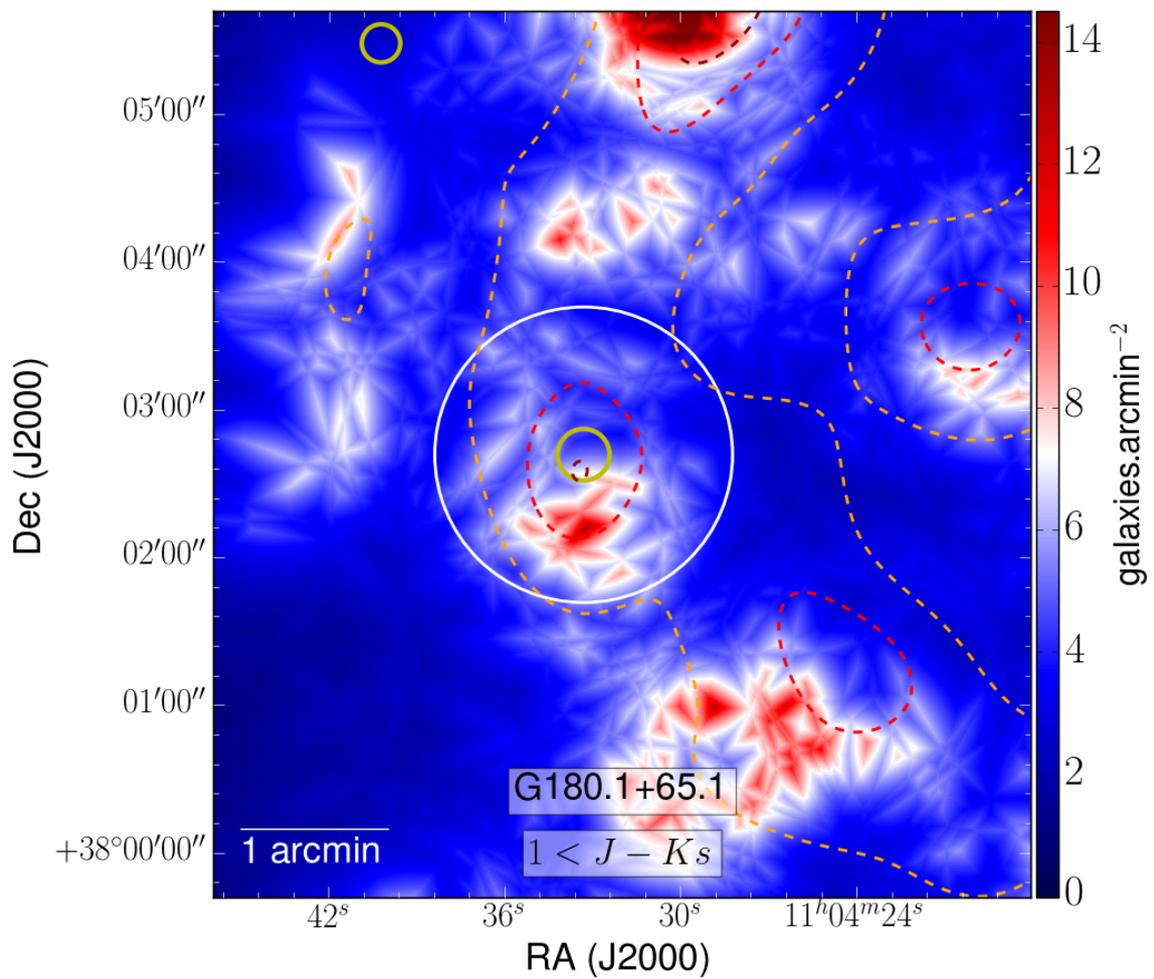
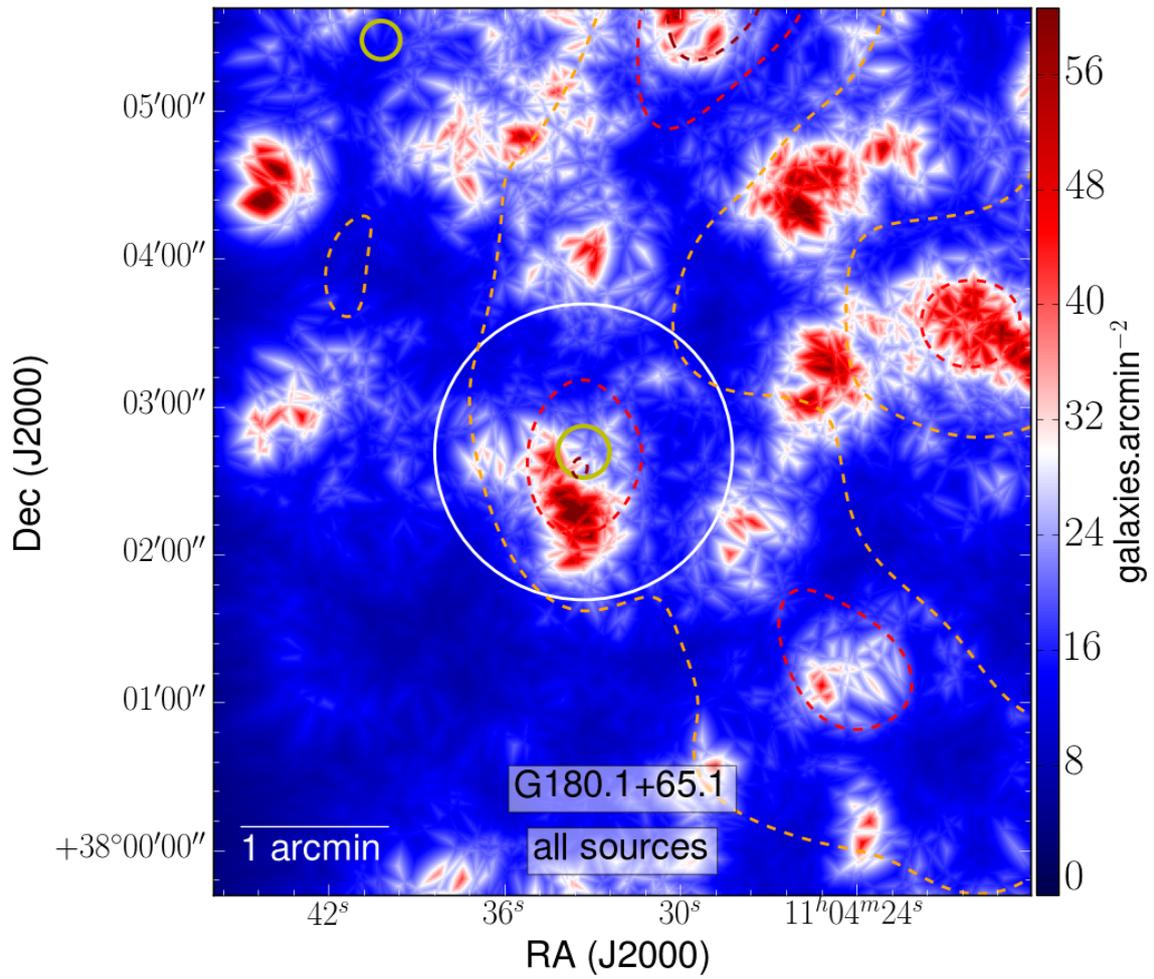


FIGURE A.111 – Cartes de densité larges de G180 : red (haut) et org (bas)

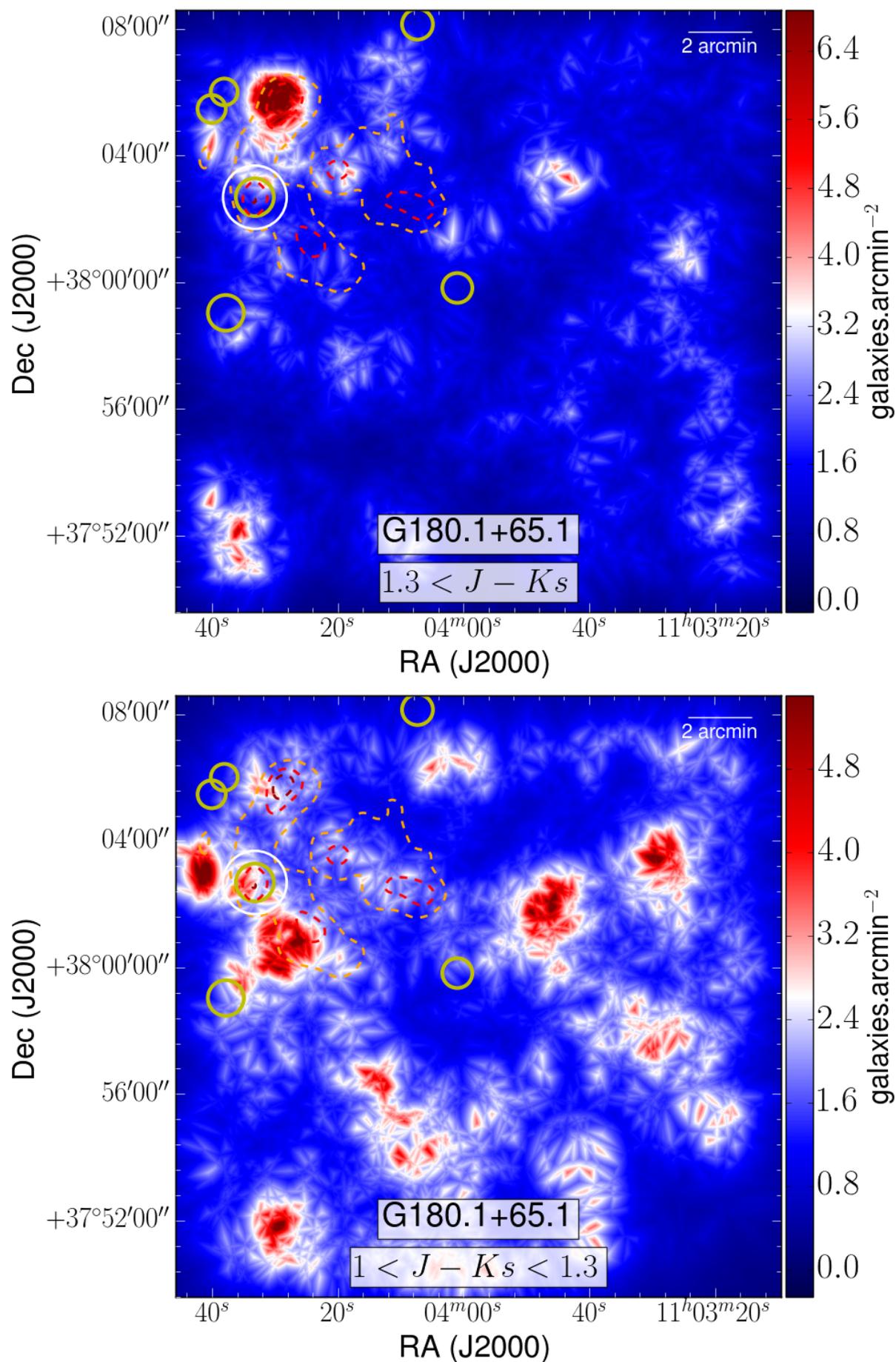


FIGURE A.112 – Cartes de densité ROI de G180 : red (haut) et org (bas)

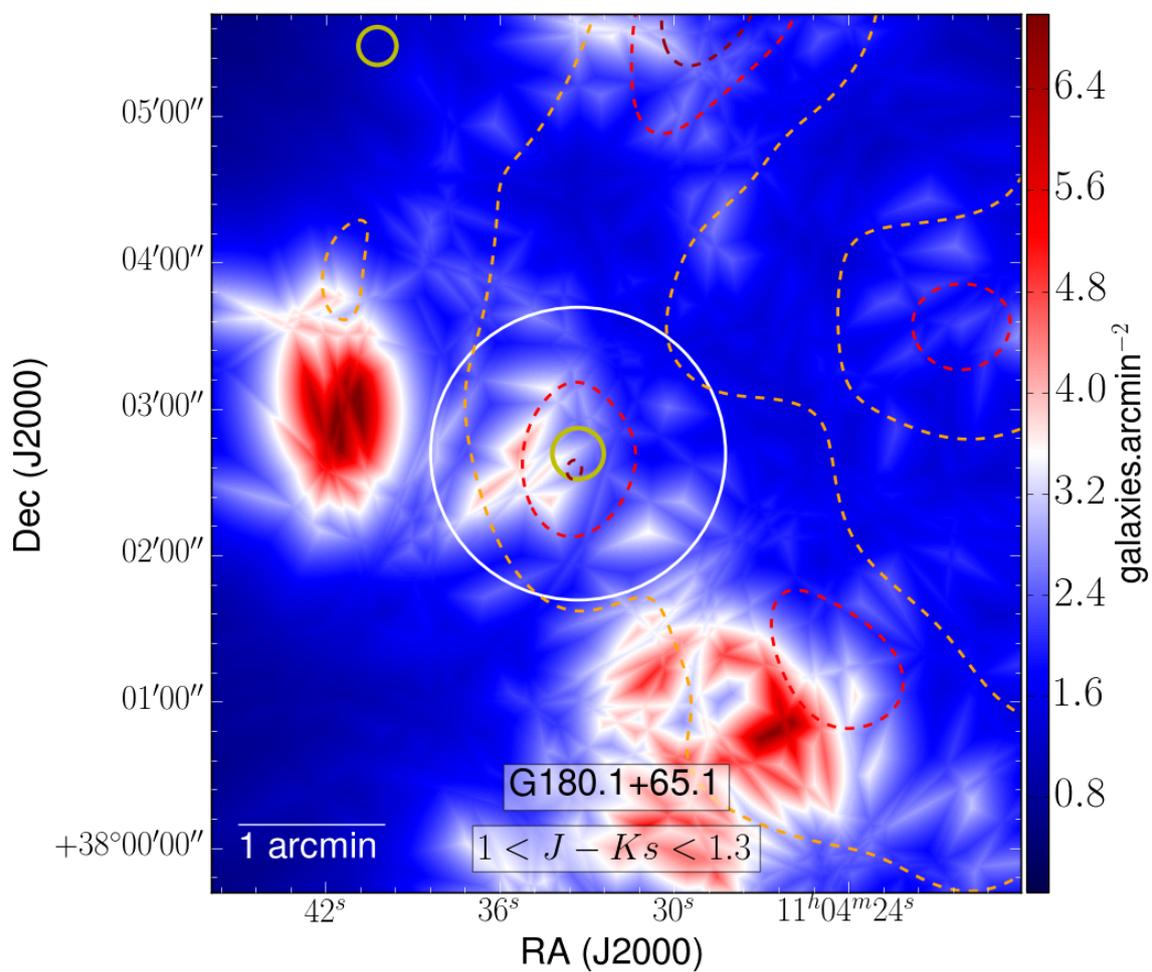
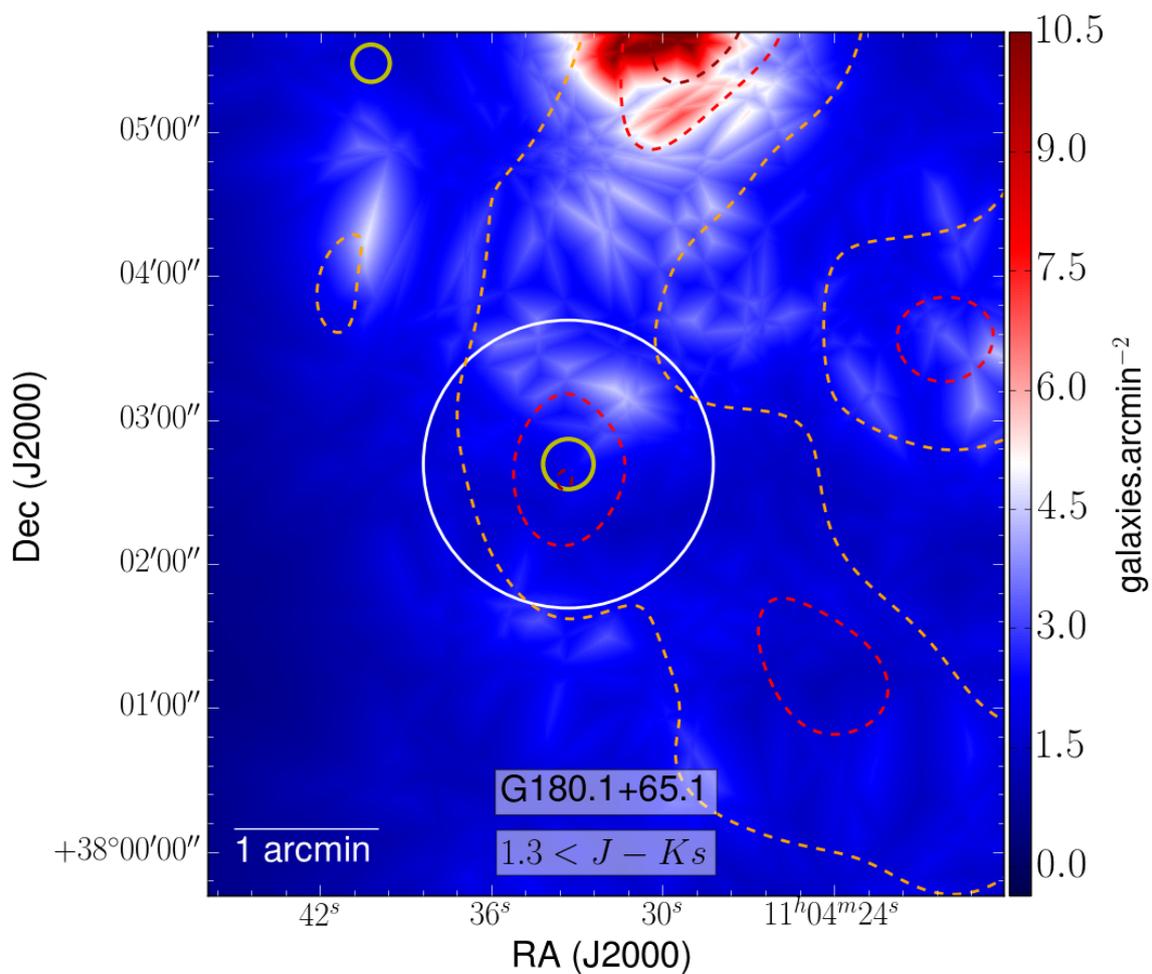


FIGURE A.113 – Cartes de densité larges de G180 : rog (haut) et blu (bas)

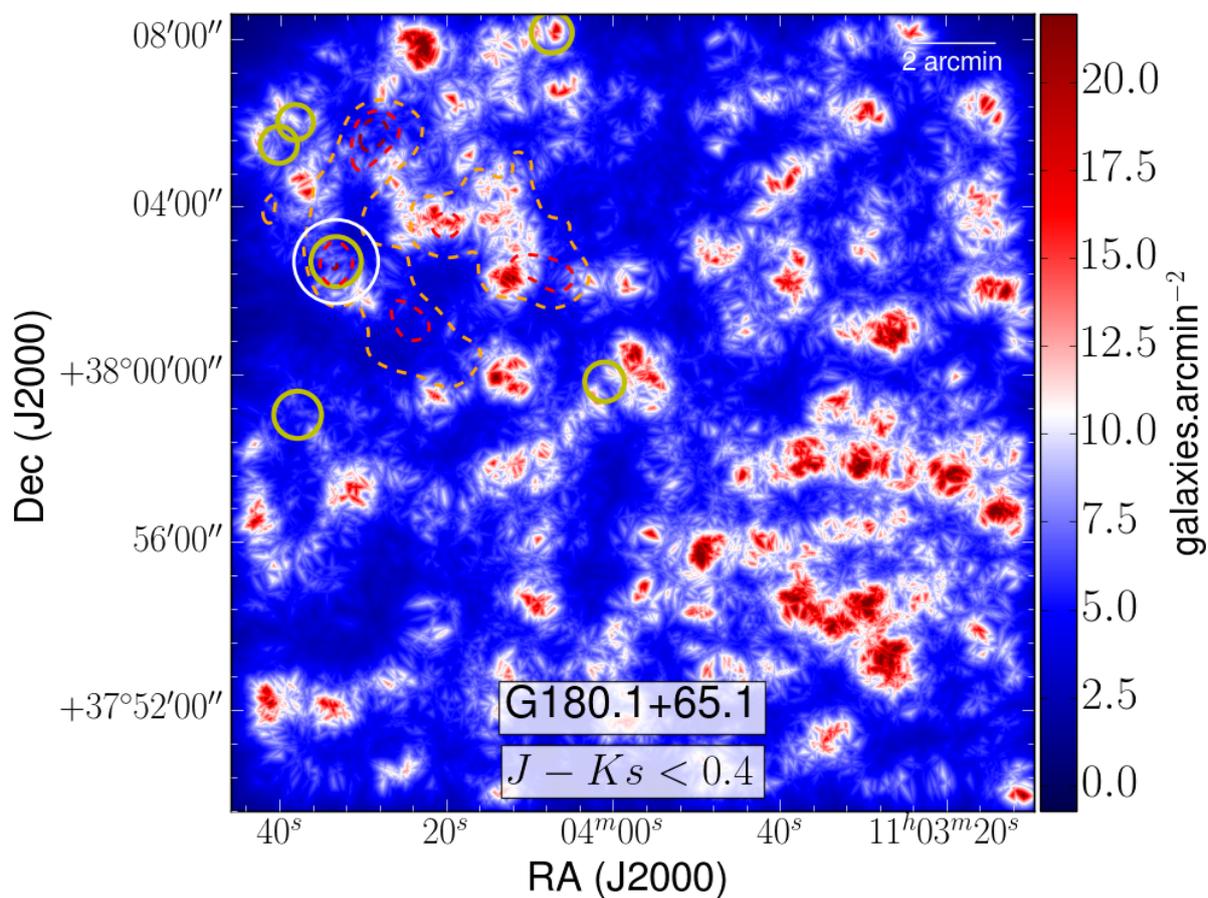
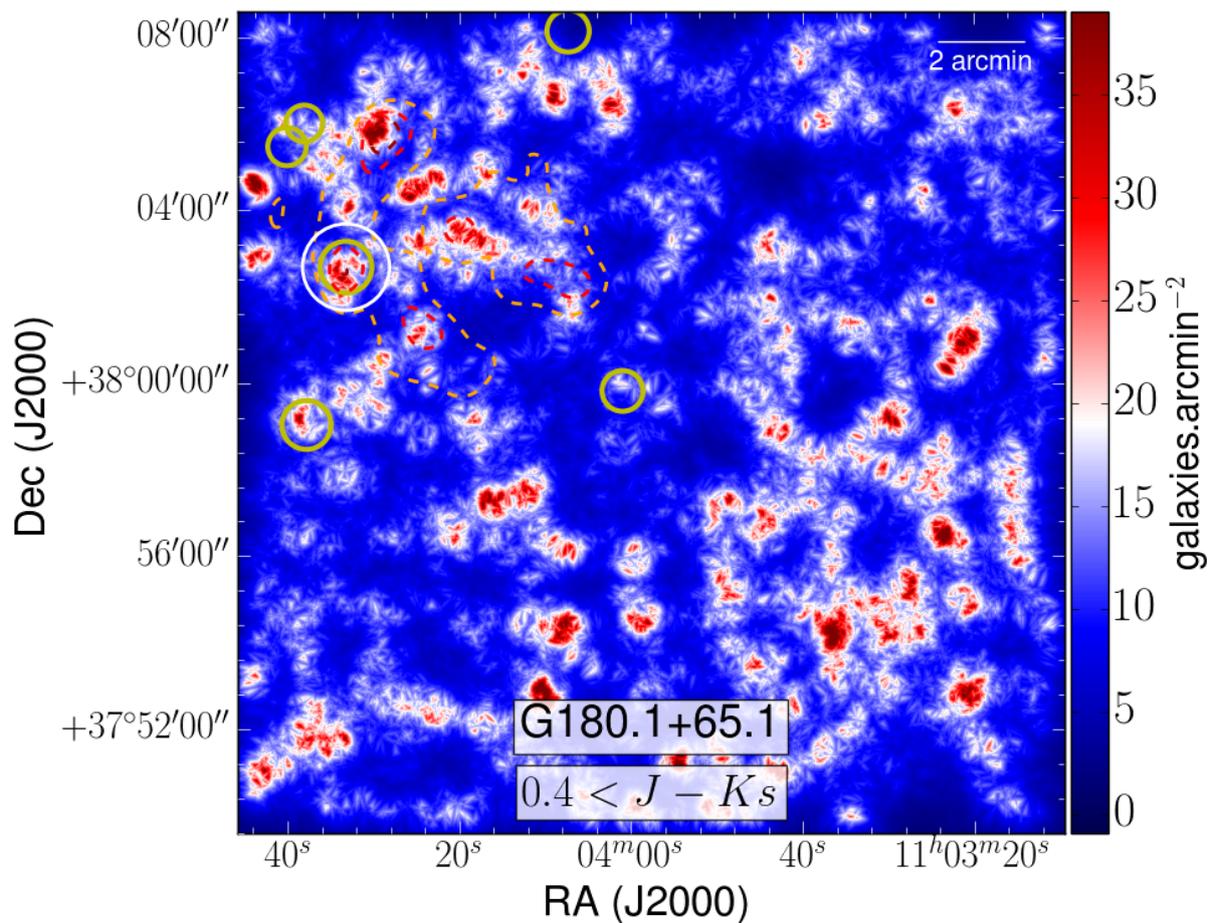


FIGURE A.114 – Cartes de densité ROI de G180 : rog (haut) et blu (bas)

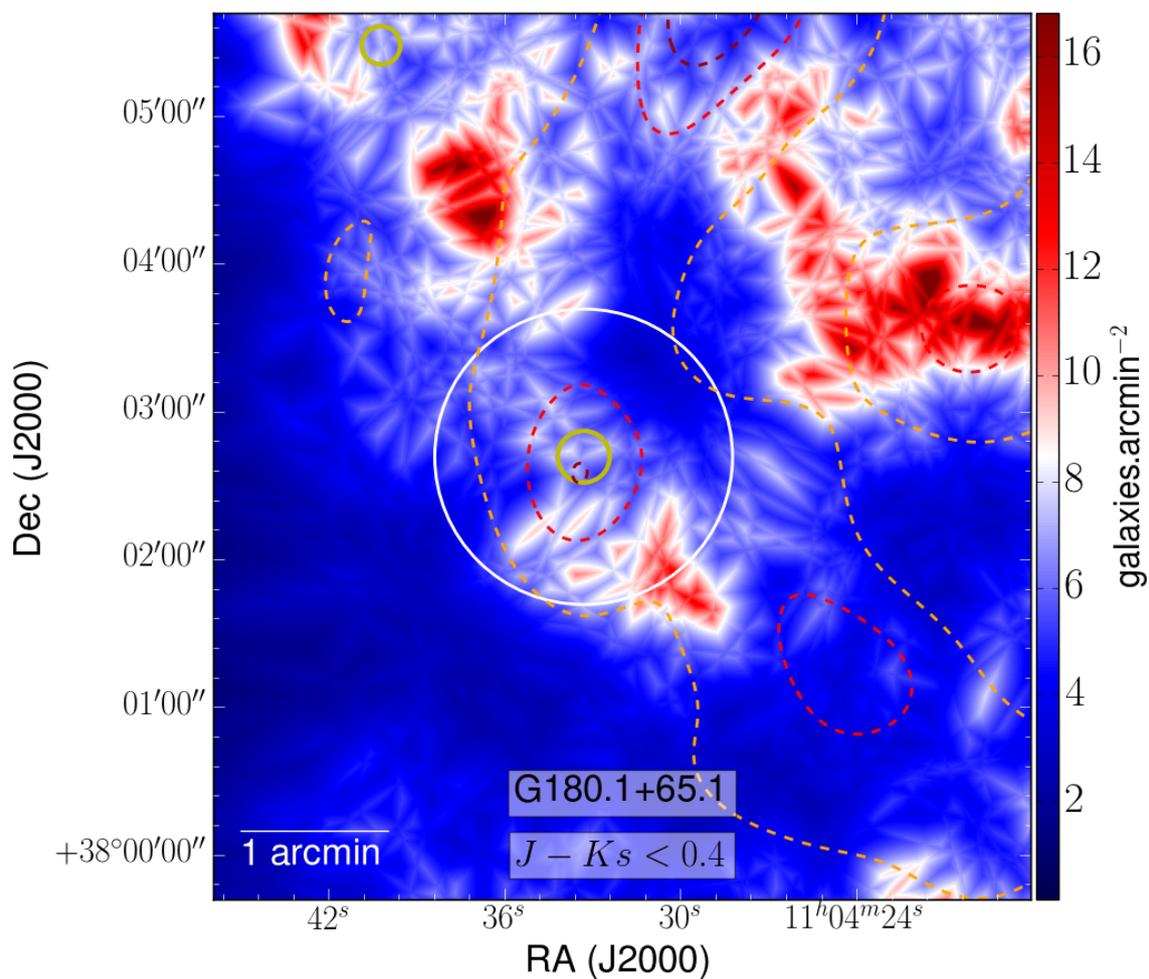
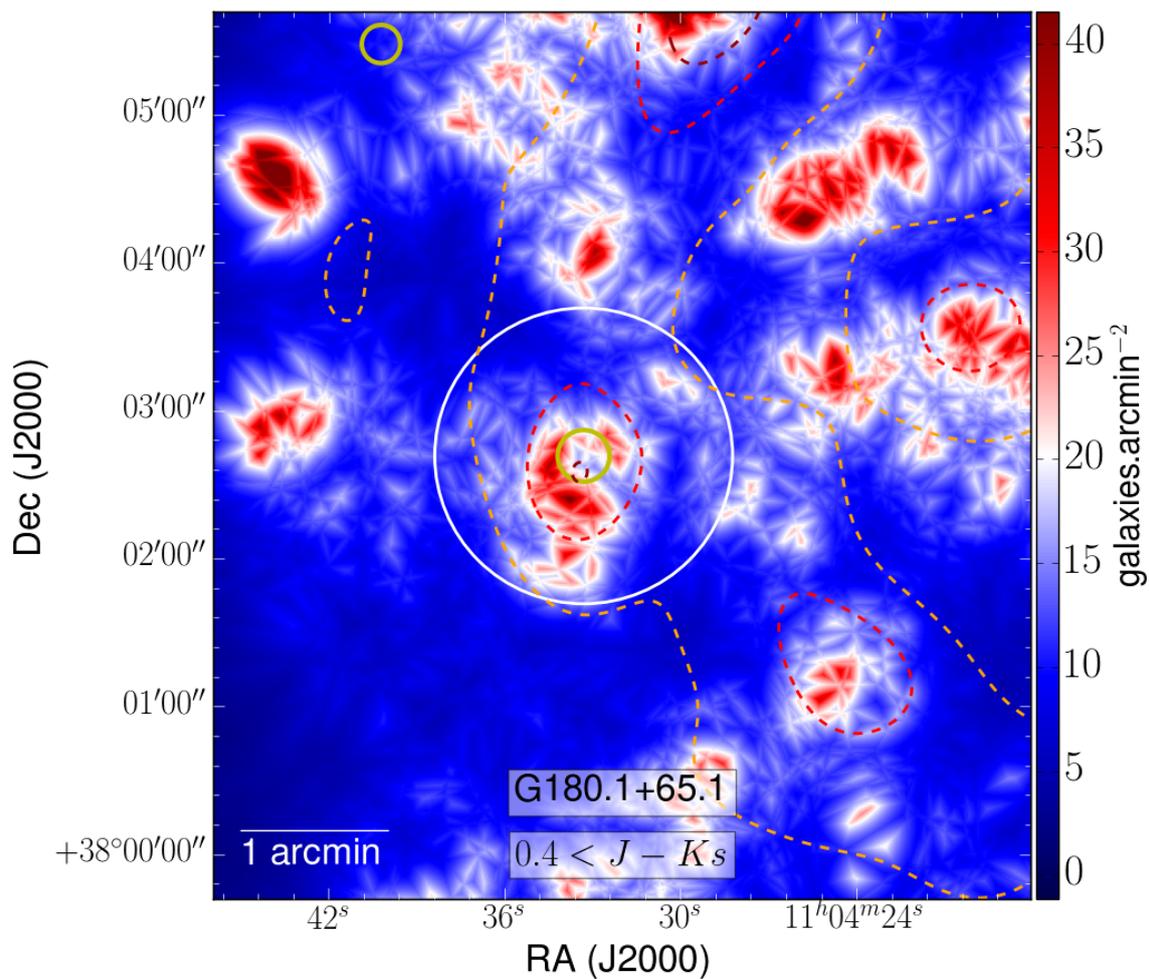


FIGURE A.115 – Cartes de densité larges de G180 : grn (haut) et ylw (bas)

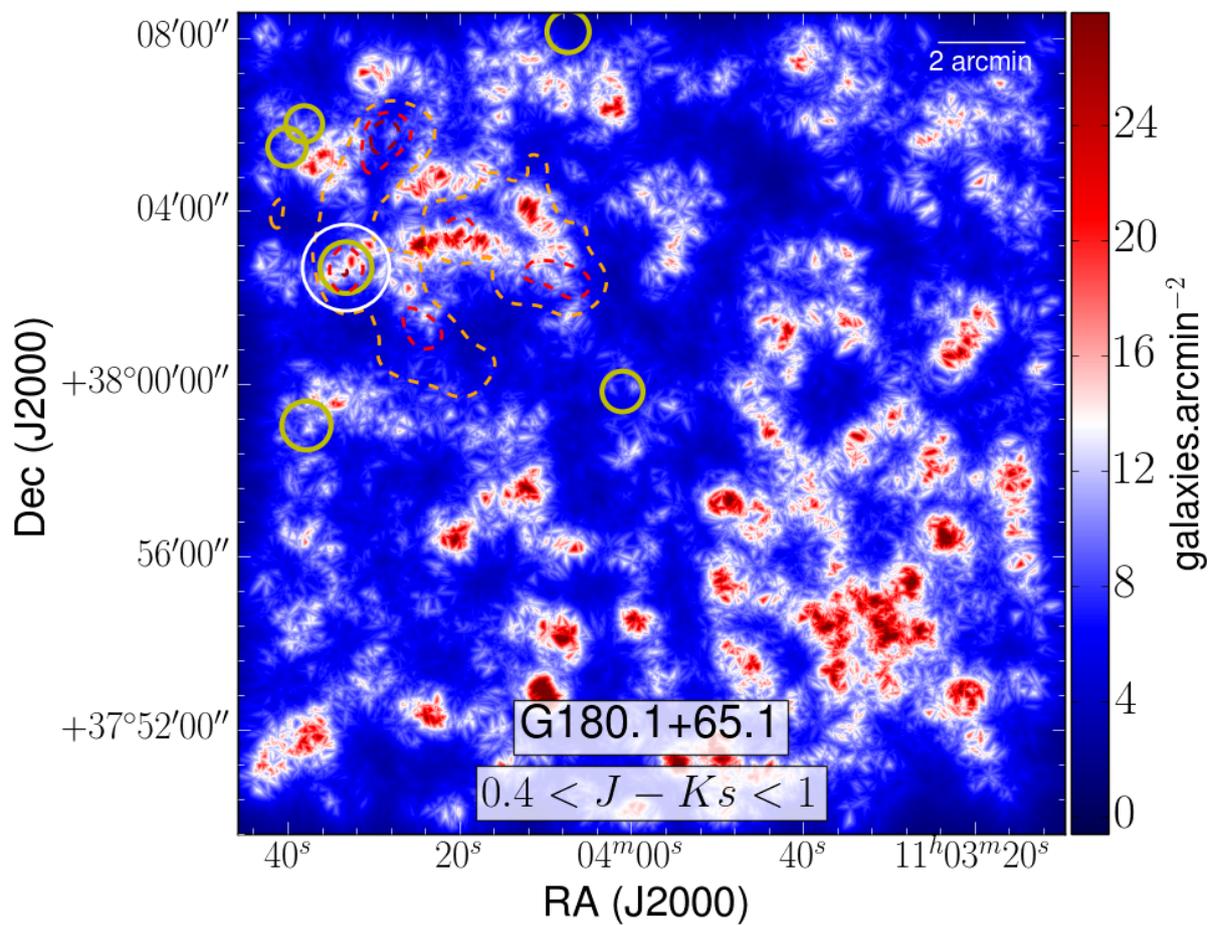
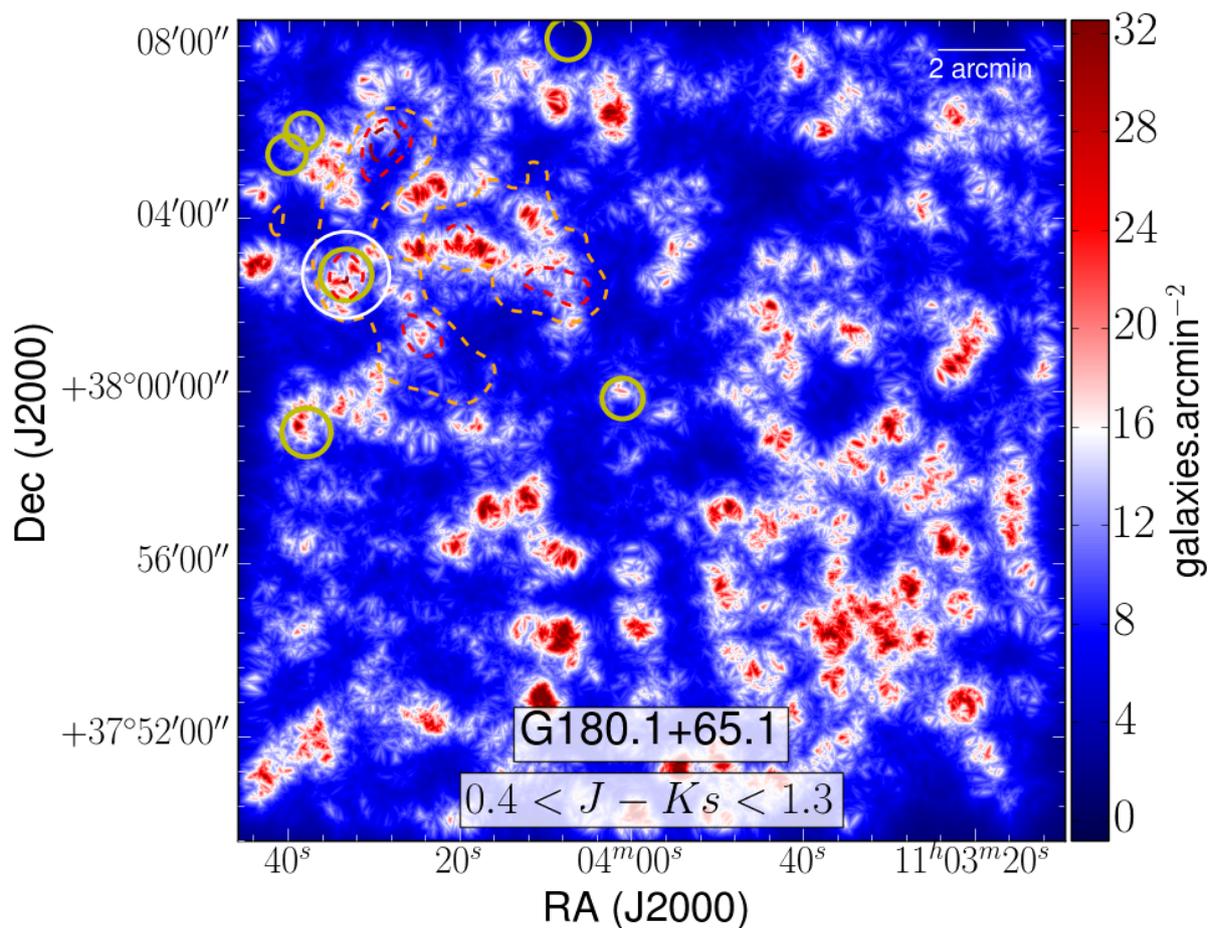


FIGURE A.116 – Cartes de densité ROI de G180 : grn (haut) et ylw (bas)

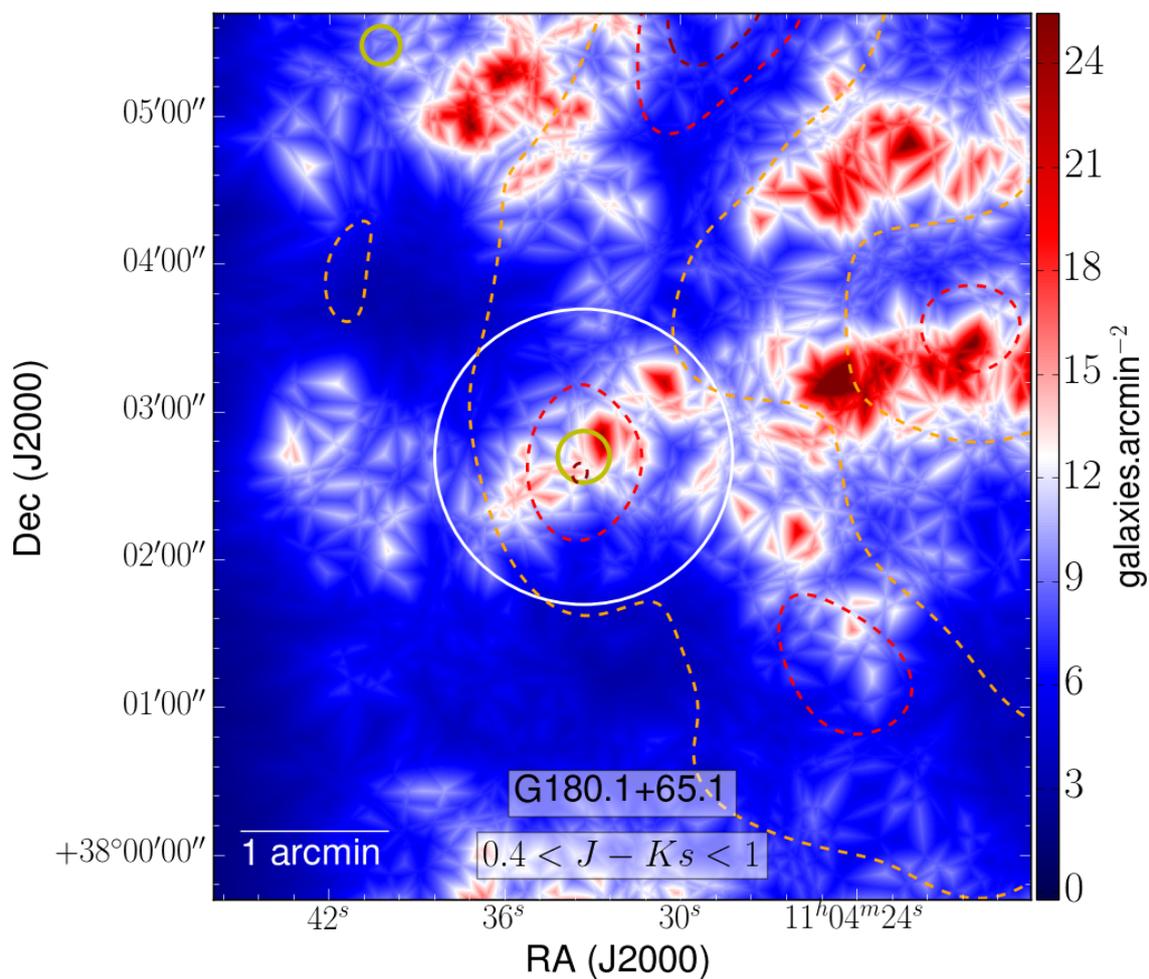
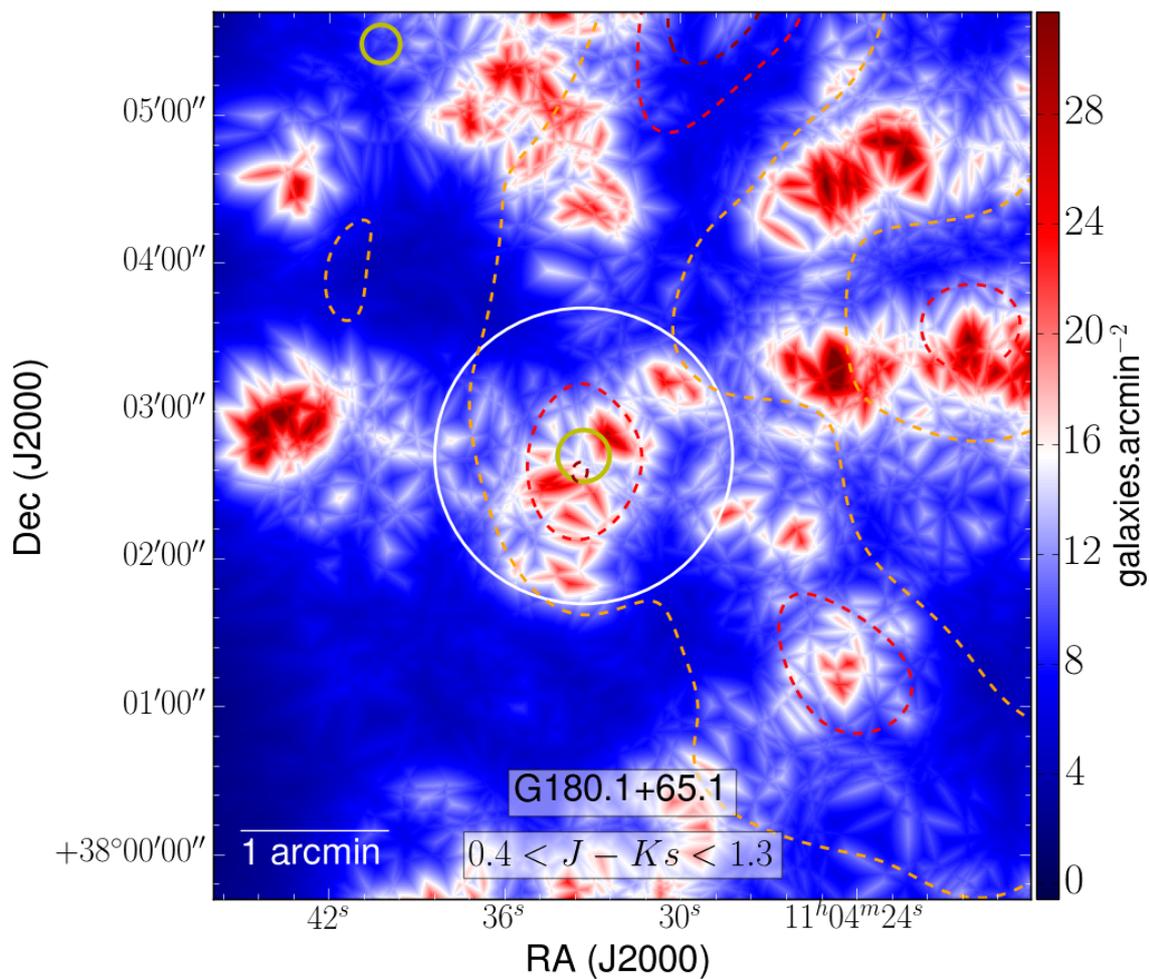


FIGURE A.117 – Cartes de densité larges de G322 : all (haut) et rao (bas)

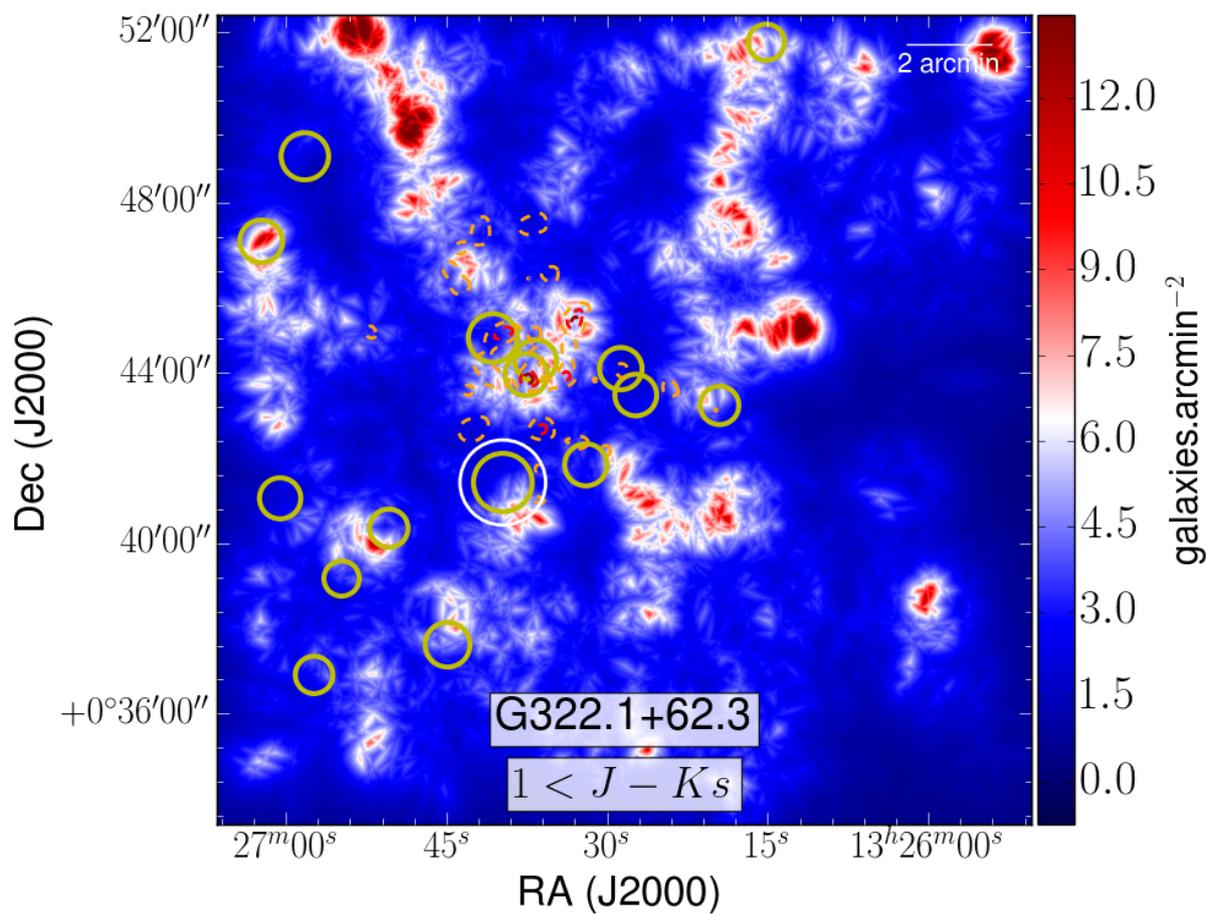
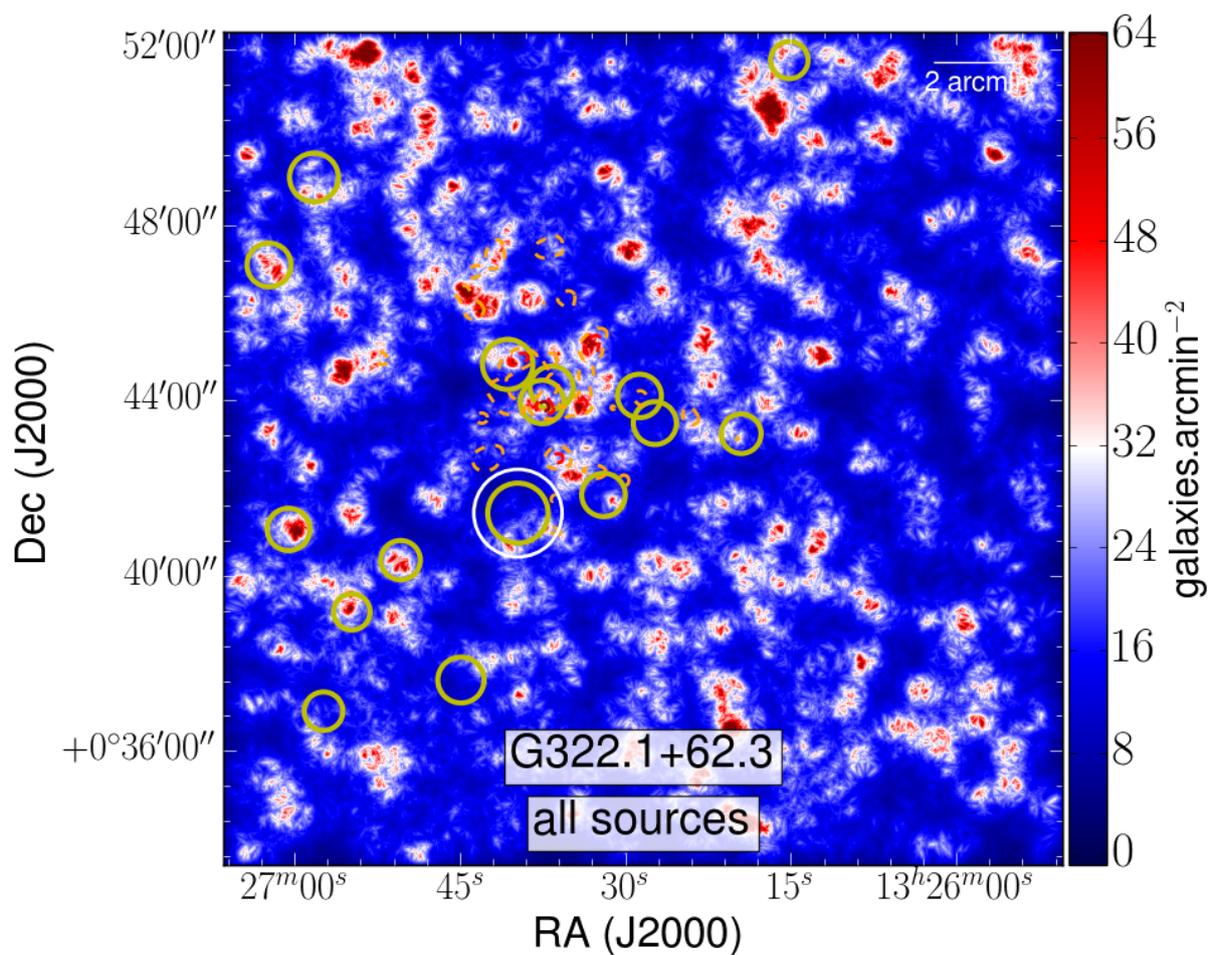


FIGURE A.118 – Cartes de densité ROI de G322 : all (haut) et rao (bas)

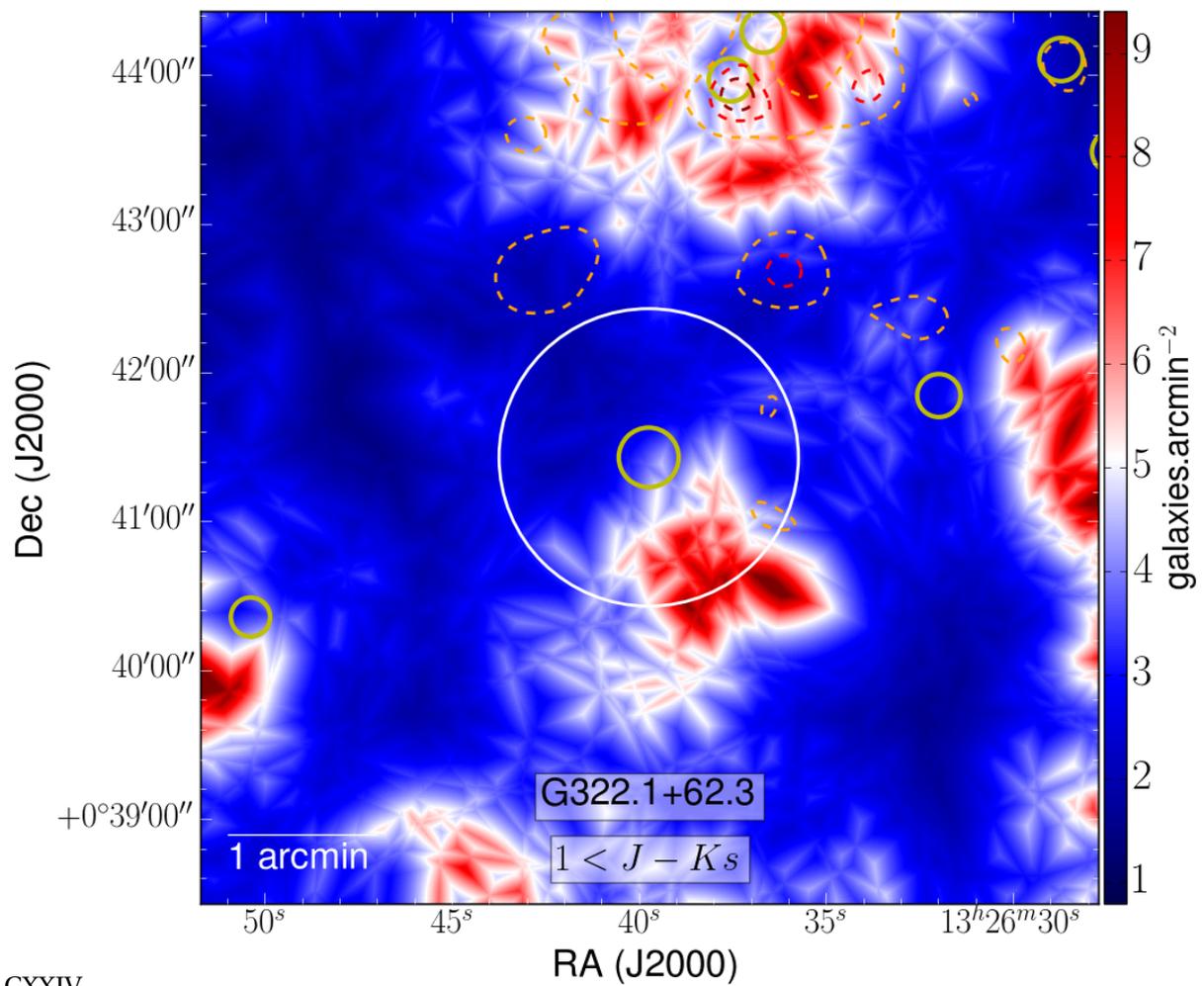
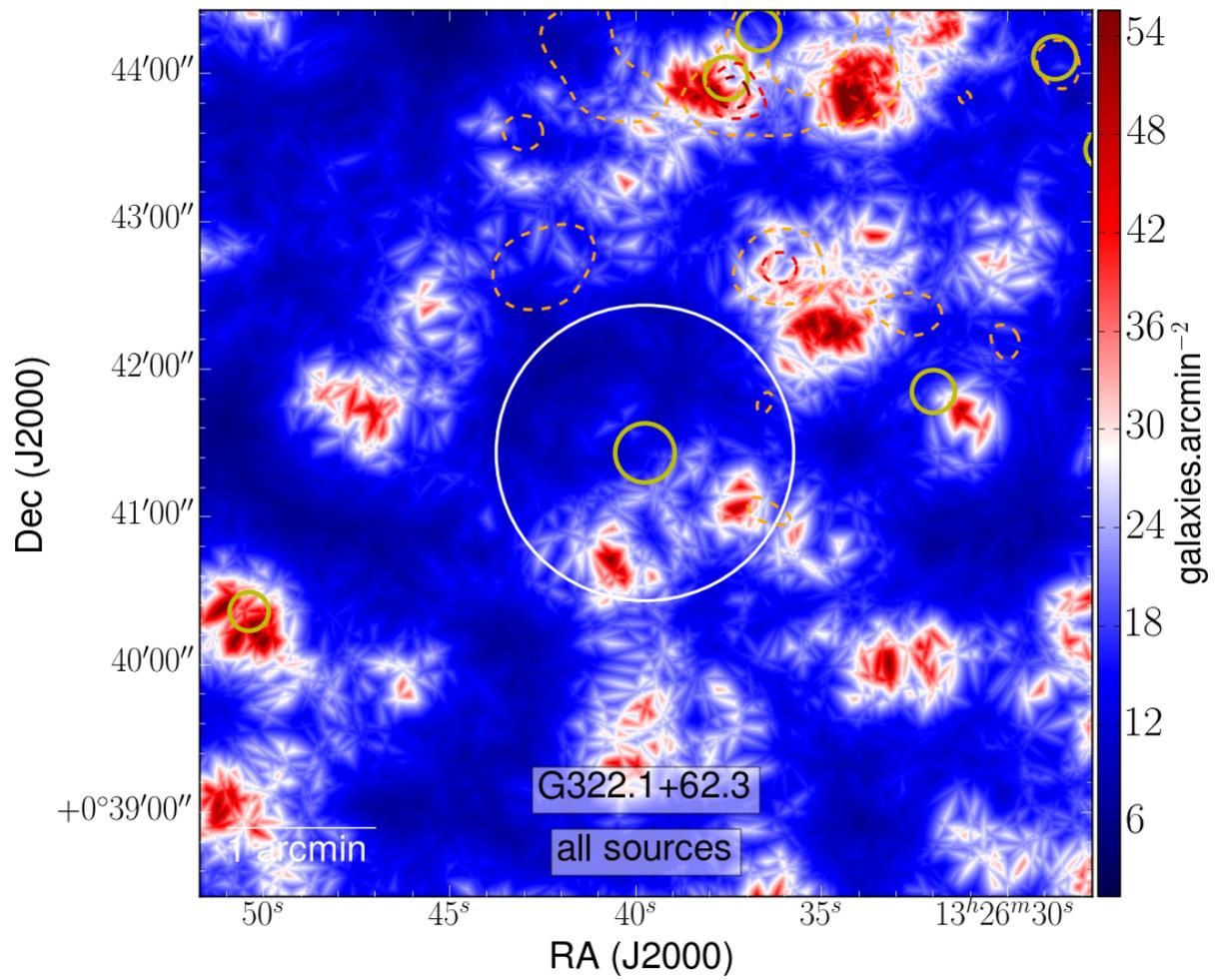


FIGURE A.119 – Cartes de densité larges de G322 : red (haut) et org (bas)

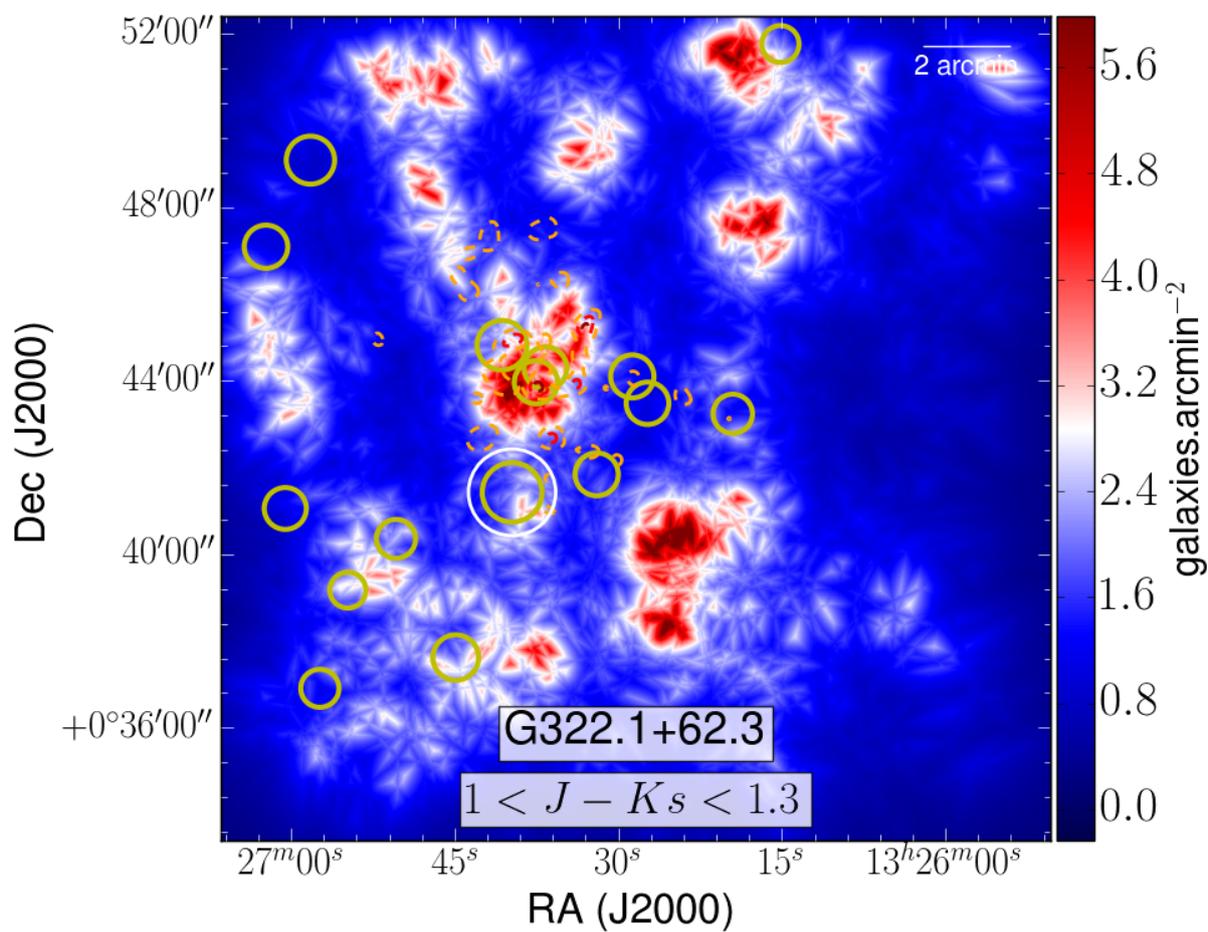
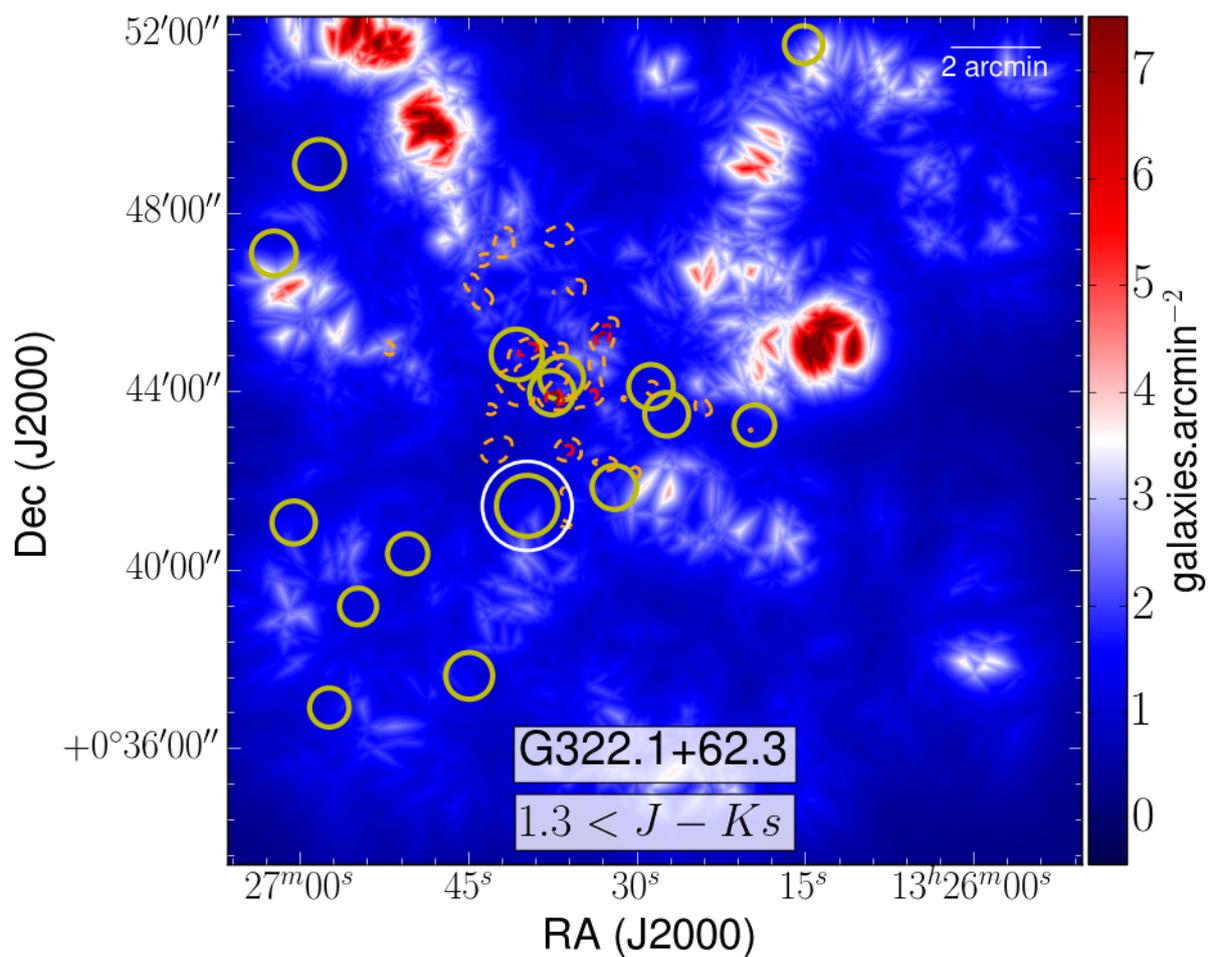


FIGURE A.120 – Cartes de densité ROI de G322 : red (haut) et org (bas)

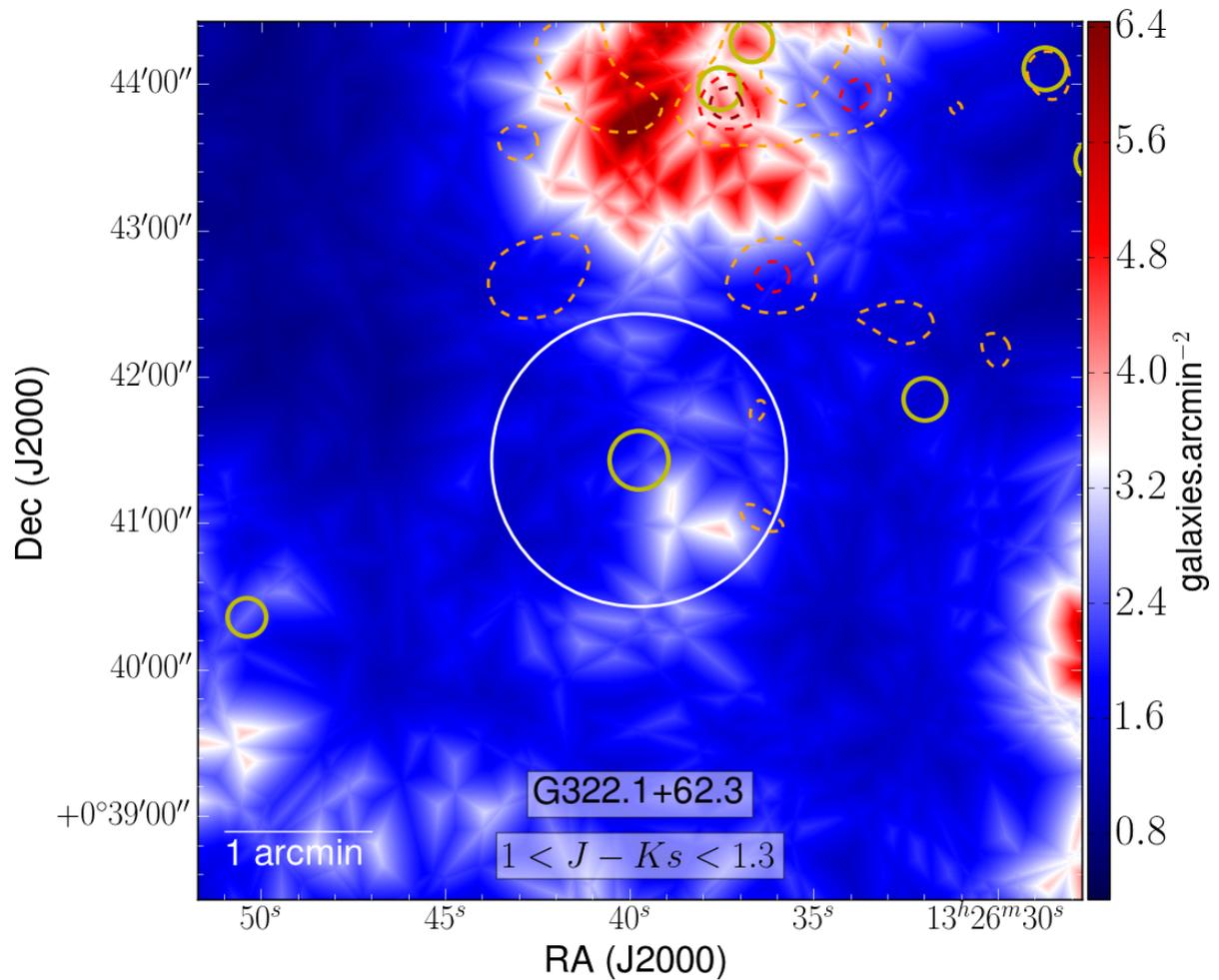
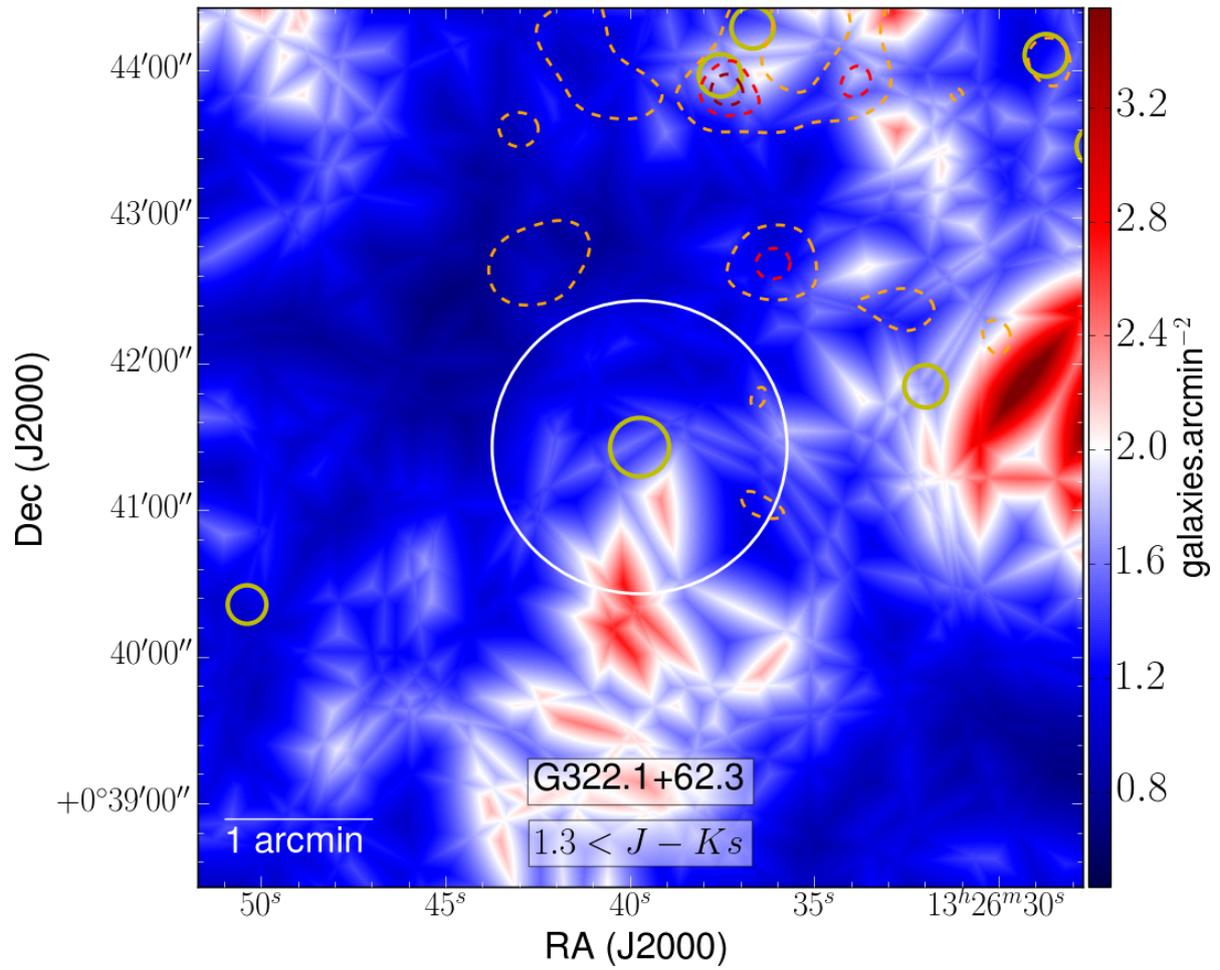


FIGURE A.121 – Cartes de densité larges de G322 : rog (haut) et blu (bas)

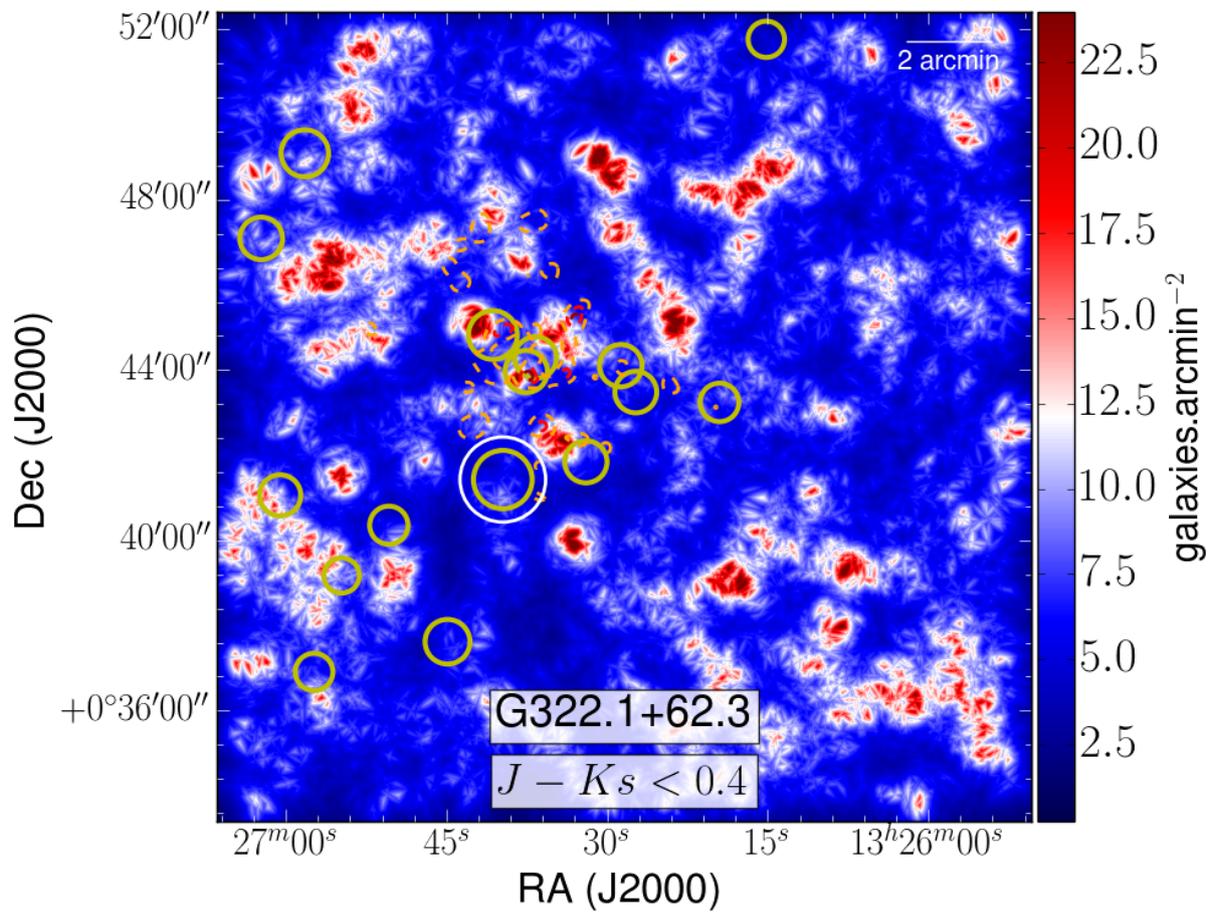
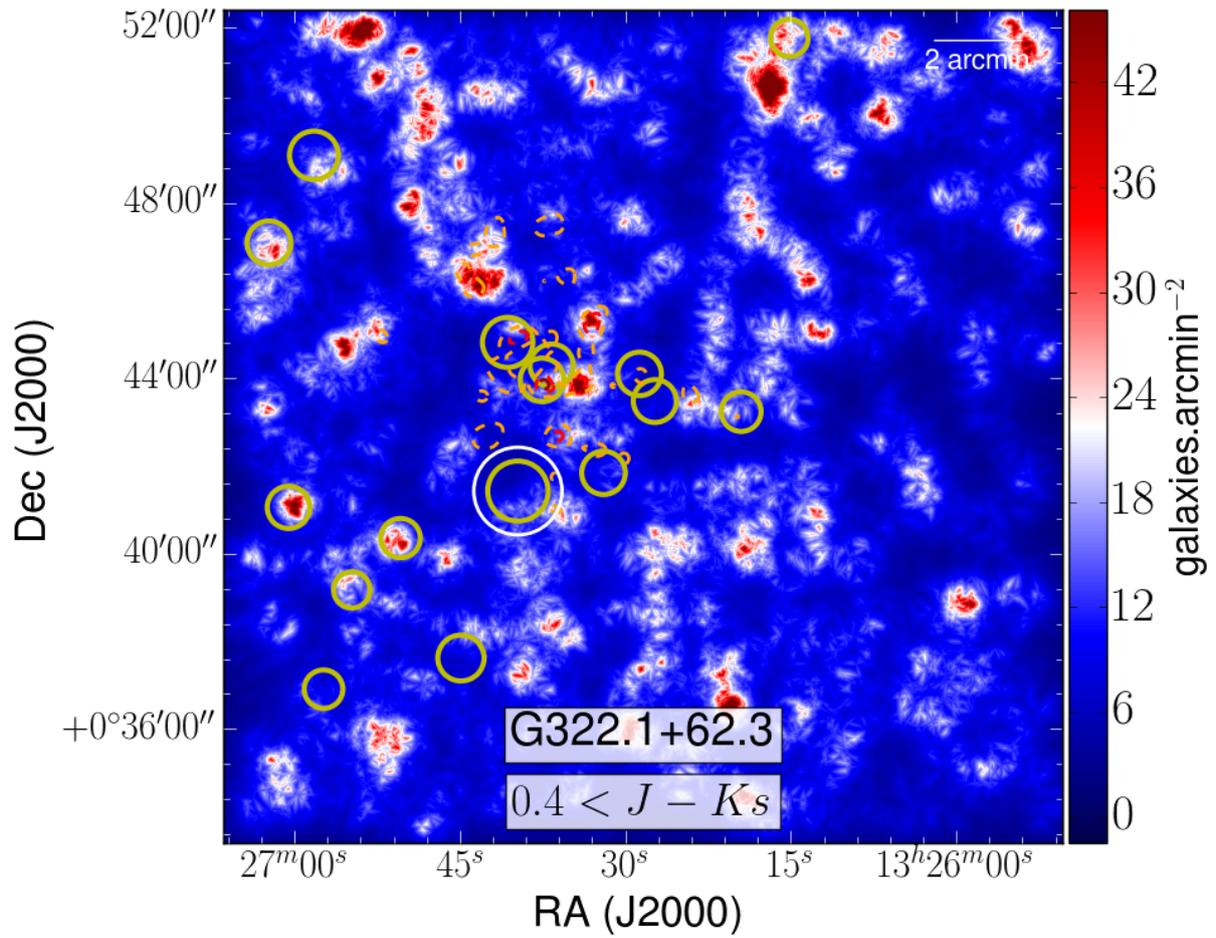


FIGURE A.122 – Cartes de densité ROI de G322 : rog (haut) et blu (bas)

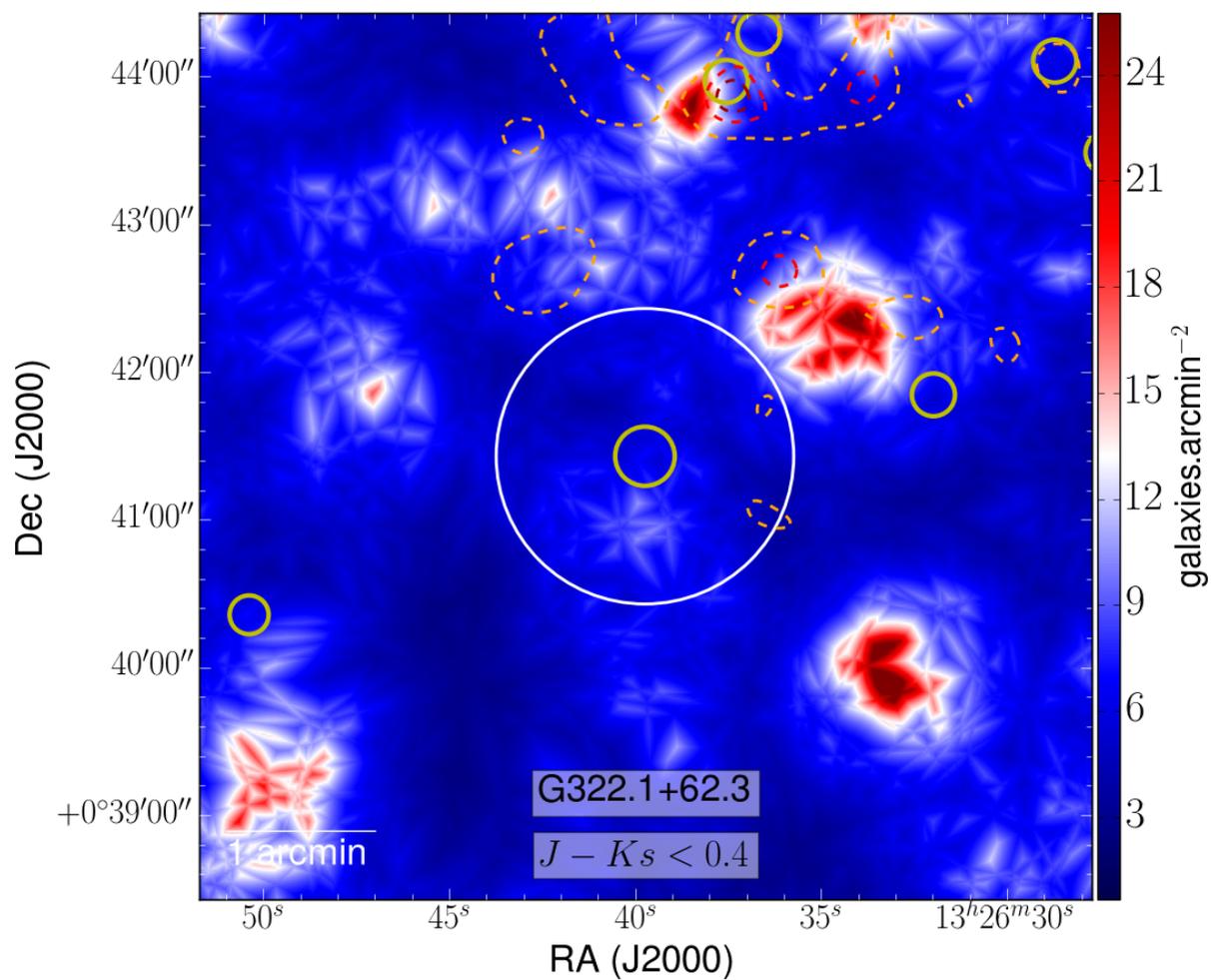
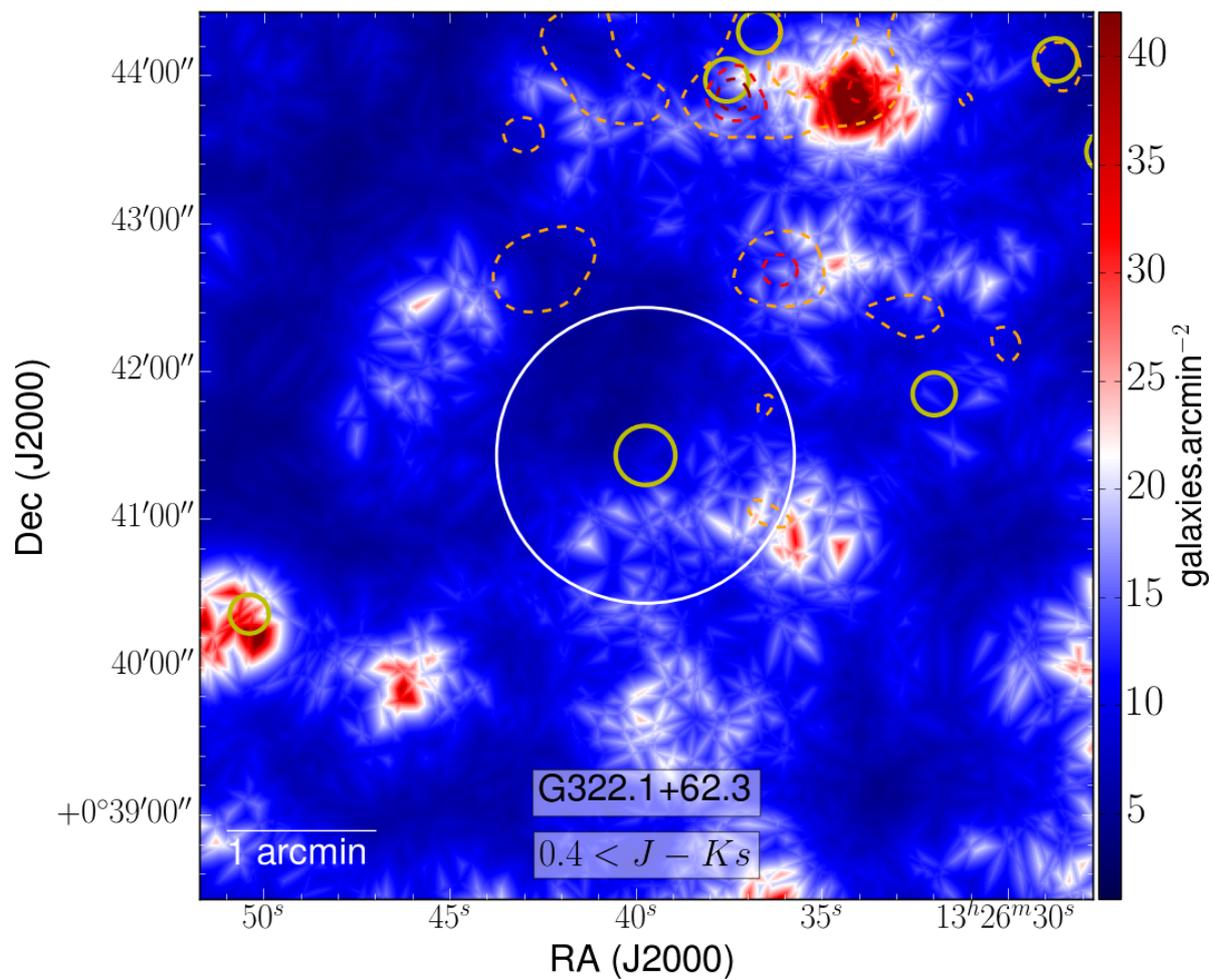


FIGURE A.123 – Cartes de densité larges de G322 : grn (haut) et ylw (bas)

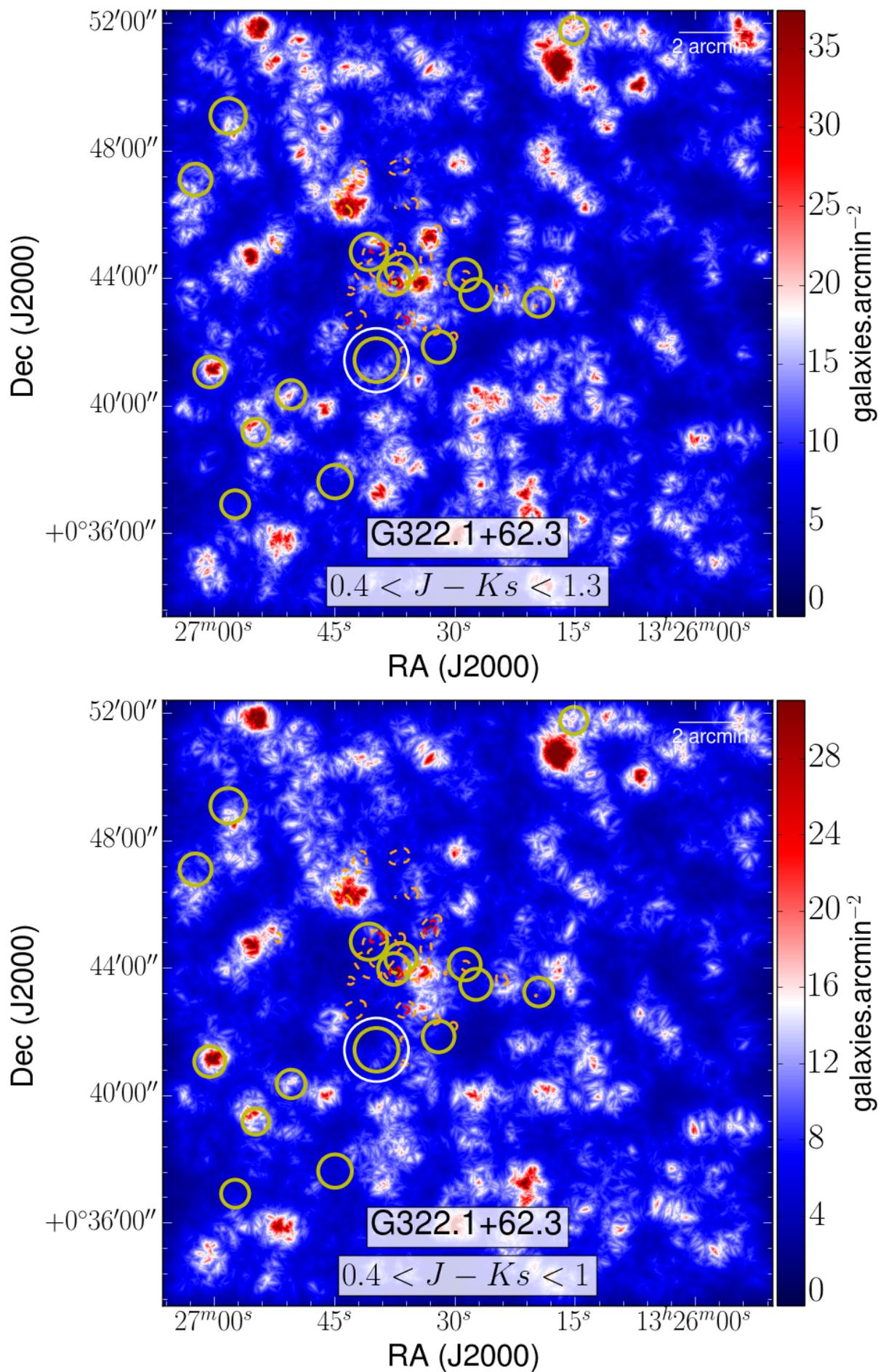
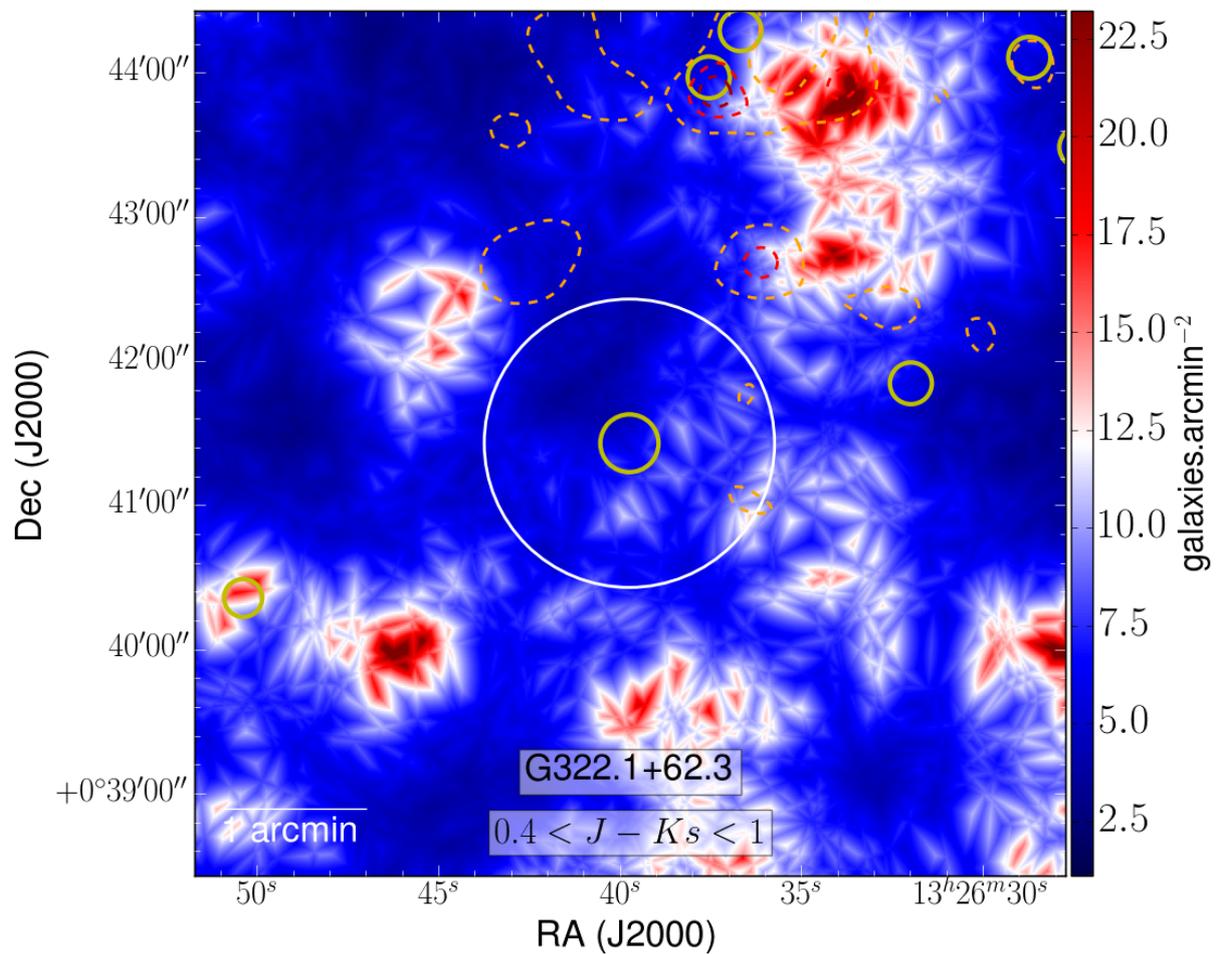
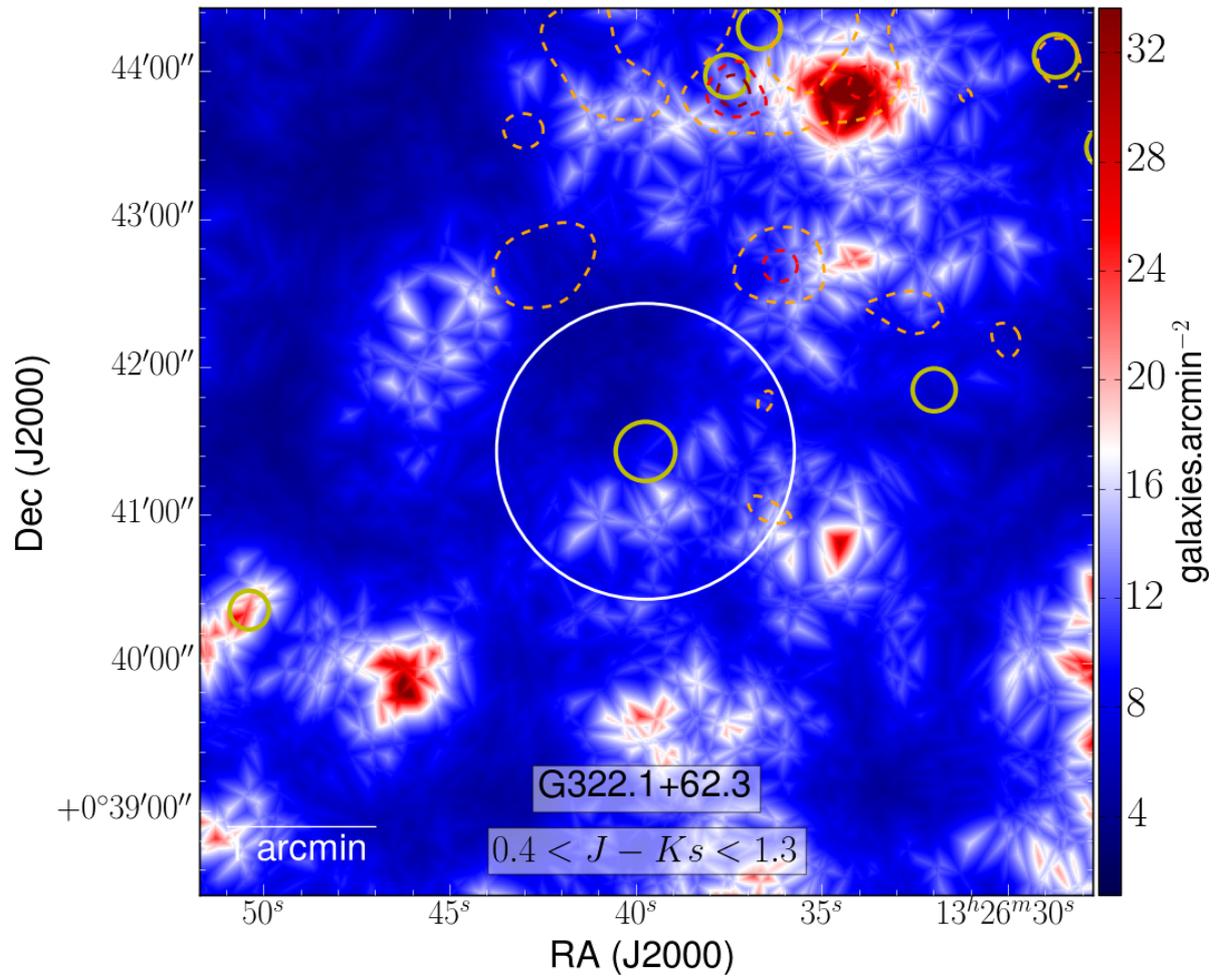


FIGURE A.124 – Cartes de densité ROI de G322 : grn (haut) et ylw (bas)



A.5 Surdensités et significances des candidats principaux

La figure A.125 donne une vue synthétique des significances rouge / verte / bleue pour les 13 candidats principaux. Le tableau A.1 donne la valeur des densités du champ et du candidat (colonnes 3 et 4), de la surdensité et de la signification du candidat (colonnes 5 et 6) pour chaque tranche en couleur. all / red / org / rao / ylw / grn / rog / blu signifient respectivement all / rouge / orange / red-and-orange / jaune / vert / red-or-green / bleu. Pour les intervalles J – Ks correspondants, voir tableau 3.1.

TABLEAU A.1 – Densité moyenne du champ et densité moyenne, surdensité et signification du candidat, pour chaque candidat principal dans chaque couleur

champ	couleur	$\Sigma_{\text{field}} (\text{arcmin}^{-2})$	$\Sigma_{\text{cand}} (\text{arcmin}^{-2})$	δ_{gal}	σ_{gal}
G006	all	18.42 ± 0.26	31.01 ± 2.95	0.68 ± 0.07	48.41
	red	1.08 ± 0.06	2.23 ± 0.23	1.06 ± 0.17	19.11
	org	1.41 ± 0.07	2.20 ± 0.23	0.56 ± 0.09	11.23
	rao	2.49 ± 0.09	5.60 ± 0.56	1.25 ± 0.17	34.54
	ylw	7.90 ± 0.17	11.78 ± 1.16	0.49 ± 0.06	22.82
	grn	9.31 ± 0.18	14.84 ± 1.45	0.59 ± 0.07	30.74
	rog	10.39 ± 0.19	17.36 ± 1.68	0.67 ± 0.08	36.67
	blu	8.03 ± 0.17	12.65 ± 1.24	0.58 ± 0.07	27.17
G056a	all	17.29 ± 0.51	24.30 ± 2.33	0.41 ± 0.05	13.75
	red	1.55 ± 0.15	1.18 ± 0.12	-0.24 ± 0.05	-2.48
	org	1.64 ± 0.16	1.59 ± 0.17	-0.03 ± 0.01	-0.31
	rao	3.20 ± 0.22	2.83 ± 0.29	-0.12 ± 0.02	-1.68
	ylw	7.14 ± 0.33	13.58 ± 1.33	0.90 ± 0.13	19.50
	grn	8.78 ± 0.37	14.75 ± 1.44	0.68 ± 0.09	16.14
	rog	10.33 ± 0.40	15.93 ± 1.55	0.54 ± 0.07	14.01
	blu	6.95 ± 0.33	8.84 ± 0.87	0.27 ± 0.04	5.72
G056b	all	18.36 ± 0.25	34.64 ± 3.28	0.89 ± 0.10	65.11
	red	0.95 ± 0.06	2.02 ± 0.21	1.13 ± 0.19	17.87
	org	1.32 ± 0.07	2.07 ± 0.21	0.57 ± 0.09	10.66
	rao	2.27 ± 0.09	4.64 ± 0.47	1.04 ± 0.15	26.33
	ylw	8.18 ± 0.17	15.09 ± 1.47	0.84 ± 0.10	40.62
	grn	9.50 ± 0.18	17.37 ± 1.68	0.83 ± 0.10	43.74
	rog	10.45 ± 0.19	19.88 ± 1.92	0.90 ± 0.10	49.63
	blu	7.91 ± 0.17	14.49 ± 1.41	0.83 ± 0.10	38.71
G063	all	20.09 ± 0.50	28.49 ± 2.72	0.42 ± 0.05	16.81
	red	1.89 ± 0.15	4.72 ± 0.48	1.50 ± 0.27	18.85
	org	1.73 ± 0.15	2.87 ± 0.29	0.66 ± 0.12	7.59
	rao	3.62 ± 0.21	8.02 ± 0.80	1.22 ± 0.19	20.97
	ylw	8.08 ± 0.32	11.11 ± 1.09	0.38 ± 0.05	9.48
	grn	9.81 ± 0.35	14.09 ± 1.37	0.44 ± 0.06	12.23
	rog	11.70 ± 0.38	18.66 ± 1.80	0.59 ± 0.08	18.32
	blu	8.39 ± 0.32	9.73 ± 0.96	0.16 ± 0.02	4.17
G073	all	13.85 ± 0.21	30.20 ± 2.87	1.18 ± 0.13	77.85
	red	1.15 ± 0.06	3.02 ± 0.31	1.63 ± 0.25	31.19
	org	1.16 ± 0.06	3.85 ± 0.39	2.32 ± 0.36	44.82
	rao	2.31 ± 0.09	7.37 ± 0.73	2.19 ± 0.30	56.24
	ylw	6.31 ± 0.14	13.68 ± 1.34	1.17 ± 0.14	52.65
	grn	7.47 ± 0.15	17.24 ± 1.67	1.31 ± 0.15	65.13
	rog	8.62 ± 0.17	20.49 ± 1.97	1.38 ± 0.16	69.84
	blu	5.23 ± 0.13	9.84 ± 0.97	0.88 ± 0.11	35.48

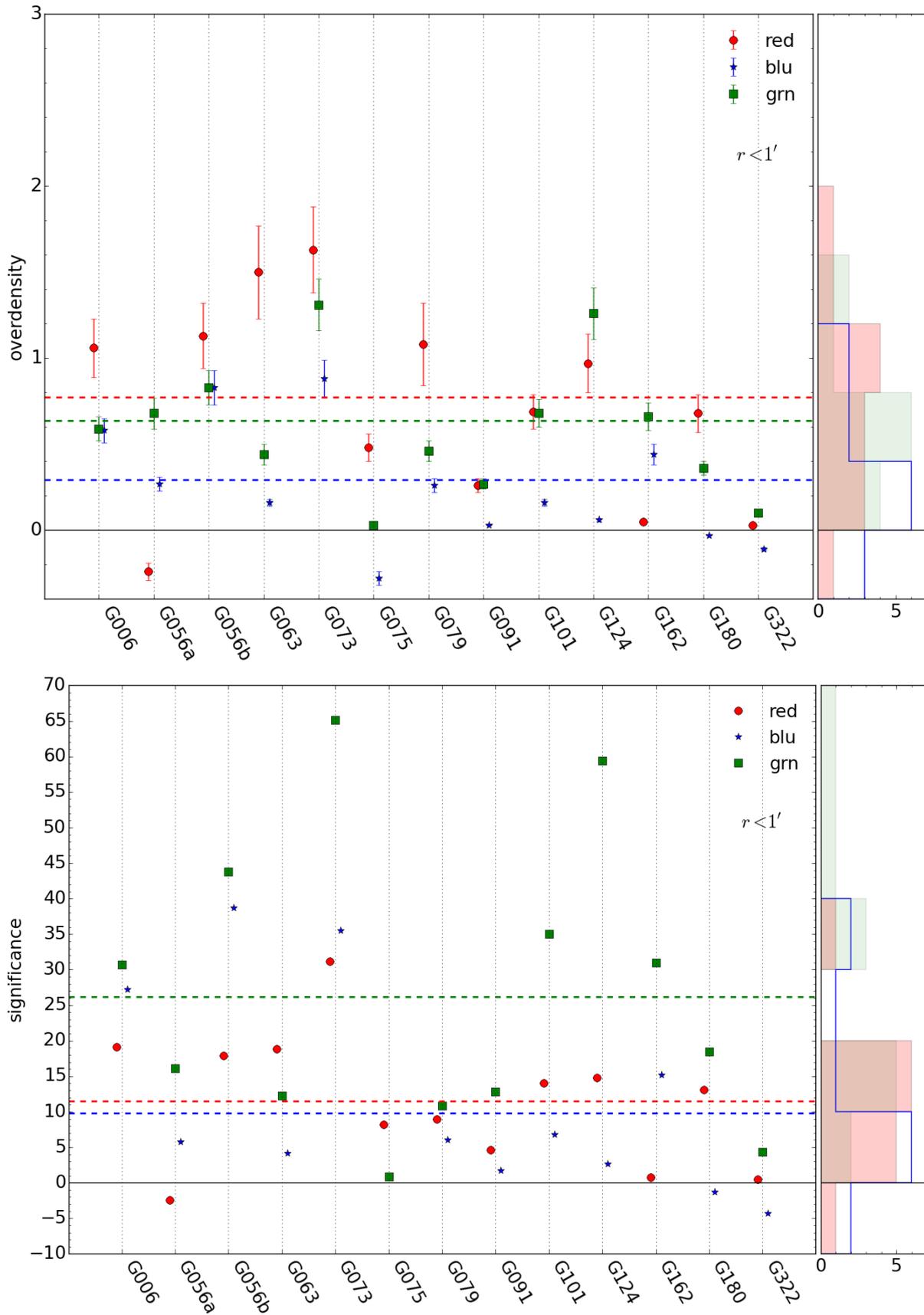
TABLEAU A.2 – Tableau A.1, cont.

champ	couleur	$\Sigma_{\text{field}} (\text{arcmin}^{-2})$	$\Sigma_{\text{cand}} (\text{arcmin}^{-2})$	δ_{gal}	σ_{gal}
G075	all	19.59 ± 0.37	18.25 ± 1.77	-0.07 ± 0.01	-3.62
	red	1.87 ± 0.11	2.77 ± 0.28	0.48 ± 0.08	8.17
	org	1.49 ± 0.10	1.07 ± 0.11	-0.28 ± 0.05	-4.19
	rao	3.37 ± 0.15	3.98 ± 0.40	0.18 ± 0.03	4.05
	ylw	6.90 ± 0.22	7.71 ± 0.77	0.12 ± 0.02	3.68
	grn	8.39 ± 0.24	8.60 ± 0.85	0.03 ± 0.00	0.89
	rog	10.27 ± 0.27	11.76 ± 1.15	0.14 ± 0.02	5.51
	blu	9.32 ± 0.25	6.68 ± 0.67	-0.28 ± 0.04	-10.55
G079	all	16.89 ± 0.49	23.70 ± 2.27	0.40 ± 0.05	13.90
	red	1.00 ± 0.12	2.08 ± 0.22	1.08 ± 0.24	8.98
	org	1.13 ± 0.13	2.38 ± 0.25	1.10 ± 0.24	9.59
	rao	2.13 ± 0.18	4.38 ± 0.44	1.05 ± 0.20	12.48
	ylw	6.90 ± 0.32	9.35 ± 0.92	0.36 ± 0.05	7.67
	grn	8.03 ± 0.34	11.73 ± 1.15	0.46 ± 0.06	10.88
	rog	9.03 ± 0.36	13.16 ± 1.29	0.46 ± 0.06	11.47
	blu	7.87 ± 0.34	9.92 ± 0.98	0.26 ± 0.04	6.04
G091	all	15.68 ± 0.23	19.58 ± 1.89	0.25 ± 0.03	16.95
	red	0.91 ± 0.05	1.14 ± 0.12	0.26 ± 0.04	4.66
	org	1.05 ± 0.06	0.61 ± 0.07	-0.42 ± 0.07	-7.38
	rao	1.96 ± 0.08	1.76 ± 0.18	-0.10 ± 0.01	-2.50
	ylw	6.44 ± 0.15	8.93 ± 0.88	0.39 ± 0.05	16.61
	grn	7.49 ± 0.16	9.53 ± 0.94	0.27 ± 0.03	12.78
	rog	8.40 ± 0.17	11.47 ± 1.13	0.37 ± 0.04	18.06
	blu	7.28 ± 0.15	7.53 ± 0.75	0.03 ± 0.00	1.67
G101	all	16.73 ± 0.24	24.38 ± 2.34	0.46 ± 0.05	31.89
	red	1.23 ± 0.06	2.07 ± 0.22	0.69 ± 0.10	14.08
	org	1.56 ± 0.07	2.06 ± 0.21	0.32 ± 0.05	7.18
	rao	2.79 ± 0.10	4.35 ± 0.44	0.56 ± 0.08	15.57
	ylw	7.66 ± 0.16	12.65 ± 1.24	0.65 ± 0.08	31.22
	grn	9.22 ± 0.18	15.52 ± 1.51	0.68 ± 0.08	35.01
	rog	10.45 ± 0.19	17.15 ± 1.66	0.64 ± 0.07	35.28
	blu	6.29 ± 0.15	7.30 ± 0.73	0.16 ± 0.02	6.76
G124	all	14.90 ± 0.23	26.95 ± 2.57	0.81 ± 0.09	52.37
	red	0.91 ± 0.06	1.80 ± 0.19	0.97 ± 0.17	14.79
	org	1.29 ± 0.07	3.69 ± 0.38	1.86 ± 0.29	34.27
	rao	2.20 ± 0.09	5.89 ± 0.59	1.68 ± 0.24	40.97
	ylw	6.74 ± 0.15	13.88 ± 1.35	1.06 ± 0.13	47.62
	grn	8.03 ± 0.17	18.13 ± 1.75	1.26 ± 0.15	59.40
	rog	8.94 ± 0.18	20.21 ± 1.95	1.26 ± 0.15	62.63
	blu	5.96 ± 0.14	6.33 ± 0.63	0.06 ± 0.01	2.61

TABLEAU A.3 – Tableau A.1, cont.

champ	couleur	$\Sigma_{\text{field}} \text{ (arcmin}^{-2}\text{)}$	$\Sigma_{\text{cand}} \text{ (arcmin}^{-2}\text{)}$	δ_{gal}	σ_{gal}
G162	all	13.04 ± 0.21	20.53 ± 1.98	0.57 ± 0.06	35.67
	red	0.97 ± 0.06	1.01 ± 0.11	0.05 ± 0.01	0.75
	org	1.43 ± 0.07	2.07 ± 0.21	0.45 ± 0.07	9.14
	rao	2.40 ± 0.09	3.24 ± 0.33	0.35 ± 0.05	9.34
	ylw	6.49 ± 0.15	11.13 ± 1.09	0.72 ± 0.09	30.96
	grn	7.92 ± 0.17	13.19 ± 1.29	0.66 ± 0.08	30.98
	rog	8.89 ± 0.18	14.25 ± 1.39	0.60 ± 0.07	29.79
	blu	4.14 ± 0.12	5.96 ± 0.60	0.44 ± 0.06	15.16
G180	all	16.67 ± 0.24	20.74 ± 2.00	0.24 ± 0.03	16.97
	red	1.34 ± 0.07	2.25 ± 0.23	0.68 ± 0.11	13.05
	org	1.55 ± 0.07	2.46 ± 0.25	0.59 ± 0.09	13.06
	rao	2.89 ± 0.10	5.23 ± 0.53	0.81 ± 0.11	23.40
	ylw	7.63 ± 0.16	9.35 ± 0.92	0.23 ± 0.03	10.76
	grn	9.18 ± 0.18	12.50 ± 1.22	0.36 ± 0.04	18.42
	rog	10.52 ± 0.19	14.94 ± 1.45	0.42 ± 0.05	23.29
	blu	6.15 ± 0.14	5.97 ± 0.60	-0.03 ± 0.00	-1.31
G322	all	15.86 ± 0.26	16.14 ± 1.57	0.02 ± 0.00	1.06
	red	1.37 ± 0.08	1.41 ± 0.15	0.03 ± 0.00	0.46
	org	1.29 ± 0.07	2.04 ± 0.21	0.58 ± 0.09	10.74
	rao	2.66 ± 0.10	3.51 ± 0.36	0.32 ± 0.04	8.54
	ylw	6.52 ± 0.16	6.41 ± 0.64	-0.02 ± 0.00	-0.72
	grn	7.81 ± 0.18	8.60 ± 0.85	0.10 ± 0.01	4.37
	rog	9.18 ± 0.19	9.84 ± 0.97	0.07 ± 0.01	3.49
	blu	6.68 ± 0.17	5.94 ± 0.60	-0.11 ± 0.01	-4.34

FIGURE A.125 – Valeur des surdensités (haut) et des significances (bas) pour les 13 champs dans les tranches rouge / bleue / verte. Les distributions dans chaque couleur sont aussi données.



A.6 Kneissl et al. 2018

Ci-après se trouve l'article de [KNEISSL et al. \[2018\]](#) dont je suis co-auteur, soumis à *Astronomy & Astrophysics* et en phase de validation.

Using ALMA to resolve the nature of the early star-forming large-scale structure PLCK G073.4–57.5

Rüdiger Kneissl^{1,2}, Maria del Carmen Polletta^{3,4}, Clement Martinache^{5,6}, Ryley Hill⁷, Benjamin Clarenc⁵, Herve A. Dole⁵, Nicole P.H. Nesvadba⁵, Douglas Scott⁷, Matthieu Béthermin^{8,9}, Brenda Frye¹⁰, Martin Giard⁴, Guilaine Lagache⁹, and Ludovic Montier⁴

¹ European Southern Observatory, ESO Vitacura, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Casilla, 19001, Santiago, Chile

² Atacama Large Millimetre/submillimetre Array, ALMA Santiago Central Offices, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Casilla, 763 0355, Santiago, Chile e-mail: ruediger.kneissl@alma.cl

³ INAF – Istituto di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica Milano, via E. Bassini 15, 20133 Milano, Italy

⁴ IRAP, Université de Toulouse, CNRS, CNES, UPS, (Toulouse), France

⁵ Institut d’Astrophysique Spatiale, CNRS (UMR 8617) Université Paris-Sud 11, Bâtiment 121, 91405, Orsay, France

⁶ Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Avenida Esteban Iturra s/n, Casilla 160-C, Concepción, Chile

⁷ Department of Physics and Astronomy, University of British Columbia, 6224 Agricultural Road, Vancouver BC V6T 1Z1, Canada

⁸ European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Straße 2, D-85748 Garching, Germany

⁹ Aix Marseille Univ, CNRS, LAM, Laboratoire d’Astrophysique de Marseille, Marseille, France

¹⁰ Steward Observatory, University of Arizona, Tucson, AZ, 85721, USA

Received / Accepted

ABSTRACT

Galaxy clusters at high redshifts are key targets for understanding matter assembly in the early Universe, yet they are challenging to locate. A sample of more than 2000 high- z candidate structures have been found using *Planck*’s all-sky submillimetre maps, and a subset of 234 have been followed up with *Herschel*-SPIRE, which showed that the emission can be attributed to large overdensities of dusty star-forming galaxies. However, the individual galaxies giving rise to the emission seen by *Planck* and *Herschel* have not yet been resolved nor characterized, so we do not know whether they constitute the progenitors of present-day, massive galaxy clusters. In an attempt to address this, we targeted the eight brightest *Herschel*-SPIRE sources in the centre of the *Planck* peak G073.4–57.5 using ALMA at 1.3 mm, and complemented these observations with multi-wavelength data from *Spitzer*-IRAC, CFHT-WIRCam J, K , and JCMT’s SCUBA-2 instrument. We detect a total of 18 millimetre galaxies brighter than 0.3 mJy in 2.4 arcmin². The ALMA source density is 8–30 times higher than average background estimates, and larger than seen in typical “proto-cluster” fields. We are able to match all but one ALMA sources to their NIR counterparts. The most significant (four) SCUBA-2 sources are not included in the ALMA pointings, but we find an 8σ stacking detection of the ALMA sources in the SCUBA-2 map at 850 μ m. We derive photometric redshifts, IR luminosities, star-formation rates, stellar masses, dust temperatures, and dust masses for all the ALMA galaxies; the photometric redshifts are concentrated around $z \approx 1.5$ and the near-IR colours show a “red” sequence, while the star-formation rates indicate that one third of the galaxies are “starbursts,” the others being main-sequence star-forming galaxies. Serendipitous CO line detections of two of the galaxies appear to match their photometric redshifts, with $z = 1.54$. We thus find that the *Planck* peak G073.4–57.5 contains a proto-cluster candidate at $z = 1.54$, and one of the richest regions of ALMA sources known. The ALMA-detected members are massive galaxies on the main-sequence relation and account for a total star-formation rate of at least 1000 $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

Key words. Large-scale structure of Universe – Submillimetre: galaxies – Radio continuum: galaxies – Radio lines: galaxies – Galaxies: star formation

1. Introduction

Hierarchical clustering models of large-scale structure and galaxy formation predict that the progenitors of the most massive galaxies in today’s clusters are dusty star-forming galaxies at high redshift ($z \approx 2-3$, e.g., Lilly et al. 1999; Swinbank et al. 2008). Observationally, this picture is supported by the clustering measurements (Blain et al. 2004) of submillimetre galaxies (SMGs), and by their relative abundance and distribution in known proto-clusters (e.g., Capak et al. 2011; Hayashi et al. 2012; Casey et al. 2015; Hatch et al. 2016; Overzier 2016), while recent studies may also indicate a complicated evolution (e.g., Hayashi et al. 2017). High-redshift structure formation studies in millimetre (mm) and submillimetre (submm) wavelength ranges have the advantage of providing access to high redshifts by uti-

lizing the steep rise in the warm dust spectrum of infrared galaxies (the “negative k-correction,” Blain & Longair 1993; see also Guiderdoni et al. 1997) and can build on an observed correlation between the total matter density and the cosmic infrared background fluctuations (Planck Collaboration et al. 2014b).

Substantial progress has been made on probing the early formation of massive structures and galaxy clusters through mm/submm observations (see Casey 2016, for a recent discussion), with a strong emphasis on main-sequence evolution versus starbursts and mergers (see also Narayanan et al. 2015). Mechanisms for rapid, episodic bursts, suggested to explain how the member galaxies are assembled and grow during cluster formation, can be tested with measurements of mm galaxy number densities and gas depletion timescales in cluster-forming environments. Likewise, the processes responsible for triggering star

formation that is coherent over large spatial scales may depend on environmental effects, which can only be tested using a variety of high quality data over wide areas.

The *Planck* satellite mapped out the whole sky between 30 and 857 GHz with a beam going down to 5' ([Planck Collaboration et al. 2014a](#)), giving it the capability of detecting the brightest mm/submm regions of the extragalactic sky at Mpc scales. A component-separation procedure using a combination of *Planck* and IRAS data was applied to the maps outside of the Galactic mask to select over 2000 of the most luminous submm peaks in the cosmic infrared background (CIB), with spectral energy distributions peaking between 353 and 857 GHz ([Planck Collaboration et al. 2016b](#), the “PHz” catalogue). 234 of these peaks (chosen such that $S/N > 4$ at 545 GHz, $S_{857}/S_{545} < 1.5$, and $S_{217} < S_{353}$) were subsequently followed up with *Herschel*-SPIRE observations between 250 and 500 μm , and the half-arcminute (or better) resolution was capable of distinguishing between bright gravitational lenses and concentrations of clustered mm/submm galaxies around redshifts of 2–3 ([Planck Collaboration et al. 2015](#)). Here, we present the first detailed mm analysis of one of these highly clustered regions, PLCK G073.4–57.5 (hereafter G073.4–57.5), which was observed with ALMA in Cycle 2. We combine NIR and FIR multi-wavelength data with the resolving power of ALMA to identify the individual galaxies responsible for much of the *Planck* submm flux and to constrain their physical properties.

This paper on G073.4–57.5 is structured as follows. In Sect. 2 we re-capitulate the features of the *Planck*/*Herschel* sample, followed by Sect. 3, where we present details of the ALMA observations, data reduction, and results. In Sect. 4 we describe the set of multi-wavelength data on G073.4–57.5, comprising *Herschel*-SPIRE, SCUBA-2, *Spitzer*-IRAC, and CFHT-WIRCam observations. In Sect. 5 we present the analysis of these data, where we estimate the mm galaxy number density of G073.4–57.5, derive photometric redshifts and IR properties of each galaxy (such as dust temperature, dust mass, IR luminosity, star-formation rate and stellar mass), and in Sect. 6 we interpret serendipitous line detections. In Sect. 7 we discuss our findings and synthesize the interpretation. The paper is then concluded in Sect. 8.

Throughout this paper we use the parameters of the best-fit *Planck* flat ΛCDM cosmology ([Planck Collaboration et al. 2016a](#)), i.e., $\Omega_{\text{M}} = 0.308$, $h = 0.678$, and note that in this model 1'' at $z = 1.5$ corresponds to a physical scale of 8.7 kpc.

2. The *Planck*/*Herschel* high- z sample

A dedicated *Herschel* ([Pilbratt et al. 2010](#)) follow-up programme with the SPIRE instrument for 234 *Planck* targets ([Planck Collaboration et al. 2015](#)) found a significant excess of “red” sources (where “red” means $S_{350}/S_{250} > 0.7$ and $S_{500}/S_{350} > 0.6$ (consistent with $z \geq 2$), in comparison to reference SPIRE fields. Assuming a single common dust temperature for the sources of $T_{\text{d}} = 35$ K, IR luminosities of typically $4 \times 10^{12} L_{\odot}$ were derived for each SPIRE source, yielding star-formation rates (SFRs) of around $700 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. If these observed *Herschel* overdensities are coherent structures, their total IR luminosity would peak at $4 \times 10^{13} L_{\odot}$, or in terms of SFR, at $7 \times 10^3 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, i.e., the equivalent of ten typical sources constituting to the overdensity.

A small subset of 11 *Herschel* sources are now known to be gravitationally lensed single galaxies ([Cañameras et al. 2015](#)), including the extremely bright G244.8+54.9, greater than 1 Jy at 350 μm . ALMA data for such sources, also aided by *HST*-based

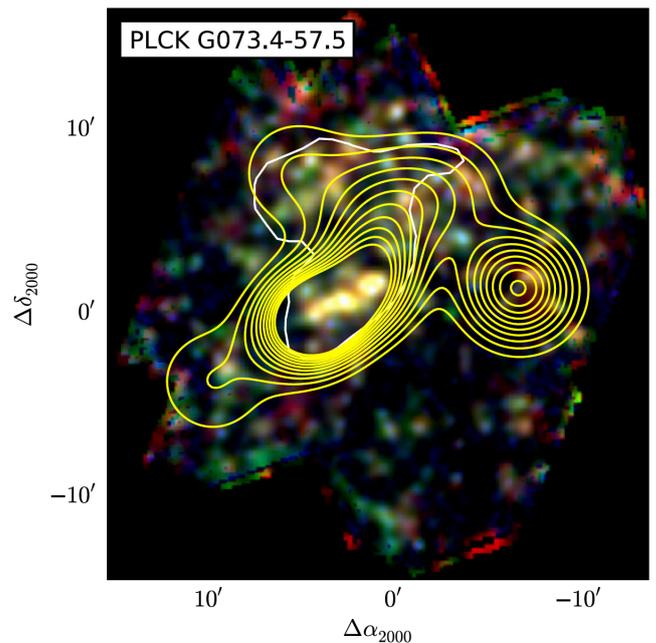


Fig. 1. 3-colour SPIRE image for G073.4–57.5 (taken from [Planck Collaboration et al. 2015](#)): blue, 250 μm ; green, 350 μm ; and red, 500 μm . The white contour shows the region encompassing 50% of the *Planck* flux density, while the yellow contours are the significance of the overdensity of red (350 μm) sources, plotted starting at 2σ with 1σ incremental steps.

lensing models, have enabled extremely detailed studies of high- z star-forming galaxies (e.g., [Nesvadba et al. 2016](#); [Cañameras et al. 2017a,b](#)).

In a recent paper, [MacKenzie et al. \(2017\)](#) presented SCUBA-2 follow-up of 61 *Planck*/*Herschel* targets at 850 μm , each observation covering essentially the full emission of the *Planck* peak. 172 sources were detected in the maps with high confidence ($S/N > 4.5$), and by fitting modified blackbody dust SEDs it was shown that the distribution of photometric redshifts peaked between $z = 2$ and $z = 3$.

Further studies of the *Planck*/*Herschel* targets, based on NIR and optical data, have also been carried out (e.g., G95.5–61.6 by [Flores-Cacho et al. 2016](#)) or are in progress (e.g., a sample by [Martinache 2016](#)) with the aim of characterizing these sources; indeed, [Flores-Cacho et al. \(2016\)](#) was able to conclude that G95.5–61.6 consists of two significantly clustered regions at $z \approx 1.7$ and at $z \approx 2.0$, which further motivates their utility for studying high-redshift clustering.

In the current paper we focus on directly detecting the galaxies responsible for giving rise to the *Planck* peak using the high-resolution (sub-)mm imaging capabilities of ALMA. Our target G073.4–57.5 was included in the *Planck*/*Herschel* sample from the selection of the first public release data of the *Planck* Catalogue of Compact Sources¹ with a 545-GHz (PSF FLUX) flux density of (731 ± 81) mJy. It was chosen for an ALMA proposal, together with three other *Planck*/*Herschel* targets, based on the high overdensity of *Herschel* sources within the *Planck* contour (see Fig. 1) and the availability of additional NIR and submm data.

¹Note, that for the latest *Planck* release ([Planck Collaboration et al. 2016b](#)), G073.4–57.5 lies just inside the more conservatively applied Galactic mask.

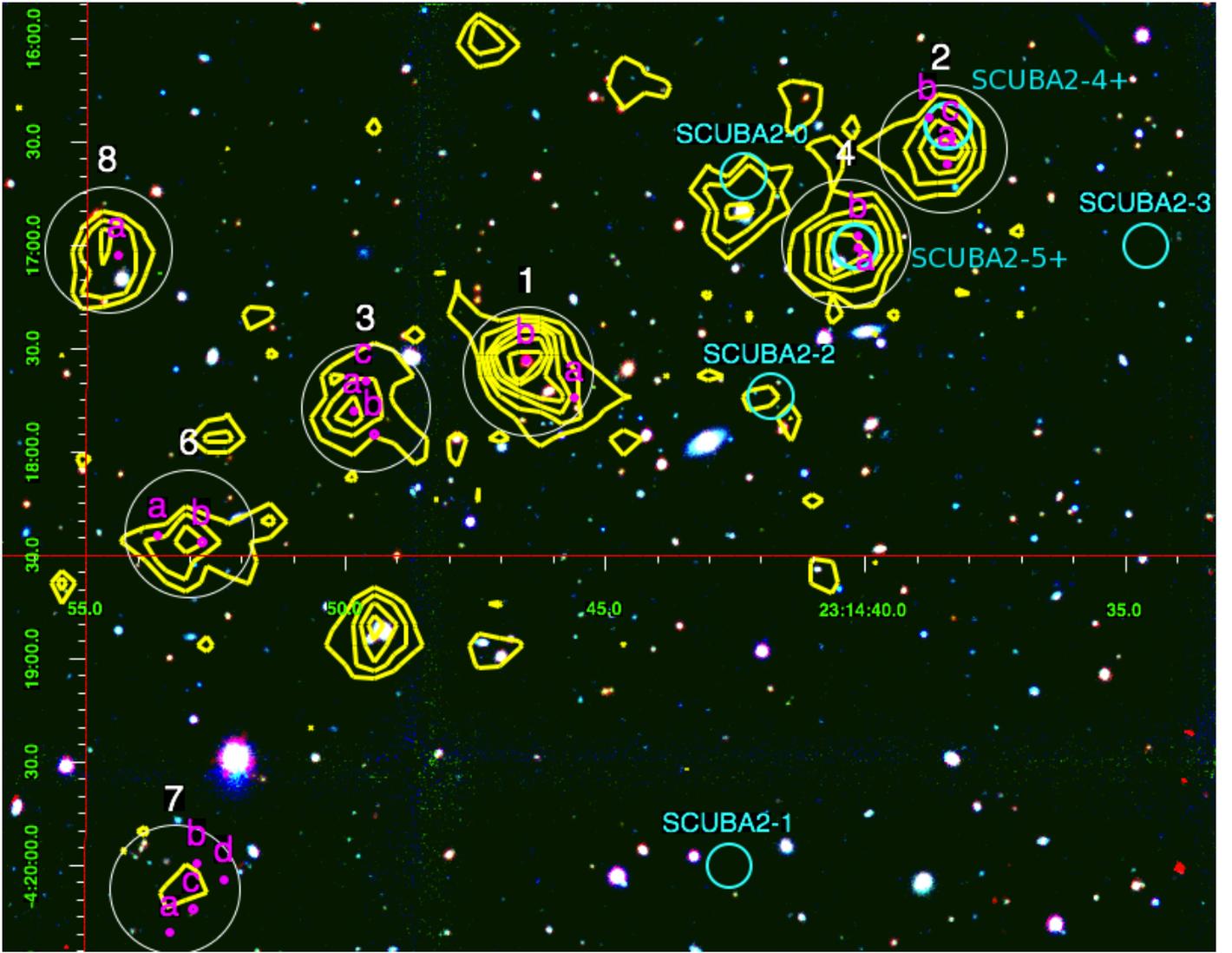


Fig. 2. Central region ($5.8' \times 4.6'$) of G073.4–57.5 in a 3-colour image of *Spitzer*-IRAC $3.6 \mu\text{m}$ (red), VLT-HAWKI *K*-band (green) and *J*-band (blue), with *Herschel*-SPIRE $250\text{-}\mu\text{m}$ thick contours in yellow (from $0.02 \text{ Jy beam}^{-1}$ in $0.0125 \text{ Jy beam}^{-1}$ steps) and ALMA galaxy positions shown with magenta circles of radius $0.7''$. The ALMA areas that were used for the analysis ($0.2 \times$ primary beam peak response) are indicated with thin white circles ($37''$ diameter), labelled according to their field IDs given in Table 2. Four SCUBA-2 sources centred in the cyan circles ($13''$ diameter matching the beam size) are labelled according to MacKenzie et al. (2017); the two SCUBA-2 sources labeled “4+ / 5+” are additionally selected as $> 3 \sigma$ peaks in the SCUBA-2 maps coincident with ALMA-detected sources. ALMA field 5 (with one detected source, see Fig. 3) is located above and to the right of the central region and is not shown in this image.

3. ALMA observation of G073.4–57.5

We received 0.4 hours of on-source observing time on G073.4–57.5 with ALMA in Cycle 2 (PID: 2013.1.01173.S, PI R. Kneissl). We targeted the eight sources found in the SPIRE field that were consistent with a “red” colour, within the error bar, as defined above. A standard Band 6 continuum set-up around 233 GHz (1.3 mm) was used, with four 1.78-GHz spectral windows divided into the two receiver sidebands, separated by 16 GHz (i.e., central frequencies of 224, 226, 240 and 242 GHz). 34 antennas were available in the array configuration during the time of the observation, and the resulting synthesized beam achieved an angular resolution of $0.56'' \times 0.44''$ (FWHM) with a position angle of -82.7° . The central sensitivity was $\approx 0.06 \text{ mJy beam}^{-1}$ in all eight fields (see Fig. 2 for an overview, and note the *Herschel* SPIRE IDs, as given in Table 2); with this

sensitivity ALMA can detect all SPIRE sources at any redshift assuming a dust temperature of $> 25 \text{ K}$ and that all the SPIRE flux comes from a single source, since the detection significance increases at higher redshifts and with higher temperatures. The observatory standard calibration was used with J2232+1143, a grid monitoring source, as bandpass calibrator, Ceres as additional flux calibrator, and all pointings in this data set share the same phase calibrator, J2306–0459. The single pointings were convolved with the primary antenna beam pattern (roughly Gaussian with $\text{FWHM} \approx 25.3''$, assuming $1.13 \lambda/D$).

The data were reduced with standard CASA tasks (McMullin et al. 2007), including de-convolution, to yield calibrated continuum images with flat noise characteristics for source detection. A $S/N > 5$ mask was applied to the beam-uncorrected maps with a 2σ CLEAN threshold, yielding 13 sources in six fields, where the detection is based on the peak pixel surface bright-

ness. In addition, the single brightest sources from each of the remaining two fields were included in the sample, since they were both well centred, with $S/N > 4.5$. During cross-matching with *Spitzer* maps, three additional sources were identified with $S/N > 4.5$. The final sample, containing 18 ALMA sources with flux densities > 0.3 mJy and $S/N > 4.5$, is presented in Table 1.

The flux density results were derived from applying *ImageFitter* to the CLEANed maps and integrating over each source. They are presented in Table 1, along with the angular sizes for nine sources that were best fit with an extended profile (and four of which had a major axis determined with $S/N > 3$). In the nine remaining cases the fit for size did not converge well and these are listed as point sources. In addition, for each source we give the peak flux density at 233 GHz from the beam de-convolved map (which is more accurate for the nine point sources) and the coordinate for the position of the peak surface brightness. Note that ALMA source ID 16, which is on the edge of pointing field 7, has a recovered peak flux density of (0.59 ± 0.17) mJy beam $^{-1}$, i.e., 3.5σ , and should thus be considered tentative, in spite of the match with a *Spitzer* source (see next section, Fig. 3).

4. Multi-waveband data

4.1. Dust Spectral Energy Distributions

For the analysis of the spectral energy distributions (SEDs) of the far-infrared part of our multi-waveband data we used a modified blackbody spectrum given by $L_\nu = N 4\pi a^2 Q_\nu(a) \pi B_\nu(T)$, where $Q_\nu(a) = (2\pi a\nu/c)^\beta$, $B_\nu(T)$ is the Planck spectrum, N the number of grains, and a the grain size half-diameter.² Note, that a submm dust opacity spectral index of $\beta \approx 2.0$ is widely used, and lies within the range of theoretical models (Draine 2011) as well as empirical fits to nearby galaxies (e.g., Clements et al. 2010), and is close to the local ISM value (Planck Collaboration et al. 2011). In terms of observed flux density³ this gives

$$S_\nu = N a^{2+\beta} \frac{(2\pi)^{1+\beta} h}{c^{2+\beta}} \frac{\nu^{3+\beta} (1+z)^{4+\beta} D_L^{-2}}{\exp[h\nu(1+z)/(kT_d)] - 1}, \quad (1)$$

where D_L is the luminosity distance. Following Scoville et al. (2014, 2016) we can use a direct, normalized dependence on the interstellar medium (ISM, i.e., H I and H₂ + He) mass, with $\kappa_\nu(\text{ISM})/\kappa_\nu(\text{dust}) = M_{\text{ISM}}/M_{\text{dust}} (\approx 100)$. Then

$$S_\nu = \frac{1.17 x}{e^x - 1} \frac{M_{\text{ISM}}}{10^{10} M_\odot} \left(\frac{\nu}{353 \text{ GHz}} \right)^{2+\beta} (1+z)^{3+\beta} \left(\frac{\text{Gpc}}{D_L} \right)^2 \text{ mJy}, \quad (2)$$

where $x = 0.484 (35 \text{ K}/T_d) (\nu/353 \text{ GHz}) (1+z)$.

4.2. *Herschel*-SPIRE

G073.4–57.5 was observed with *Herschel*-SPIRE at 250, 350, and 500 μm (where the corresponding spatial resolutions are 18, 25, and 36 arcsec, respectively) as part of the dedicated follow-up program of 234 *Planck* sources (Planck Collaboration et al. 2015). The images reached 1σ (instrument + confusion) noise levels of 9.9 mJy at 250 μm , 9.3 mJy at 350 μm , and 10.7 mJy at 500 μm .

²While we show here that a physically motivated approach exists, we stress that we use the resulting equation in a phenomenological sense, i.e., with a single normalization factor per source.

³ $S_\nu = (1+z) (L_{(1+z)\nu}/L_\nu) L_\nu / (4\pi D_L^2)$.

As discussed in the previous section, the SPIRE analysis revealed the presence of several “red” sources, compatible with a $z \approx 2$ structure, centred at SPIRE source ID 7 (i.e., ALMA field 3) and highly elongated in the NW-SE direction. A modified blackbody fit only with the *Herschel* data to SPIRE sources 3, 7, and 15 (ALMA fields 2, 3, and 6) was consistent with $z \approx 2$, assuming a dust temperature of $T_d = 35$ K. Table 2 lists the SPIRE sources targeted with ALMA, along with their measured flux densities at 350 μm , the colours relative to 250 and 500 μm , and the sum per field of the 1.3-mm flux density resolved into the individual galaxies seen with ALMA.

4.3. JCMT SCUBA-2

As part of a SCUBA-2 follow-up of 61 *Planck* high- z candidates (MacKenzie et al. 2017), G073.4–57.5 was observed at 850 μm with approximately 10' diameter “daisy”-pattern scans, thus covering the whole *Planck* region. The match-filtered image reached a minimum rms depth of 1.6 mJy beam $^{-1}$. Table 3 lists the sources identified in MacKenzie et al. (2017), as well as their peak flux densities. These include all sources with $S/N > 4$ and $S_{850} > 7$ mJy. We also include two additional sources we have identified as having pronounced flux density peaks coincident the detected ALMA sources in fields 2 and 4, but with $3 < S/N < 4$ in the SCUBA-2 data. These two additional, lower significance SCUBA-2 sources (labelled “4+” and “5+” in Table 3 and Fig. 2) are well matched to ALMA sources (although blended in the SCUBA-2 map). The apparent clustering of SCUBA-2 sources in Fig. 2 may indicate a physical concentration of bright submm source around ALMA field 4. The ratios of the integrated flux densities, ALMA / SCUBA-2, for ALMA fields 2 and 4 are consistent with the modified blackbody spectrum for $z = 2.0$, $\beta = 2.0$ and $T = 30$ K. Conversely, for the other ALMA sources we would not necessarily expect strong individual detections in the SCUBA-2 data, given the sensitivity and confusion levels. Because of this we performed a stacking analysis by summing the flux densities in the beam-convolved SCUBA-2 map at the positions of all the ALMA-detected mm sources, obtaining a significant signal of (56 ± 11) mJy, or (4.0 ± 0.5) mJy per source from a weighted average.

4.4. *Spitzer* IRAC

G073.4–57.5 was observed with *Spitzer*-IRAC in GO11 (PID: 80238, by PI H. Dole), along with 19 other promising (i.e., high S/N and “red”) *Planck* sources with complimentary *Herschel* data. The observations involved a net integration time of 1200 s per (central) sky pixel at 3.6 μm (hereafter “channel 1”) and 4.5 μm (hereafter “channel 2”) over an area of about $5' \times 5'$, and two additional side fields of the same area covered only in channel 1 or in channel 2. The area mapped in both channels is well matched to the angular size of one *Planck* beam and covers the full area of interest.

Source extraction in the IRAC mosaics was performed using SExtractor (Bertin & Arnouts 1996), with the IRAC-optimized parameters of Lacy et al. (2005). The detection threshold was set to 2σ . A choice was made not to filter the image due to the high density of sources. Photometry was performed using the SExtractor dual mode with the channel 2 mosaic as the detection image. Given the relative depth of channel 1 compared to channel 2, a detection at the longer wavelength can be sufficient to confirm that the source is red (i.e., selecting galaxies at $z > 1.3$, cf. Papovich 2008), where “red” in this context is

Table 1. Basic properties of the ALMA galaxies detected at 1.3 mm in G073.4–57.5.

ID (field)	Name / Position ^a [ICRS]	S_{ν} (peak) ^b [mJy beam ⁻¹]	S/N ^c	S_{ν} (integr.) ^d [mJy]	Size ^e [arcsec]
0 (1b)	ALMAU J231446.53–041733.5	0.58 ± 0.07	7.4	1.2 ± 0.2	0.65/(0.40)
1 (1a)	ALMAU J231445.60–041744.4	1.45 ± 0.20	7.5	2.4 ± 0.5	(0.50/0.30)
2 (2b)	ALMAU J231438.78–041622.7	0.90 ± 0.09	10.3	1.6 ± 0.2	0.61/(0.20)
3 (2a)	ALMAU J231438.42–041636.2	1.08 ± 0.06	14.8	1.7 ± 0.1	0.44/(0.26)
4 (2c)	ALMAU J231438.36–041628.4	0.42 ± 0.06	5.6	0.5 ± 0.1	p
5 (3a)	ALMAU J231449.85–041748.1	1.17 ± 0.07	22.5	1.4 ± 0.1	(0.28/0.20)
6 (3c)	ALMAU J231449.63–041739.3	0.33 ± 0.06	4.9	0.4 ± 0.1	p
7 (3b)	ALMAU J231449.45–041754.7	0.34 ± 0.06	5.0	0.3 ± 0.1	p
8 (4a)	ALMAU J231440.15–041700.7	0.93 ± 0.06	14.7	1.3 ± 0.1	0.47/(0.15)
9 (4b)	ALMAU J231440.14–041657.2	0.25 ± 0.06	5.0	0.6 ± 0.2	(0.97/0.27)
10 (5a)	ALMAU J231437.03–041451.7	0.35 ± 0.07	4.6	0.6 ± 0.2	(0.53/0.22)
11 (6a)	ALMAU J231453.61–041823.9	0.93 ± 0.09	6.9	1.1 ± 0.2	p
12 (6b)	ALMAU J231452.78–041826.1	0.67 ± 0.06	6.1	0.9 ± 0.1	p
13 (7a)	ALMAU J231453.37–042019.5	0.99 ± 0.12	6.0	1.7 ± 0.3	(0.49/0.38)
14 (7b)	ALMAU J231452.86–041959.3	0.75 ± 0.09	5.5	0.7 ± 0.1	p
15 (7c)	ALMAU J231452.94–042012.7	0.59 ± 0.10	4.9	0.7 ± 0.2	p
16 (7d)	ALMAU J231452.34–042004.2	0.59 ± 0.17	4.8	0.7 ± 0.4	p
17 (8a)	ALMAU J231454.38–041702.9	0.53 ± 0.07	4.6	0.7 ± 0.1	p

^a Coordinate errors on the ALMA positions are approximately $0.5''/S/N$, i.e., $0.1''$ or better.

^b Peak flux density (primary beam de-convolved). The values in bold font are for unresolved sources, and can be considered more reliable.

^c S/N ratio in the primary beam-convolved, CLEANed detection maps.

^d Integrated flux density (primary beam de-convolved, image fit). The values in bold font are for resolved sources, and can be considered more reliable.

^e For extended sources, estimates of the semi-major axes ($S/N < 3$ in brackets), otherwise “p” for point source.

Table 2. *Herschel*-SPIRE sources observed with ALMA in the G073.4–57.5 field.

ALMA field	SPIRE source	S_{350} ^a [mJy]	S_{350}/S_{250} ^b	S_{500}/S_{350} ^c	S_{1300} ^d [mJy]
1	1	83 ± 10	0.90 ± 0.21	0.78 ± 0.22	3.6 ± 0.5
2	3	64 ± 10	0.96 ± 0.31	1.07 ± 0.23^f	3.6 ± 0.2
3	7	56 ± 10	1.35 ± 0.58	0.74 ± 0.33	2.1 ± 0.1
4	11	50 ± 10	$0.67 \pm 0.23^*$	1.36 ± 0.26^f	1.9 ± 0.2
5	13	50 ± 10	0.87 ± 0.34	0.73 ± 0.37	0.6 ± 0.2
6	15	49 ± 10	1.12 ± 0.50	0.97 ± 0.32	1.6 ± 0.1
7	19	44 ± 10	1.32 ± 0.71	$0.25 \pm 1.04^*$	3.6 ± 0.4
8	25 ^e	41 ± 10	$0.68 \pm 0.29^*$	$0.31 \pm 0.92^*$	0.5 ± 0.1

^a 350- μ m flux density of SPIRE sources in mJy. SPIRE source IDs 19 and 25 have uncertain detections at 500 μ m.

^{b/c} Colours of SPIRE sources. An asterisk (*) indicates sources not red enough to formally pass the criteria of [Planck Collaboration et al. \(2015\)](#), although they would within 1σ .

^d Integrated 233-GHz flux density of ALMA galaxies (i.e., summed over the values in bold font in Table 1) per *Herschel* source.

^e This *Herschel* source lies outside the iso-surface-brightness contour encompassing 50% of the *Planck* peak flux density at 545 GHz.

^f The same 500- μ m flux density was assigned to both SPIRE sources 3 and 11, instead of deblending the flux in the 500- μ m image. If we split the 500- μ m flux among to the two sources proportionally to their 350- μ m flux, we obtain as S_{500}/S_{350} ratios 0.60 for both sources, instead of 1.07 and 1.36.

defined as $[3.6] - [4.5] > -0.1$ (in AB mag). Aperture photometry was performed in a $2''$ radius circular aperture, and aperture corrections were applied. The catalogues were then cut to 50% completeness in channel 2 (at 2.5μ Jy). The surface density of IRAC red sources was computed in a circle of radius $1'$ around SPIRE source ID 1 (which is the brightest red source in the *Herschel*-SPIRE field). The resulting surface density estimate is 14.6 arcmin^{-2} . When compared to the field value derived

from the *Spitzer* Ultra Deep Survey (SpUDS) data at the same depth, which has a mean source density of 9.2 arcmin^{-2} (and a standard deviation of 2.2 arcmin^{-2}), this corresponds to an overdensity of approximately 2.5σ ([Martinache 2016](#)).

The ALMA detections have a match in at least the channel 2 image (see Fig. 3), apart from galaxy ID 14, where there is emission in the *Spitzer* channel 2 map, but no significant enough detection. Most of them have a positional difference of $d < 0.4''$,

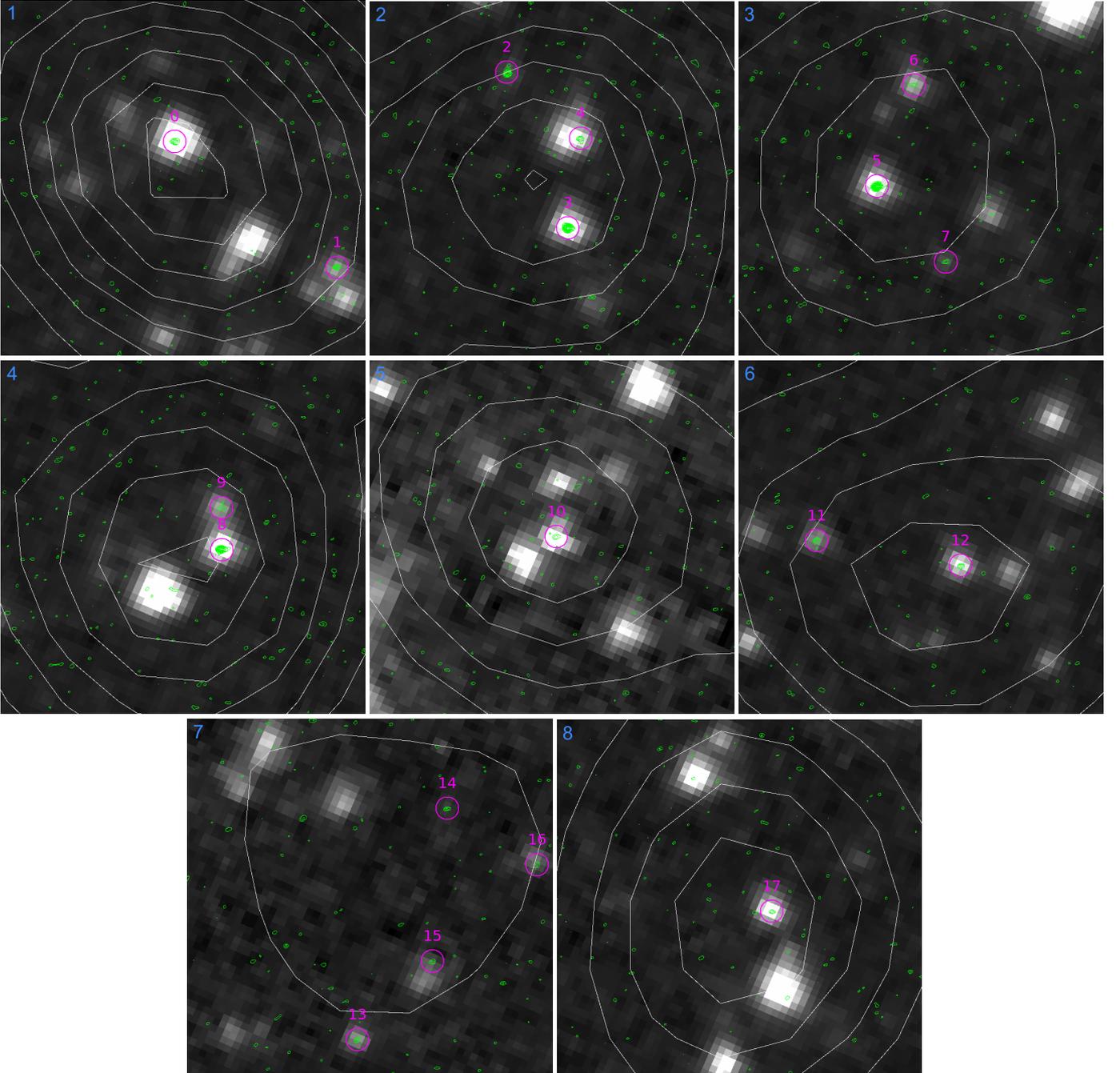


Fig. 3. *Spitzer* channel 2 postage stamps ($30'' \times 30''$) in grey scale (from 0.35 to 0.6 MJy sr^{-1}) of the eight ALMA fields. White contours show the *Herschel* $250\text{-}\mu\text{m}$ surface brightness (from $0.01 \text{ Jy beam}^{-1}$ in $0.005 \text{ Jy beam}^{-1}$ or 1σ steps). Green contours represent the ALMA surface brightness (from $0.12 \text{ mJy beam}^{-1}$ in $0.06 \text{ mJy beam}^{-1}$ or 1σ steps). The detected ALMA sources are labelled with $1''$ magenta circles; with the ALMA fields numbered in blue.

Table 3. SCUBA-2 sources in G073.4–57.5.

SCUBA-2 ID	RA [h:m:s]	Dec [d:m:s]	S_{850} [mJy]
0	23:14:42.3	−04:16:40	10.4 ± 1.8
1	23:14:42.6	−04:20:00	13.6 ± 2.5
2	23:14:41.8	−04:17:44	8.3 ± 2.0
3	23:14:34.6	−04:17:00	7.2 ± 1.8
4+	23:14:38.4	−04:16:25	7.1 ± 1.6
5+	23:14:40.2	−04:17:00	5.5 ± 1.7

except for three ALMA galaxies: ID 4 ($0.6''$); ID 16 ($0.7''$); and ID 15 ($1.1''$). In these cases the IRAC emission is seen to be extended (likely composites of two sources), with the ALMA source position still matching the detectable surface brightness of the IRAC source. We note that these three galaxies (IDs 4, 15, and 16) match to blue IRAC sources. Note, the significant counterparts for ALMA IDs 2 and 7 appear weak in contrast in Fig. 3.

Searching for a stellar bump sequence (Muzzin et al. 2013) in the colour-magnitude diagram (see Fig. 4) of sources lying in a circle of radius $1'$ (balancing increasing numbers versus avoid-

ing confusion) around SPIRE source 11, we found a median colour of IRAC red sources in this circle of 0.14 mag, and a dispersion of 0.15 mag. Most ALMA matches exhibit distinctly redder colours, with a median of 0.27 mag ([3.6]–[4.5]), and a dispersion of 0.13 mag. Such colours are compatible with a $z \approx 1.7$ structure (Papovich 2008), but the scatter is high.

Comparing the distributions shown in the right panel of Fig. 4, ALMA sources, IRAC sources around SPIRE source 11, and IRAC sources from the COSMOS field for reference, the Kolmogorov-Smirnov statistic gives values between 0.31 and 0.56 (the highest for ALMA versus COSMOS) with p-values less than 0.02 for ALMA versus IRAC and less than 2×10^{-5} relative to COSMOS, thus the differences in the distributions are large and significant.

4.5. CFHT WIRCam *J* and *K*

G073.4–57.5 was observed by CFHT-WIRCam at $1.3 \mu\text{m}$ (*J* band) and $2.1 \mu\text{m}$ (*K_s* band) in projects PID: 13BF12 and PID: 14BF08 (PI: H. Dole). The cumulated integration times were 9854 s and 4475 s for the *J* and *K_s* bands, respectively. The area covered was $25' \times 25'$, and the central $18' \times 19'$ was used for the analysis in order to exclude the edges with high noise. For the analysis we extracted sources using SExtractor in dual mode with detection in *K_s* band, reaching $K_{\text{lim}} = 22.94 \pm 0.01$ (AB, statistical error only) and $J_{\text{lim}} = 24.01 \pm 0.01$ at a threshold level of 2.5σ (50 % completeness). The aperture photometry was performed in a $2''$ radius circular aperture and we applied the aperture correction similarly as with the IRAC data. All sources with detection problems in the *K_s* band, flagged by SExtractor, were removed from the analysis. We then matched the resulting catalogue with the 18 *Spitzer*-IRAC + ALMA sources and found 13 matches within $0.6''$, (consistent with the seeing of the CFHT data). The five unmatched sources are IDs 1 and 10 (best match separation $> 2.5''$), and 2, 7, and 14 (not detected in *K_s*).

In the *JK* colour-magnitude diagram (Fig. 5) we found the ALMA detected galaxies lying in the redder part of the overall distribution and mostly consistent with the expected colours (Franx et al. 2003) and sequence (Kodama et al. 1998) of a forming cluster at $z \approx 2$. Combining the *Spitzer*-IRAC (Sec. 4.4) and CFHT-WIRCam colour information, we can compare the location of the ALMA galaxies with respect to evolutionary tracks of stellar population synthesis models (Bruzual & Charlot 2003). In Fig. 6 we summarise the evidence that the majority of ALMA sources lie at redshifts $z \approx 2$ following the colour–redshift criteria of Papovich (2008) and Franx et al. (2003), and the evolutionary state predictions for a 1.4-Gyr-old simple stellar population (corresponding to a formation redshift $z_f = 3.5$ for an observed redshift of $z = 2$). The galaxies with ALMA IDs 3, 5, 6, 8, and 9 appear to be more consistent with a redshift below 2, whereas the colours of IDs 11, 12, 13, 15, and possibly 17 seem to indicate redshifts above 2, while having larger errors. ALMA IDs 0, 4, and 16 may be interlopers at lower redshift ($z \leq 1$).

VLT-HAWKI data, which are also available and consistent, have been used for Fig. 2 only.

4.6. WISE

Additional mid-IR data were obtained from the AllWISE catalogue (Wright et al. 2010; Mainzer et al. 2011) using a search radius of $3''$. WISE counterparts in the W1 ($3.4 \mu\text{m}$) and W2

($4.5 \mu\text{m}$) bands were found for six galaxies (ALMA IDs 0, 8, 9, 13, 15, and 16), and in W3 ($12 \mu\text{m}$) for one, ALMA ID 0.

4.7. Pan-STARRS

We also searched the Pan-STARRS (*grizy*) DR1 data⁴ (Chambers et al. 2016), since even upper limits can provide additional constraints to the fits. The upper limits in AB mags are $g = 23.3$, $r = 23.2$, $i = 23.1$, $z = 22.3$, and $y = 21.4$.

4.8. VLA FIRST

A potential AGN contribution can be constrained from the low frequency radio maps at 1.4 GHz of the VLA FIRST Survey (Becker et al. 1995). We find no strong evidence of flux at the positions of the ALMA galaxies. The highest peak brightness of $0.62 \text{ mJy beam}^{-1}$ is seen within the $5.4''$ synthesized beam from the position of ALMA ID 12, and still below the 0.75 mJy threshold (5σ) considered for significantly detected point sources.

5. Analysis

5.1. Source counts

Since we have targeted only the brightest *Herschel* sources found within this *Planck* peak, we can only make a qualitative comparison to known average ALMA mm source counts in order to discuss roughly how overdense in sources these regions are.

Each ALMA field has been searched for sources within a $37''$ diameter circle, over which the noise increases from the centre outwards by up to a factor of 5. The area of each field is 0.30 arcmin^2 , and adding together the eight fields we obtain a total survey area of 2.4 arcmin^2 , or $6.6 \times 10^{-4} \text{ deg}^2$. For the count estimate we take the eight sources in our sample with flux densities $> 0.9 \text{ mJy}$. The effective area over which these sources can be detected is 75 % of the total area (i.e., where $\text{rms} < S_v / S/N = 0.9 \text{ mJy} / 4.5 = 0.2 \text{ mJy}$). Thus, the counts are $8 / (0.75 \times 6.6 \times 10^{-4} \text{ deg}^2) = 1.6 \times 10^4 \text{ deg}^{-2}$.

Comparing to recent blank-field counts of ALMA sources (e.g., Hatsukade et al. 2016; Dunlop et al. 2017), serendipitous counts derived from various archival data (e.g., Hatsukade et al. 2013; Ono et al. 2014; Carniani et al. 2015; Oteo et al. 2016; Fujimoto et al. 2016), or source numbers found in lensing cluster fields (e.g., González-López et al. 2016), we estimate an expected 1.2-mm source density of $0.6\text{--}2 \times 10^3 \text{ deg}^{-2}$, where the lower estimate (from Oteo et al. 2016) was derived from a relatively large area of different fields used for the serendipitous searches, which might be expected to reach beyond the effects of cosmic variance. Thus, the number of sources we found in the ALMA pointings of G073.4–57.5 is a factor of 8–30 higher than estimates of the average number of mm sources in the sky.

It is also interesting to examine the total number of mm/submm sources found in G073.4–57.5 so far, namely 18 from ALMA, even without a complete mosaic of the total emission region of the *Planck/Herschel* peak, and an additional four from SCUBA-2, for a total of 22 mm/submm sources in the area of the *Planck* peak. In comparison, typical “proto-cluster” overdensities, not selected by their high integrated submm flux, do not show the same abundance. Examples include the COSMOS $z = 2.47$ structure (Casey et al. 2013, 2015) and the SSA22

⁴<https://panstarrs.stsci.edu>

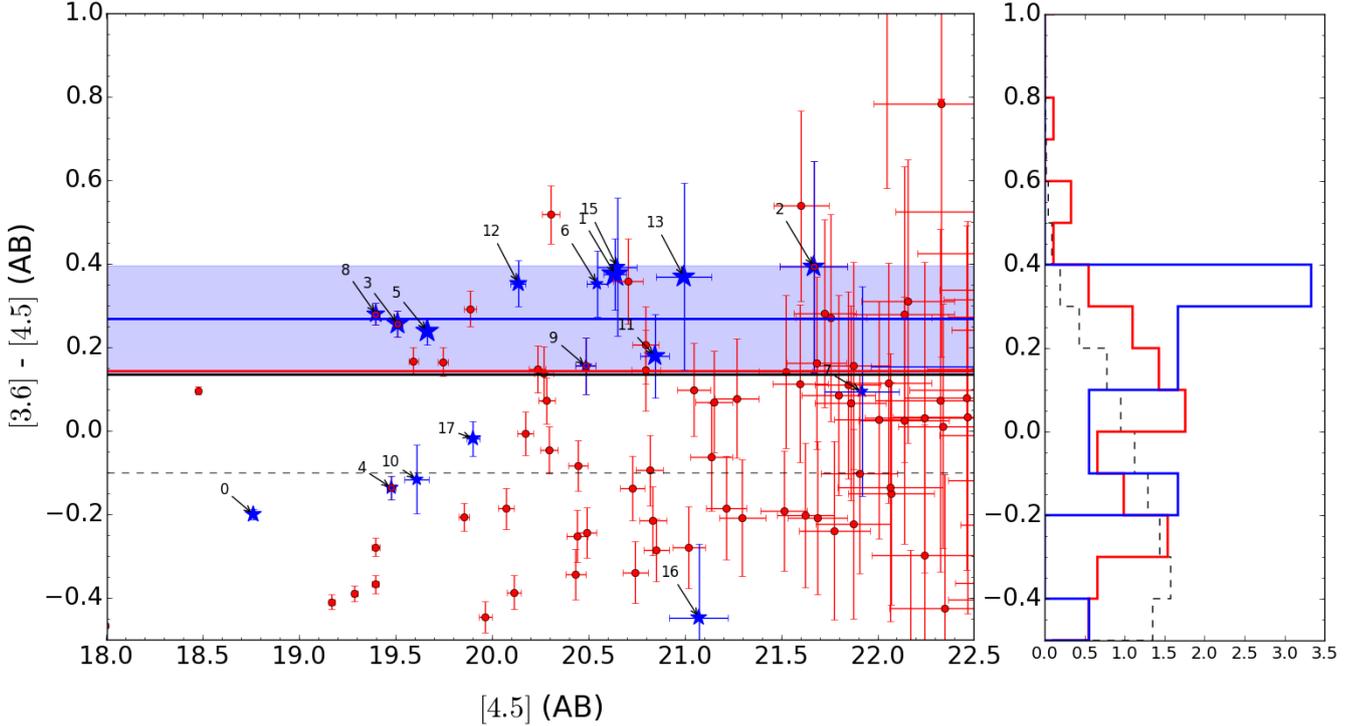


Fig. 4. *Left:* Colour ($[3.6] - [4.5]$) versus magnitude ($[4.5]$) diagram for IRAC sources (red points) located within $1'$ of SPIRE source 11, and for all the ALMA sources (blue stars). Numbers indicate the ALMA source IDs, as in Table 1. The black dashed line indicates a colour of -0.1 (red sources are defined to have colours above this value), the red line indicates the median colour of IRAC red sources within $1'$ of SPIRE source 11 (0.14 mag), the blue line indicates the median colour for the ALMA sources matched to IRAC red sources (0.27 mag). The dispersions around these medians are 0.15 and 0.13, respectively (the latter is indicated by the blue region). The solid black line indicates the colour of a single stellar population formed at $z_f = 5$, passively evolved to redshift $z = 1.5$ (from Bruzual & Charlot 2003), but note that extinction and possible metallicity effects have not been considered. Most ALMA sources lie on a sequence in this colour-magnitude plane, a characteristic feature of high- z structures (e.g., Muzzin et al. 2013; Rettura et al. 2014). Note that ALMA ID 14 is not plotted here, because it was not detected in the *Spitzer*-IRAC data. *Right:* Normalized distribution of the colour of IRAC sources: the red line corresponds to sources within $1'$ of SPIRE source 11, the blue line shows the ALMA sources, and the black dashed line shows the distribution of the colours of general sources in the COSMOS field for comparison. There is a significant excess of red galaxies around SPIRE source 11, in particular for the ALMA detections (see text for details).

$z = 3.09$ structure (Umehata et al. 2015), each of which contains 12 sources (see Casey 2016, in particular their table 1, for a comprehensive summary of star-forming galaxies in several overdense regions) at a comparable depth (although the SCUBA-2 850- μm data on the COSMOS structure are not as deep at 0.8 mJy rms, see Casey et al. 2013). In a more recent study of the SSA22 structure, Umehata et al. (2017) found 18 ALMA sources ($> 5\sigma$) at 1.1mm, but over an area of $2' \times 3'$ and with a depth of 0.06–0.1 mJy, much wider and overall somewhat deeper (given their shorter wavelength and homogeneous coverage) than our data, consisting of approximately 16 times our on-source time with comparable numbers of antennas and conditions. At similar depth and area to our selected eight pointings, this would correspond to about four detections. A comparison with the $z = 1.46$ cluster XCS J2215.9–1738 studied by Stach et al. (2017) with the same ALMA on-source time in a 1 arcmin² central mosaic shows a similar number of sources (14, with 12 likely members), but they are all weaker (< 1 mJy). They find a total SFR of 850 $M_\odot \text{yr}^{-1}$, which is lower than the 2060 $M_\odot \text{yr}^{-1}$ in our sample (see below). The SCUBA-2 sources in XCS J2215.9–1738 break up mostly into groups of two to three ALMA sources, similar to the SCUBA-2 and *Herschel* sources in G073.4–57.5.

We can conclude that for our data contamination by the average background sources is expected to be small, about 1–3 galaxies not related to the cause of the *Planck* peak should be present in the data. We discuss later whether gravitational lensing could affect the number counts.

5.2. Spectral energy distributions and photometric redshifts

The detection, in most cases, of several ALMA galaxies (with sub-arcsecond accuracy) per single *Herschel* target allows us to employ a deblending technique to estimate the *Herschel*-SPIRE fluxes of these galaxies, which can then be used to fit SEDs and derive several physical properties. To accomplish this we used a combination of a recently developed algorithm called SEDeblend (MacKenzie et al. 2017), specifically designed for confused FIR imaging, and Hyper- z (Bolzonella et al. 2000), which matches wider multi-wavelength coverage data to a library of galaxy templates.

We first apply Hyper- z to all available flux measurements for each source (excluding those from *Herschel*-SPIRE, which are initially too confused to be useful) to obtain posterior prob-

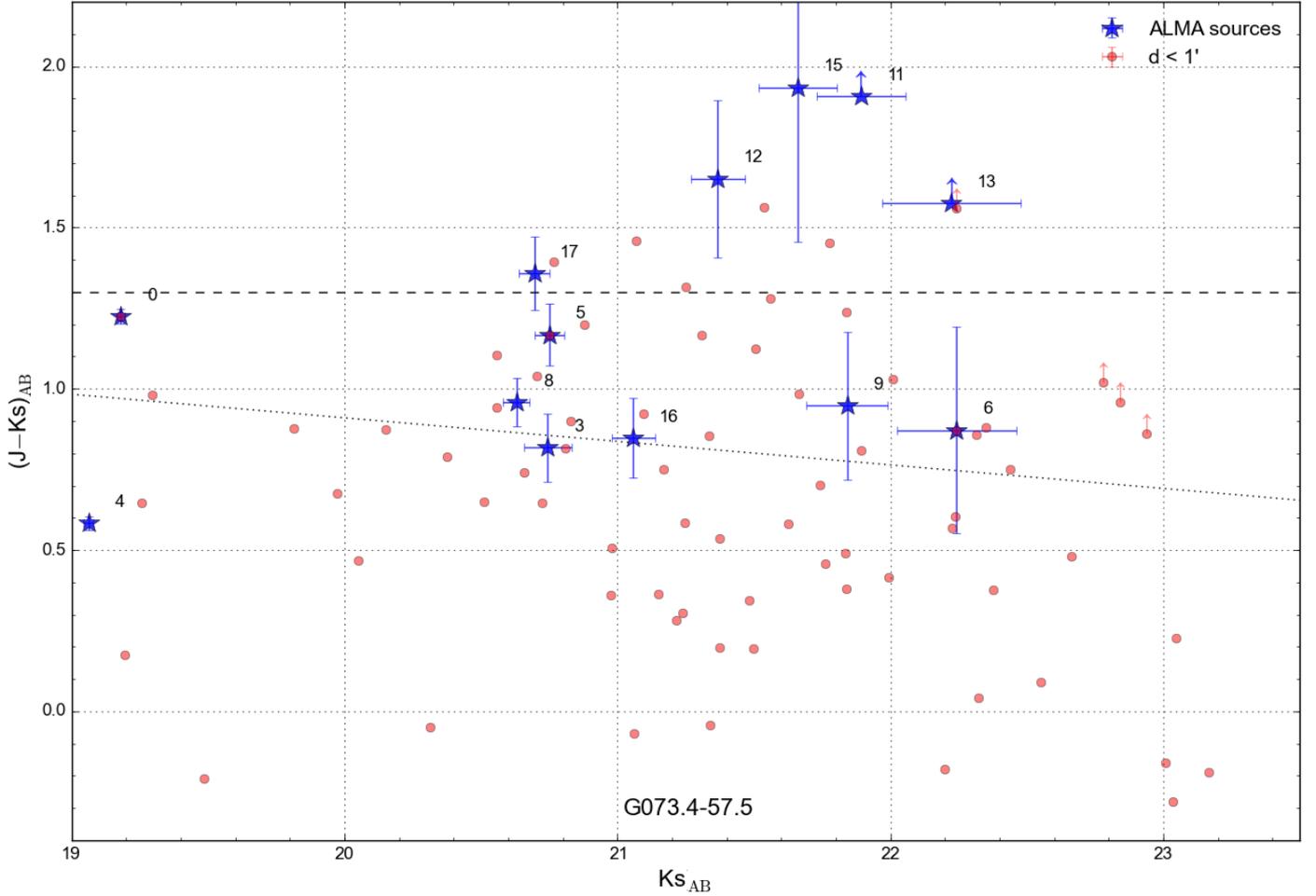


Fig. 5. Colour- ($J - K_s$) magnitude (K_s) diagram for the ALMA-detected sources (in blue) versus other sources (in red), the latter within $1'$ of SPIRE ID 1; the dashed line indicates a colour of 1.3 (the Franx et al. 2003 criterion for the colour of galaxies at $z \approx 2$). Sources with ALMA IDs 1, 2, 7, 10, and 14 are not plotted because they are not detected in the NIR. The dotted line shows the red sequence of the Coma cluster passively evolved back in time to $z = 1.5$ (Kodama et al. 1998). ALMA galaxies are in the redder part of the colour distribution, and are consistent with the sequence of a forming cluster at $z \approx 1.5$.

ability distributions for photometric redshifts. For the $850\text{-}\mu\text{m}$ data from SCUBA-2, the flux density from SCUBA-2 ID 4+ was assigned proportionally to the ALMA flux of IDs 2 and 4 (ID 3 also falls in field 2, but is $11''$ from the SCUBA-2 position, see Fig. 2), and the $850\text{-}\mu\text{m}$ flux density from SCUBA2-ID 5+ was assigned proportionally to ALMA IDs 8 and 9. Similarly, the *Herschel*-SPIRE flux densities were initially assigned with the ALMA flux density ratios of the constituent galaxies, giving results consistent with excluding *Herschel*-SPIRE data. The library of SED templates used covers the full optical-mm spectral range (Polletta et al. 2007; Berta et al. 2013); furthermore, three templates were added, obtained from fitting the average, the bright, and the faint stacked SEDs of the ALESS sample (da Cunha et al. 2015) using MAGPHYS.

We then used the resulting photometric redshift posterior probability distributions as inputs to SEDEblend. To summarize briefly, SEDEblend reconstructs the *Herschel*-SPIRE $250\text{-}\mu\text{m}$, $350\text{-}\mu\text{m}$, and $500\text{-}\mu\text{m}$ images and the SCUBA-2 $850\text{-}\mu\text{m}$ image by placing a point source multiplied by the appropriate instrumental point spread function at each location of a detected ALMA galaxy and adding a constant background offset, then uses a Markov chain technique to simultaneously fit for galaxy SED parameters. The ALMA images are not reconstructed, since

the much greater angular resolution there, after CLEANing, leads to essentially no source blending. The model takes into account each *Herschel*-SPIRE instrumental transmission function (typically amounting to a 10% flux correction), and considers calibration uncertainties by multiplying the flux in each band by a nuisance parameter, whose prior is a Gaussian function with a mean of 1.0 and a standard deviation given by each instrument's quoted calibration uncertainty. The SEDs are modelled as modified blackbodies (Eq. 1) at a redshift z with a temperature T_d , an overall normalization constant, and the dust emissivity index is fixed at $\beta = 2.0$. For more details on SEDEblend we refer the reader to MacKenzie et al. (2017).

For the fitting, a Markov chain Monte Carlo (MCMC) algorithm with Gibbs sampling and adaptive step-sizing is used to maximize a Gaussian likelihood function calculated pixel-by-pixel for the SPIRE and SCUBA-2 images, and source-by-source for the ALMA flux measurements. The chain is run for 120,000 iterations and the first 20,000 iterations are removed as the “burn-in” sequence. We set a sufficiently wide uniform prior on the amplitudes of the modified blackbody SEDs and the background levels to leave them effectively unconstrained, and a uniform prior between 10 and 100 K on the dust temperatures (since no galaxies have been observed to lie outside this

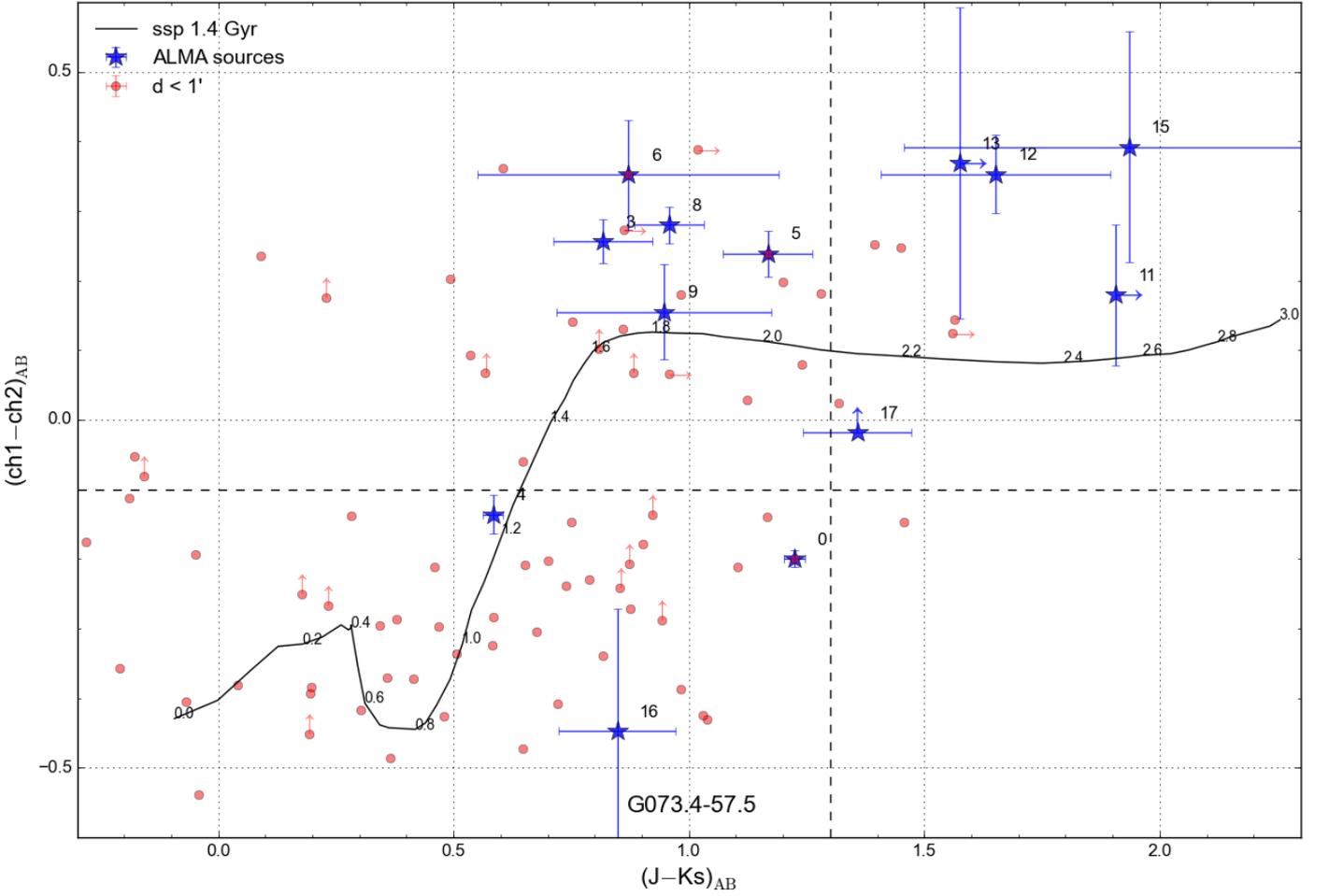


Fig. 6. *Spitzer*-IRAC versus CFHT WIRCam colour-colour diagram with a track drawn from Bruzual & Charlot (2003) for a 1.4-Gyr-old simple stellar population, numbered by redshift. The horizontal and vertical dashed lines indicate the Papovich (2008) and Franx et al. (2003) criteria, respectively, representing colours of $z \approx 1.3$ and $z \approx 2$ galaxies (cf. the labels on the model curve, also). A redshift around $z = 1.6$ – 2.6 is indicated for the majority of the ALMA galaxies. Arrows indicate 2σ limits for the sources not detected in any channel or band.

range, e.g., Dale et al. 2012; Swinbank et al. 2014). To remove the degeneracy between temperature and redshift in the modified blackbody model, the photometric redshift posterior probability distribution from Hyper- z in the previous step is input as the prior for the new photometric redshift.

From the resulting Markov chain we derive the *Herschel*-SPIRE flux densities in each band by evaluating $S_{\nu}(v_b)$, with b labelling the band, from each iteration within the MCMC algorithm as marginal likelihoods, and report them in Table 4, along with 68% confidence intervals. For IDs 11, 15, and 16 the 68% confidence interval extends to 0 mJy, thus we assign upper limits only. For consistency, we checked the mm/submm properties (such as dust temperature, FIR luminosity, and SFR, discussed in the following section) derived from SEDblend with those derived in Section 5.3 and found them to be in generally good agreement.

We lastly re-ran Hyper- z with the now deblended *Herschel*-SPIRE and SCUBA-2 flux densities included. The best-fit templates and SEDs are shown in Fig. A.1 in the Appendix, and photometric redshifts and associated uncertainties are listed in Table 5. The redshift uncertainties correspond to the range of redshifts with a probability higher than half the maximum value.

Table 4. Deblended *Herschel*-SPIRE flux densities for the individual ALMA detected galaxies.

ALMA ID (field)	S_{250} [mJy]	S_{350} [mJy]	S_{500} [mJy]
0 (1b)	71^{+3}_{-4}	48^{+2}_{-2}	22^{+1}_{-1}
1 (1a)	19^{+3}_{-2}	29^{+1}_{-3}	23^{+1}_{-2}
2 (2b)	5^{+2}_{-2}	10^{+3}_{-3}	10^{+1}_{-1}
3 (2a)	25^{+3}_{-5}	25^{+3}_{-2}	$16^{+1.4}_{-0.9}$
4 (2c)	31^{+5}_{-3}	16^{+2}_{-3}	6^{+1}_{-1}
5 (3a)	21^{+4}_{-4}	25^{+2}_{-3}	17^{+1}_{-2}
6 (3c)	14^{+3}_{-4}	11^{+2}_{-2}	$5.8^{+0.8}_{-0.8}$
7 (3b)	9^{+4}_{-3}	9^{+2}_{-2}	$5.0^{+1.0}_{-0.9}$
8 (4a)	64^{+4}_{-4}	43^{+3}_{-2}	20^{+2}_{-1}
9 (4b)	3^{+2}_{-2}	6^{+2}_{-2}	7^{+1}_{-2}
10 (5a)	46^{+4}_{-3}	34^{+3}_{-2}	17^{+1}_{-2}
11 (6a)	< 11	< 14	< 9
12 (6b)	28^{+4}_{-2}	22^{+2}_{-2}	$11.6^{+1.0}_{-0.7}$
13 (7a)	9^{+4}_{-2}	16^{+3}_{-3}	14^{+1}_{-2}
14 (7b)	18^{+3}_{-3}	18^{+2}_{-3}	10^{+1}_{-1}
15 (7c)	< 0.5	< 2	< 3
16 (7d)	< 0.5	< 2	< 3
17 (8a)	40^{+3}_{-3}	24^{+2}_{-2}	$9.8^{+1.0}_{-0.9}$

Reasonably good fits (median $\chi^2_{\text{red}} = 0.64$) are obtained for most of the galaxies, with the exception of ID 15 and 16, where the template overestimates the observed mm/submm fluxes. For these sources, which are found in ALMA region 7, it seems plausible that the source blending is simply too substantial to be overcome; four galaxies are sharing a combined flux half that of most of the other regions, where there are three or fewer galaxies. We thus caution interpretation of galaxies 13 through 16.

Note, that the two galaxies within region 4, IDs 8 and 9, are the most closely-spaced pair in the data, separated by less than a pixel in the SPIRE maps. This leads to strong degeneracies between the best-fit SED parameters found by SEDeblend for these two galaxies, which may result in unreliable flux estimates. However, the redshift of $z \approx 1.5$ our procedure associates with galaxy 8 seems to agree with the ALMA CO spectroscopic redshift (see Sect. 6 for details).

We validate our photometric redshifts by first checking the SCUBA-2 flux density predicted for all ALMA galaxies based on the fits. We find that our best-fit SEDs give a total SCUBA-2 flux of 61 mJy, in good agreement with the stacking result of (56 ± 11) mJy. Next, since an extension of Hyper- z into the millimetre regime is not commonly done, we compare our photometric redshifts to fits carried out with the EAZY code (Brammer et al. 2008) using only NIR ($J, K, [3.6], [4.5]$) data, which uses a different set of templates. We show a comparison of the two results in Fig. 7, with the agreement being consistent within the uncertainties for both of the methods.

5.3. FIR-derived parameters

From the best-fit SEDs we are able to derive IR luminosities, SFRs, dust masses, and stellar masses. The IR luminosities are calculated from the fits by integration from 8 to 1000 μm :

$$L_{\text{IR}} = \frac{4\pi D_L^2}{1+z} \int_{c/1000}^{c/8} S_\nu (v_e/(1+z)) dv_e. \quad (3)$$

SFR estimates are derived by assuming the relationship in Kennicutt (1998), modified for a Chabrier IMF (Chabrier 2003), i.e., $\text{SFR}[\text{M}_\odot \text{yr}^{-1}] = 9.5 \times 10^{-11} L_{\text{IR}}[\text{L}_\odot]$. In order to estimate stellar masses we fit only the WIRCam-IRAC SED, fixing the redshift to the photometric redshift, using Hyper- z and the composite stellar population models from Bruzual & Charlot (2003), and assuming a Chabrier IMF. The dust masses are calculated here following Eq. (2). The best-fit parameters, along with the dust masses, are listed in Table 5. The dust temperatures with an average of $\langle T_d \rangle = 24.9$ K are low, but not out of the range that can be expected for normal galaxies at $z \gtrsim 1$. The dust masses are within the expected range of 10^8 – 10^9M_\odot .

5.4. Relationship to main-sequence galaxies

Half of the ALMA galaxies are classified as ULIRGs ($L(\text{IR}) \geq 10^{12} \text{L}_\odot$), with SFRs consistent with those observed in starbursting galaxies. The highest SFR ($> 300 \text{M}_\odot \text{yr}^{-1}$) is measured in ID 8 ($z_{\text{CO}} = 1.54491$, see Section 6), and ($\geq 150 \text{M}_\odot \text{yr}^{-1}$) in IDs 1 ($z_{\text{phot}} = 2.19^{+0.15}_{-0.12}$), 11 ($z_{\text{phot}} = 1.1$ – 4.0), 12 ($z_{\text{phot}} = 1.51^{+0.27}_{-0.17}$), 13 ($z_{\text{phot}} = 1.7$ – 4.0), and 17 ($z_{\text{phot}} = 1.17^{+0.08}_{-0.09}$), although as described in the previous section, the fit for galaxy 13, as well as the other galaxies in ALMA region 7, may be unreliable.

In Fig. 8, we compare the derived stellar masses with the M^* values in the Schechter function obtained by fitting the mass function of star-forming galaxies in the redshift ranges 0.2–0.5,

0.5–0.8, 0.8–1.1, 1.1–1.5, 1.5–2.0, 2.0–2.5, 2.5–3.0, 3.0–3.5, and 3.5–4.0 (Davidzon et al. 2017). The ALMA galaxies have stellar masses comparable with the predicted M^* values, albeit with a considerable spread and two outliers with significantly lower M^* values. 9/18 (50%) of the galaxies have stellar masses higher than M^* , they range from 6×10^{10} to $2 \times 10^{11} \text{M}_\odot$, so they are already quite massive. Note, that the most massive galaxies are on the MS, or below it, suggesting that they are perhaps on the verge of quenching. ALMA galaxy ID 8 is an exception in this respect.

In Fig. 9 we plot the IR-derived SFR divided by the expected SFR based on the main sequence (MS) at the source redshift, as parameterized by Speagle et al. (2014) (i.e., the “starburstiness”), as a function of redshift. This figure shows that 13 of our ALMA galaxies (72%) lie within a factor of 3 of the main sequence (shown by the grey region), while two ALMA galaxies lie below this region (IDs 15 and 16) and three lie above (IDs 1, 8, and 14). These latter three sources (where it must be noted that ID 14 may not be reliable) are thus experiencing an enhanced star-forming activity, consistent with being starburst galaxies. Interestingly, four galaxies at $z \approx 1.5$ are very close to the main sequence, again ID 8 is an exception. It is also interesting to note that there is another group of four galaxies (IDs 1, 2, 7, and 13) with similar, in this case larger starburstiness (about a factor 3 above the MS value) that lie at $z_{\text{photo}} \approx 2.2$ – 2.7 , and thus could also be at the same redshift as each other.

In Fig. 10 we show the SFRs as a function of M_* . The expected range for MS galaxies at redshift $z \approx 1.5$ (Speagle et al. 2014) is also shown, along with a region indicating a spread of a factor of 3. Starburst galaxies are typically offset from the MS towards SFRs that are around 3 times higher. IDs 1, 8, in particular, satisfy this criterion.

6. Serendipitous line detections

6.1. ALMA galaxies ID 3 and 8

Spectral cubes of the ALMA primary beam convolved continuum (128 channels for each of the 4×2 -GHz wide spectral windows) were made for the eight fields with a spectral binning of width 0.08 GHz giving 25 frames. Fluxes quoted in the text are beam corrected.

ALMA galaxy ID 3, the brightest mm galaxy located in ALMA field 2, shows the detection of a strong line at 226.54 GHz (see line peak in Fig. 11 top panel). We found an integrated flux density of $(2.5 \pm 0.2) \text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$ at the spatial peak, and $(2.9 \pm 0.2) \text{Jy km s}^{-1}$ in an extended aperture, with a line width of $(370 \pm 40) \text{km s}^{-1}$, for the FWHM in the Gaussian fit. With the physical size of this source derived from Table 1, the dynamical mass is $M_{\text{dyn}} = 2.2 \times 10^{11} \text{M}_\odot = (400 \text{km s}^{-1})^2 \times 5.9 \text{kpc} / G$, as compared to a stellar mass of $M_* = 1.2 \times 10^{11} \text{M}_\odot$ (from Table 5).

The galaxy shows a smooth velocity gradient from north-east to south-west (see Fig. 12 middle panel), but it is spatially only barely resolved. CO transitions are known to be bright for mm and submm galaxies (e.g., Carilli & Walter 2013; Vieira et al. 2013), and would correspond to the redshifts $z = 1.035$ CO(4–3), 1.544 for CO(5–4), 2.052 for CO(6–5), and 2.561 for CO(7–6), keeping with the most plausible range of $z \approx 1$ – 3 .

While associating the observed lines with the CO(5–4) or CO(6–5) transitions appears the most plausible conclusion (since it provides the closest match for the photometric redshift of ALMA galaxy ID 3 and all the higher redshift galaxies appear to cluster around $z \approx 1.5$ – 2), we briefly discuss other interpre-

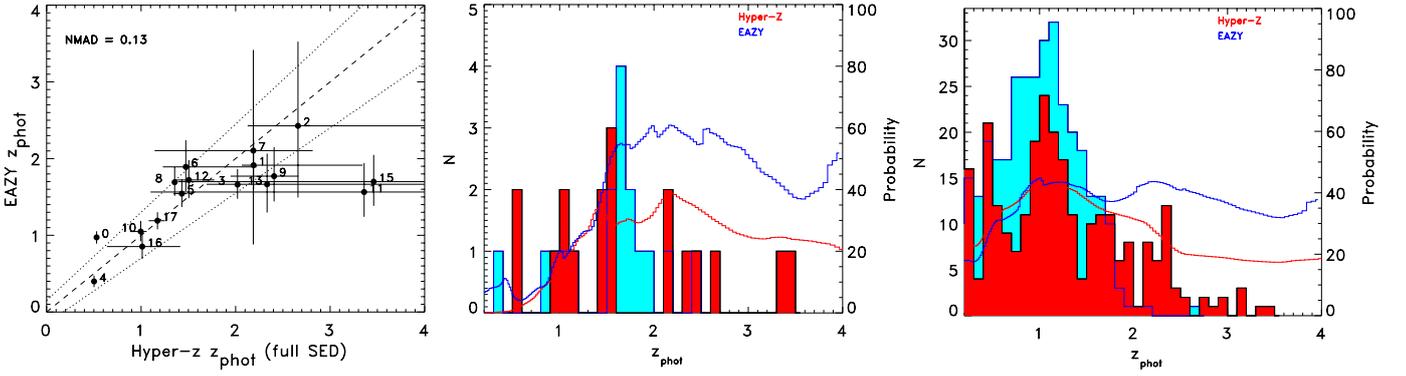


Fig. 7. *Left:* Redshift comparison. The combined probability density functions for the photo- z (EAZY [blue] / Hyper- z [red]) results of all ALMA galaxies shown as curves in this plot have been derived as the average of the individual probability density functions for each galaxy. The histograms show the distributions of the peak probabilities for the two methods. EAZY shows a clear concentration, consistent with $z=1.54$ and interlopers around and below $z \simeq 1$. Hyper- z also shows some disagreement with a few more galaxies at and above $z \simeq 2$. *Middle panel:* Comparison between the estimates for photometric redshift fitting with Hyper- z (x -axis), using all (NIR+FIR) data, and with EAZY (y -axis), using only NIR data. The agreement is satisfactory within the overall uncertainties of the methods. The dotted lines express $\pm 15\%$ deviations around the equality relation (dashed line), i.e., $|z_{\text{hz}} - z_{\text{ez}}|/(1 + z_{\text{ez}}) = 0.15$. A separation into two groups at higher and lower redshifts is apparent. As described in the text, the redshift groups are clustered, but mixed with respect to the eight *Herschel* sources. *Right:* Same as middle panel but for all NIR sources in the G073.4–57.5 field. In contrast to the ALMA detected galaxies the $z \simeq 1$ probability peak is the dominant feature.

Table 5. Best-fit SED parameters. Peaks of the probability distributions are given between the percentiles defining the 15.9% to 84.1% range.

ID	z_{phot}	$\log(L_{\text{IR}})^a$		SFR_{IR}^b		T_{dust}	$\log(M_{\text{dust}})$		$\log(M_*)^c$	
		[L_{\odot}]	[L_{\odot}]	[M_{\odot}/yr]	[M_{\odot}/yr]		[M_{\odot}]	[M_{\odot}]	[M_{\odot}]	[M_{\odot}]
0	(0.53) 0.53 (0.53)	(11.48) 11.53 (11.57)	(29) 32 (35)	(19.1) 19.8 (20.4)	(8.55) 8.58 (8.62)	(11.26) 11.27 (11.27)				
1	(2.07) 2.19 (3.34)	(12.40) 12.42 (12.45)	(237) 251 (268)	(24.5) 25.2 (25.9)	(9.16) 9.19 (9.23)	(10.46) 10.48 (10.59)				
2	(2.13) 2.66 (4.04)	(12.12) 12.13 (12.20)	(124) 129 (149)	(23.8) 24.5 (26.0)	(8.95) 9.03 (9.08)	(10.06) 10.13 (10.77)				
3	(1.37) 1.42 (1.46)	(12.01) 12.06 (12.12)	(96) 108 (125)	(21.9) 22.8 (23.9)	(8.92) 8.98 (9.03)	(11.04) 11.08 (11.15)				
4	(0.50) 0.50 (0.51)	(11.01) 11.18 (11.38)	(10) 14 (23)	(19.5) 22.0 (25.2)	(7.84) 7.97 (8.08)	(9.92) 9.96 (10.02)				
5	(1.34) 1.43 (1.49)	(11.95) 11.99 (12.04)	(85) 93 (105)	(21.5) 22.2 (23.0)	(8.92) 8.96 (9.00)	(11.00) 11.05 (11.21)				
6	(1.23) 1.47 (2.22)	(11.79) 11.90 (12.02)	(59) 75 (100)	(26.9) 29.0 (31.6)	(8.13) 8.22 (8.30)	(10.77) 10.98 (11.06)				
7	(1.14) 2.19 (2.82)	(12.02) 12.09 (12.22)	(99) 117 (159)	(31.2) 33.2 (36.4)	(8.08) 8.18 (8.26)	(9.86) 10.14 (10.63)				
8	(1.56) 1.65 (1.67)	(12.55) 12.60 (12.65)	(337) 379 (427)	(30.7) 31.9 (33.2)	(8.65) 8.70 (8.74)	(10.70) 10.76 (11.14)				
9	(1.95) 2.41 (2.67)	(11.85) 11.84 (11.93)	(68) 66 (80)	(23.7) 23.7 (25.3)	(8.72) 8.78 (8.80)	(10.66) 10.82 (11.32)				
10	(0.88) 1.00 (1.06)	(11.93) 11.97 (12.01)	(81) 89 (98)	(23.3) 23.9 (24.5)	(8.66) 8.68 (8.70)	(10.85) 10.89 (10.91)				
11	(1.10) 3.36 (4.04)	(12.07) 12.27 (12.47)	(112) 175 (277)	(27.1) 31.2 (35.7)	(8.50) 8.65 (8.80)	(11.32) 11.42 (11.45)				
12	(1.34) 1.51 (1.78)	(12.16) 12.21 (12.26)	(136) 153 (174)	(28.1) 29.2 (30.5)	(8.47) 8.51 (8.56)	(11.03) 11.19 (11.25)				
13	(1.69) 2.33 (4.04)	(12.18) 12.21 (12.27)	(145) 155 (176)	(23.7) 24.8 (26.2)	(8.96) 9.05 (9.12)	(10.30) 10.37 (10.82)				
14	(0.79) 1.05 (2.49)	(11.52) 11.58 (11.65)	(31) 36 (42)	(19.8) 20.8 (21.9)	(8.58) 8.64 (8.69)	(8.50) 9.36 (9.88)				
15	(1.39) 3.46 (4.04)	(11.40) 11.50 (11.57)	(234) 30 (36)	(19.6) 22.2 (24.5)	(8.55) 8.73 (8.92)	(10.92) 11.47 (11.57)				
16	(0.64) 1.01 (1.41)	(10.20) 10.11 (10.13)	(1) 1 (1)	(10.0) 10.0 (11.6)	(8.53) 8.84 (8.93)	(9.74) 9.82 (10.71)				
17	(1.08) 1.17 (1.25)	(12.13) 12.22 (12.30)	(128) 156 (190)	(29.6) 31.4 (33.3)	(8.22) 8.28 (8.35)	(10.78) 10.87 (11.09)				

^a 8–1000 μm (rest) luminosity derived by fitting the FIR SED with a single temperature modified blackbody model.

^b SFR derived from L_{IR} , assuming the relationship in Kennicutt (1998) modified for a Chabrier IMF, i.e., $\text{SFR}[M_{\odot} \text{yr}^{-1}] = 9.5 \times 10^{-11} L_{\text{IR}}[L_{\odot}]$.

^c Stellar mass derived from fitting the WIRCam-IRAC SED with the models of Bruzual & Charlot (2003).

tations. The higher redshift transitions ($J > 6$, corresponding to $z > 2.5$) would yield poorer agreement with the photometric redshifts, and in addition may be expected to be much weaker. The CI line would provide a direct identification, as its rest fre-

quency of 809.34 GHz is very close to the rest frequency of the CO(7–6) line, which has a rest frequency of 806.65 GHz; however, this is not possible with our observation, since the expected 227.1-GHz (sky frequency) line would be inside the sideband

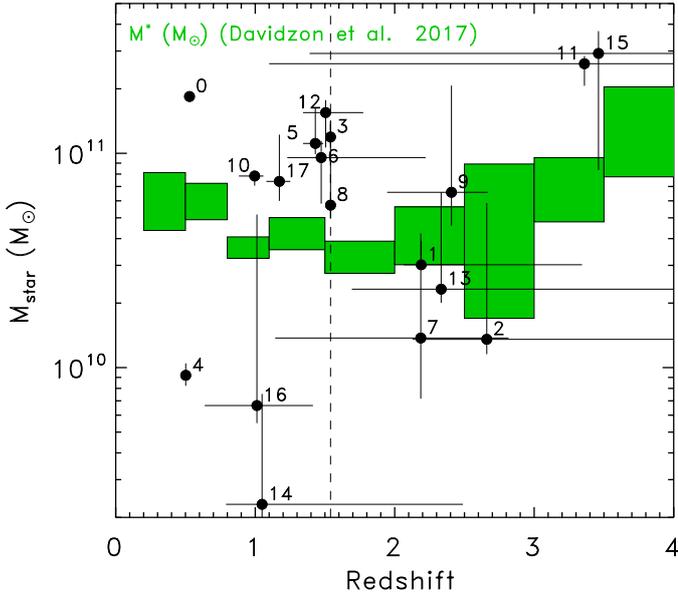


Fig. 8. Stellar mass as a function of photometric redshift for the 18 ALMA galaxies (full circles). The green rectangles represent the M^* values and their uncertainties obtained by fitting the mass function of star-forming galaxies in the redshift ranges 0.2–0.5, 0.5–0.8, 0.8–1.1, 1.1–1.5, 1.5–2.0, 2.0–2.5, 2.5–3.0, 3.0–3.5, and 3.5–4.0 with a Schechter function (Davidzon et al. 2017). The source IDs are labelled next to the corresponding symbols.

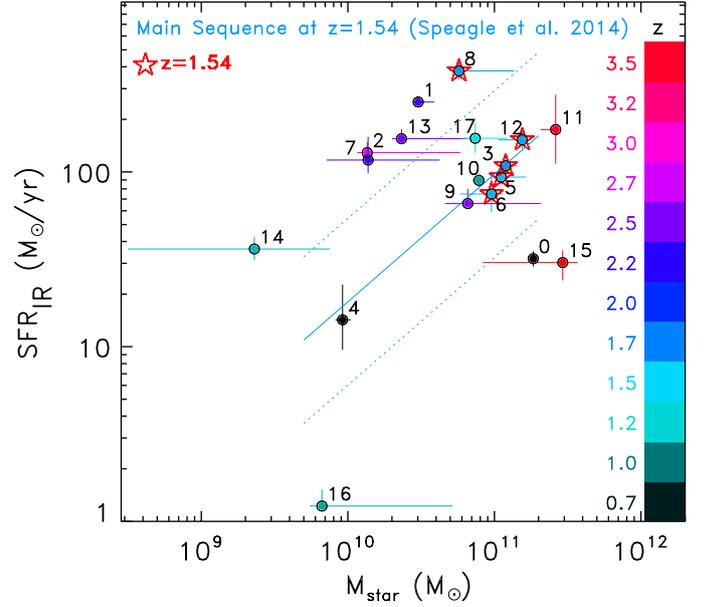


Fig. 10. SFR as a function of stellar mass for our 18 ALMA galaxies (full circles). The colours of the symbols represent photometric redshifts, as indicated by the vertical bar on the right-hand side. Filled circles decorated with stars indicate galaxies assumed to be at $z \approx 1.54$. The blue line represents an MS relationship found for sources with an average redshift of $z = 1.5$ (Speagle et al. 2014), and the dashed lines indicate factors of 3 in SFR above and below the MS.

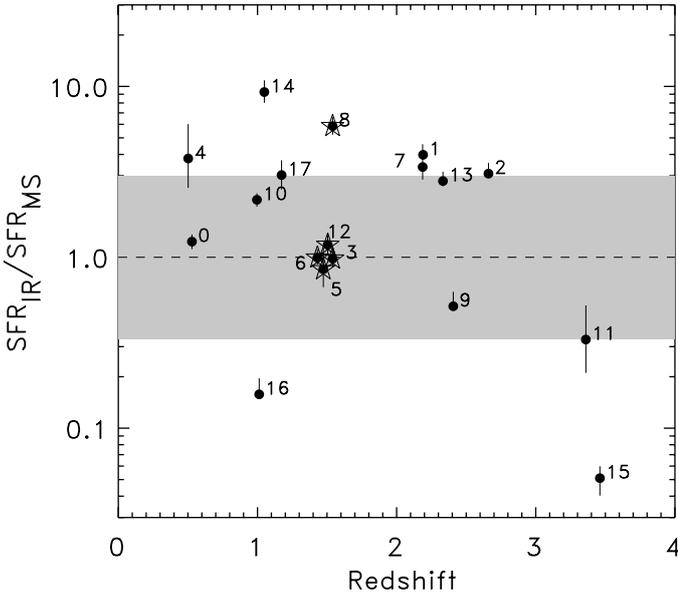


Fig. 9. “Starburstiness,” which is the ratio of the star-formation rate to the SFR expected for the main sequence (using the relation at the respective redshift), plotted against redshift. A factor of 3 around the MS is indicated by the grey region. Stars indicate galaxies assumed to be at $z \approx 1.54$.

separation. Moreover, a redshift around $z \approx 1$ does not seem consistent with the colour and photo- z results of most galaxies, apart from those galaxies quite firmly identified as interlopers.

6.2. IRAM-30m/EMIR CO redshift

Observations of G073.4–57.5 were carried out using the heterodyne receiver EMIR (Carter et al. 2012) on the IRAM 30-m antenna between 13 September 2016 and 16 September 2016 (PID: 077-16, P.I: C. Martinache). We used the 3-mm band (E090) to search for CO transitions. The frequencies covered were 74–82 GHz; and 90–98 GHz. For the backends, we simultaneously used the wide-band line multiple auto-correlator (WILMA, 2-MHz spectral resolution) and the fast Fourier Transform Spectrometer (FTS200, 200-kHz resolution). Given that the observed object, SPIRE source 3 (ALMA field 2, see Table 2), is a point source, observations were performed in wobbler-switching mode with a throw of $30''$. The beam size (HPBW) of IRAM 30-m/EMIR is $27''$ at 91 GHz, comparable to the *Herschel*-SPIRE beam at $350 \mu\text{m}$ ($25.15''$). The total integration time is 300 min. For calibration, pointing, and focusing we used Jupiter, Mars, and bright quasars. Data reduction was performed with the help of the CLASS package, part of GILDAS. Baseline-removed spectra were co-added using the inverses of the squares of the individual noise levels as weights. We then fit the co-added spectra with a Gaussian profile and derived the line position, the peak flux and the line width (FWHM). The results are presented in Table 6.

In Fig. 11, middle panel, we show the EMIR spectrum together with the best-fit Gaussian curves for the EMIR data and the combined EMIR and ALMA data. We note a significant (4.7σ) detection very close (191 km s^{-1} separation) to the expected frequency of 90.64 GHz. In the joint fit the significance drops to 3.3σ . We attribute the slight tension to either the low signal-to-noise in the EMIR data or to a physical difference between the gas components responsible for the excitations of the CO(5–4) and CO(2–1) line transitions, but take the EMIR spectrum as a strong indication for a CO(5–4) line in ALMA and a

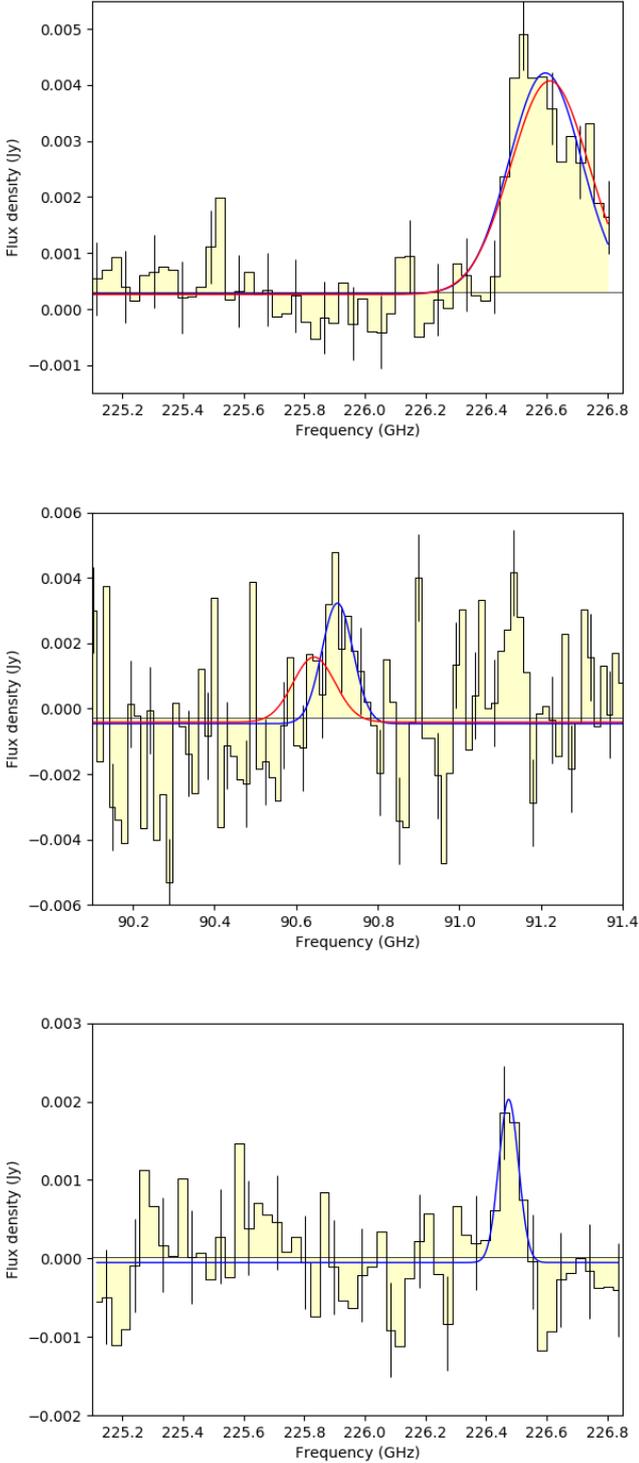


Fig. 11. Spectra of the two ALMA galaxies ID 3 (top and middle) and ID 8 (bottom), showing the serendipitous line detections, consistent with a CO(5–4) transition at $z = 1.54$. The blue Gaussian profiles show the best fits to each individual line. The red Gaussian profiles for ID 3 show the best combined fit to the CO(5–4) line in the ALMA spectrum (top) and the CO(2–1) line in the IRAM/EMIR spectrum (middle). The slight offset between the fitted line centres of 190 km s^{-1} seen in the EMIR data could be due to the low S/N or a physical difference between the transitions. Representative error bars per bin are shown for every third bin.

redshift of $z = 1.5434 \pm 0.0001$ from the joint fit (see Table 6); this is dominated by the high signal-to-noise ratio in the ALMA data (see the fitted Gaussian curves in Fig. 11, top panel). We assume, of course, that the EMIR line comes from ALMA ID 3 and not from another galaxy within the larger beam, and also not from another molecular species, since either of these options would be a rather unlikely coincidence.

6.3. CO line properties

Under the assumption that the detected line in ALMA is indeed CO(5–4), the CO luminosity can be calculated as (Solomon et al. 1997)

$$L'_{\text{CO}} = \frac{c^2}{2k} S_{\text{CO}} \Delta V v_{\text{sky}}^{-2} D_{\text{L}}^2 (1+z)^{-3}. \quad (4)$$

Using the 400 km s^{-1} width estimate of the joint fit, we find that $L'_{\text{CO}} = (1.5 \pm 0.1) \times 10^{10} \text{ K km s}^{-1} \text{ pc}^2$. The CO(2–1) luminosity for the EMIR line is $L'_{\text{CO}} = (3.2 \pm 1.0) \times 10^{10} \text{ K km s}^{-1} \text{ pc}^2$, giving a ratio 2.1 relative to the CO(5–4) transition luminosity.

We also find tentative evidence for a faint line (S/N ≈ 4.2 over four channels with two-channel Hanning smoothing) in ALMA galaxy ID 8 (the brightest in ALMA field 4), which has very similar NIR properties to those of ALMA galaxy ID 3 (see Fig. 4). At the peak intensity (226.47 GHz) of the Gaussian fit (see Table 6) the redshift is $z = 1.54491 \pm 0.00004$ for the same CO(5–4) transition. The integrated line flux density is $(0.274 \pm 0.062) \text{ Jy km s}^{-1}$ at the (unresolved) peak, with line width $(101 \pm 31) \text{ km s}^{-1}$, and $L'_{\text{CO}} = (1.5 \pm 0.3) \times 10^9 \text{ K km s}^{-1} \text{ pc}^2$. The dynamical mass estimate is $M_{\text{dyn}} = 7.0 \times 10^9 M_{\odot}$, compared to a stellar mass of $M_{\star} = 5.8 \times 10^{10} M_{\odot}$ (from Table 5). The near coincidence of the frequency with that of ID 3 argues for the reality of this weaker line.

For these two galaxies, with the simple assumptions that $L'_{\text{CO}(1-0)} = L'_{\text{CO}(5-4)}$ and $\alpha_{\text{CO}} = 0.8 M_{\odot} / \text{K km s}^{-1} \text{ pc}^2$ (Solomon et al. 1997), we could derive gas masses of $1.2 \times 10^{10} M_{\odot}$ (ID 3) and $1.1 \times 10^9 M_{\odot}$ (ID 8), which can be compared to M_{ISM} calculated from Eq. (2), i.e., $1.9 \times 10^{11} M_{\odot}$ (ID 3) and $1.2 \times 10^{11} M_{\odot}$ (ID 8). We note that the respective properties derived from M_{ISM} appear quite realistic: depletion times, $\tau_{\text{depl}} = M_{\text{g}}/\text{SFR}$, are 1760 Myr and 390 Myr, and gas fractions, $f_{\text{g}} = M_{\text{g}}/(M_{\text{g}} + M_{\star})$, are 0.61 and 0.67. Thus, we argue that for the molecular mass a line ratio CO(5–4)/CO(1–0) of 2–3, as indicated also by the EMIR data, and an α_{CO} of ≈ 4 (for example, 4.3, as for spiral galaxies, see Bolatto et al. 2013), would be more plausible, and could bring the gas mass estimates into agreement.

In any case, there are large uncertainties involved with the conversion factors (see e.g., Daddi et al. 2015, for CO excitations) up to a factor of 5. Still, while source ID 3 is consistent with the $L_{\text{FIR}}-L'_{\text{CO}}$ relations derived by Greve et al. (2014) and Liu et al. (2015), for galaxy ID 8 the line flux is about an order of magnitude lower than expected.

Similarly, we can estimate how these galaxies compare with the Schmidt-Kennicutt relation (Kennicutt 1998),

$$\log \Sigma_{\text{SFR}} / [M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}] = 1.42 \times \log \Sigma_{\text{gas}} / [M_{\odot} \text{ kpc}^{-2}] - 3.83, \quad (5)$$

as given by Daddi et al. (2010) in their figure 2, with a normalization that is 0.9 higher for starburst galaxies.

The SFR surface density, Σ_{SFR} , is estimated to be $10^{0.78} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ for ID 3, and $10^{1.54} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ for ID 8 (accounting for a factor of 1.7 between the Chabrier and Salpeter

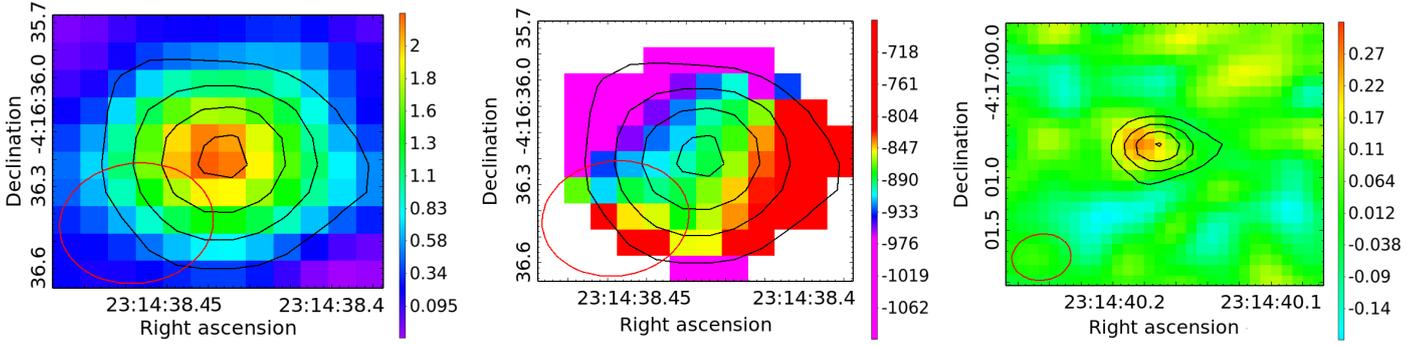


Fig. 12. Images on the left (ID 3) and on the right (ID 8) are of the integrated line emission in $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$ (where the continuum has been subtracted). In both cases line and continuum emission (i.e., the black contours from $3\sigma = 0.18 \text{ mJy}$ in 3σ steps) coincide. In the middle, for the stronger line (ID 3) only, the first moment image in km s^{-1} is shown, also with continuum contours for reference. The FWHM of the synthesized beam is shown with red ellipses.

Table 6. Spectral fitting results for ALMA galaxies 3 and 8

ALMA ID	Data	S_{peak} [mJy]	Line width FWHM [km s^{-1}]	Redshift	Offset [mJy]
3	ALMA	3.9 ± 0.3	371 ± 38	1.54355 ± 0.00007	0.27 ± 0.10
3	EMIR	3.7 ± 0.8	296 ± 74	1.54178 ± 0.00010	-0.46 ± 0.12
3	ALMA joint	3.8 ± 0.3	401 ± 42	1.54338 ± 0.00013	-0.08 ± 0.08
3	EMIR joint	2.0 ± 0.6	401 ± 42	1.54338 ± 0.00013	-0.34 ± 0.08
8	ALMA	2.0 ± 0.5	101 ± 31	1.54491 ± 0.00004	-0.05 ± 0.08

IMFs). The H_2 surface density, Σ_{gas} , can then be estimated using (again simplistically) a CO conversion of $\alpha_{\text{CO}} = 0.8 M_{\odot} / \text{K km s}^{-1} \text{pc}^2$ and a line ratio of $r_{54/10} = 1$; we find values of $10^{2.50} M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ for ID 3 and $10^{1.70} M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ for ID 8. ID 3 is consistent with the relation for high- z starburst galaxies, whereas ID 8 is two orders of magnitude above the expectation, rather extreme even with the considerable scatter in this relation. We note, that for ID 8 the continuum is seen to be extended (cf. Table 1) and the line emission in Fig. 12 is not, whereas for ID 3 the match of the emission processes is excellent. Comparing their masses to those derived from the CO luminosity, in both cases it appears that the gas masses could be substantially underestimated. However, we should remember that these scaling relations and FIR-derived parameters are highly uncertain.

We could not find any evidence for similar line emission from the other sources that have photo- z estimates at $z \approx 1.5$.

7. Discussion

We have found that the ALMA detected galaxies comprising this *Planck* peak are primarily main-sequence galaxies that break up into redshift groups, with the galaxies associated with individual *Herschel* flux regions not necessarily falling into the same redshift ranges.

Consistently with the redshift for the serendipitous line detections, we find that the photo- z results for the majority of ALMA-detected galaxies cluster around $z \approx 1.5$ (see Fig. 7). A significant fraction of galaxies appear to be closer, $z \lesssim 1$, but it is unclear whether they reside in a single structure. Given the large number of galaxies at $z \approx 1.5$ and the matching spectroscopic redshifts of some, a physical association there seems rather likely. However, a few galaxies could also lie at between redshifts 2 and 3.

ALMA fields 5 and 8, where only a single ALMA galaxy was observed, are simple to interpret and in both cases have low ($z \approx 1$) redshift. The central galaxy of field 1, ID 0, is likely at

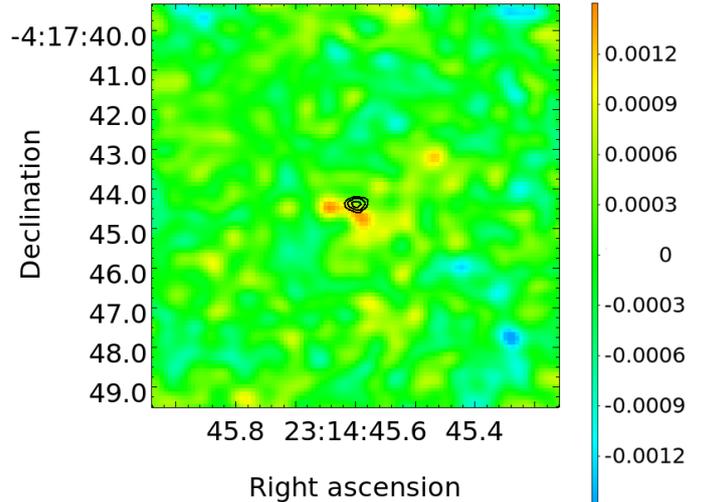


Fig. 13. Image at 226.49 GHz for ALMA ID 1 (colour scale in Jy beam^{-1}), showing two peaks of $3.5\text{--}4\sigma$ each in the vicinity ($< 1''$) of the continuum emission (shown as the black contours, starting from 0.18 mJy in 0.06 mJy steps, i.e., 3σ , 4σ , and 5σ).

low redshift, $z \lesssim 1$, while its neighbour, ID 1, has a high photometric redshift, $z \approx 2\text{--}3$. ID 3, the central galaxy for field 2, has a photometric redshift consistent with the spectroscopic redshift $z = 1.54$, while its nearest neighbours, IDs 2 and 4, are high and low redshift candidates, respectively. In field 3 all galaxies (IDs 5, 6, and 7) could be $z \approx 1.5$ group members (although the latter two have a broad redshift range, particularly ID 7 could be at $z \approx 2\text{--}3$). The galaxies, IDs 8 and 9 in field 4 are very close to each other (within one SPIRE pixel), making a deblending of the *Herschel* flux almost impossible and interpretation difficult. ID 9 fits with the $z \approx 2\text{--}3$ group, and as discussed in the previous section, the photometric redshift assigned to ID 8 favours a redshift

of $z \approx 1.5$ (when using the deblended *Herschel* fluxes), in agreement with the line detection at redshift $z = 1.54$. Despite their relative proximity, the two galaxies could be at different redshift. In field 6, ID 12 is the central source and at $z \approx 1.5$, accompanied by ID 11, which has a redshift estimate with a very large uncertainty range, which overlaps with the redshift of ID 12 and could therefore be associated. Lastly, in ALMA field 7, where the *Herschel* source is weak, ALMA galaxies IDs 13 and 14 seem to be the main flux contributors. The uncertainties are large and the ranges overlapping, but 14 appears to be at lower redshift than 13. The nature of ALMA IDs 15 and 16 are less clear; 16 could be at $z \approx 1$, while 15 seems to be at higher redshift. However, due to the large number of sources within a very faint *Herschel* flux region, the deblending results are not very reliable here.

We note that of the six ALMA galaxies identified as possible starbursts (1, 2, 7, 8, 13, and 14), the two most significant (1 and 8) also show line emission (or indications of line emission), and might be associated with a $z \approx 1.5$ structure. ALMA galaxy ID 3, which has by far the strongest detected line emission, has a star-formation rate similar to average MS galaxies. With velocity separations of less than 100 km s^{-1} , ALMA galaxies IDs 1, 3, and 8 are thus likely to be part of the same physical structure. It appears that a good fraction of the high redshift structure members are undergoing vigorous star-formation and emitting strong CO lines, which means that the other members could also be detectable spectroscopically (unless in some galaxies star formation has been quenched and the gas depleted at $z \approx 1.5$). On the other hand, it is possible that we did not detect lines from any other galaxies because they are centred outside of our observational spectral window. Indeed, the line of ALMA ID 3 clearly extends beyond the high frequency end of the spectral window, and the low frequency end is only 400 km s^{-1} away, corresponding to a redshift difference of only about 0.0013.

The tentative picture that emerges puts ALMA fields 1, 5, and 8 at $z \approx 1$ and ALMA fields 2, 3, 4, 6, and 7 at $z \approx 1.5$. But reality may not be quite so simple, as evidenced by the various “interlopers” found in several of the fields, which seem to indicate that some fields cannot really be categorized as belonging to one group or the other, but contain mixtures of high and low redshift galaxies. Broadly speaking, however, the nature of G073.4–57.5 seems to be at least two line-of-sight groups or clusters of galaxies at $z \approx 1$ and $z \approx 1.5$, and probably a few other galaxies at different redshifts. This conclusion also seems reasonable, since G073.4–57.5 appears similar to *Planck* peak G95.5–61.6 (Flores-Cacho et al. 2016) in the sense that it is a superposition of independent structures on the sky (in the case of G95.5–61.6 with two groups at $z = 1.7$ and $z = 2.0$).

Going back to the *Spitzer* and CFHT colour-magnitude and colour-colour diagrams (Figs. 4, 5, and 6) we can note that in particular for ALMA IDs 3, 5, and 8 their locations appear to be in good agreement with the photo- z results and our interpretation, while the other $z \approx 1.5$ candidates IDs 6, 7, and 12, show reasonable consistency, in those diagrams where they were included (ALMA ID 14 had to be excluded from the colour analysis).

It is a valid question whether gravitational galaxy-galaxy lensing can play a role in enhancing the counts in a scenario where extended structures at lower and higher redshift overlap along the line of sight, giving apparent densities above typical “proto-cluster” measurements. In the current data most ALMA sources are well matched with *Spitzer* and NIR data and contain no indication of lensing signatures, while only a few sources show offsets, as seen in Fig. 3, between the mm and

NIR emission (e.g., ALMA IDs 1, 4, 15), and possibly the gas (e.g., ALMA ID 1 in Fig. 13). In terms of statistical arguments, in general the probability for strong galaxy-galaxy lensing is small; for example, van der Wel et al. 2013 estimate one source per 200 arcmin^2 for average counts of strongly lensed sources. However, lensing cannot be completely ruled out, and in particular smaller flux boosts by factors less than 2 could be common, since in our case the counts are enhanced (possibly by a factor of 10 for both the source and the lensed population), the redshift separation seems favourable, and of course the region was selected for high submm surface brightness in the first place.

8. Conclusions

Using ALMA, in only 24 minutes of on-source time we found 18 individual mm galaxies, showing that follow-up of the *Planck* high- z sample through targeted pointings of *Herschel*-SPIRE sources is an efficient use of this telescope. For the first time we are directly resolving the *Planck* peaks and *Herschel*-SPIRE overdensities into individual galaxies at mm wavelengths. The ALMA detections are well matched with *Spitzer*-IRAC sources in all but one cases and mostly show excellent positional agreement (typically $< 0.4''$); three sources that are offset by up to $1''$ are extended in *Spitzer*, and may either be blended or have intrinsically more complex structure.

The density of the mm galaxies within the ALMA pointings is 8–30 times higher than the average counts, and we estimate a total SFR $2100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (of which $900 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ can be attributed to sources with photo- z s consistent with $z \approx 1.5$). Furthermore, the SCUBA-2 data indicate that we have not recovered all of the mm galaxies in this field, possibly not even the brightest, which will require a wider mosaic. Nevertheless, we can conclude that the *Planck* peak G073.4–57.5 consists of a large number of moderately bright mm galaxies, rather than a few extremely bright galaxies. Typical “proto-clusters” (such as the COSMOS $z = 2.47$ structure or the SSA22 $z = 3.09$ structure) contain fewer galaxies than we have detected, perhaps because G073.4–57.5 is a line-of-sight superposition of two massive structures. The cluster XCS J2215.9–1738 at $z = 1.46$ also shows a high density of ALMA galaxies, but those are fainter.

NIR colour diagrams of the ALMA detected galaxies reveal a “red sequence,” a characteristic feature of $z > 1.3$ structures that are the progenitors of later massive galaxy clusters. FIR+NIR photo- z analysis indicates a concentration at $z \approx 1.5$, while a second structure at lower redshift ($z \approx 1$) could be present as well, in-line with the interpretation of two line-of-sight structures. In addition to photometric redshifts, we present SFRs, IR luminosities, stellar masses, dust temperatures, and dust masses for the galaxies. Three galaxies at $z \approx 1$ –2 can clearly be identified as starbursts (i.e., lying a factor 3 or more above the MS), while most of the galaxies are within the normal range of star-formation rates for their stellar masses.

Serendipitous line detections of two (possibly three) galaxies at a common frequency ($\Delta V < 100 \text{ km s}^{-1}$) are interpreted as the CO(5–4) transition and can be used to fix the redshift of the main structure to $z = 1.54338 \pm 0.00013$, in agreement with the photo- z estimates. However, this needs to be confirmed with additional spectroscopy.

There are several important aspects to be followed up. Firstly, optical/NIR or mm spectroscopy (see e.g., Casey et al. 2017) will allow us to confirm the photo- z estimates and the association of the individual galaxies with structures in redshift space. Secondly, it will be helpful to associate all SCUBA-2 sources with their counterparts in ALMA data in order to study

those brightest submm peaks in more detail. Thirdly, it is important to address the positional offsets between the NIR and FIR images with future high-resolution data, in particular by searching for elongations or multiple images, which would be evidence of strong lensing. Lastly, further imaging and spectroscopy of this *Planck* peak will enable us to characterize its physical properties in terms of angular and redshift space morphology and to build a census of its stellar and star-forming properties. Such a detailed study is the only way to determine the nature of these red peaks in the CIB that have been picked out by *Planck*, which is the most decisive step in determining what exactly they are teaching us about structure formation.

Acknowledgements. This work is mainly based on the following ALMA data: ADS/JAO.ALMA# 2013.1.01173.S. ALMA is a partnership of ESO (representing its member states), NSF (USA) and NINS (Japan), together with NRC (Canada), NSC, and ASIAA (Taiwan), and KASI (Republic of Korea), in cooperation with the Republic of Chile. The Joint ALMA Observatory is operated by ESO, AUI/NRAO and NAOJ. The development of *Planck* has been supported by: ESA; CNES and CNRS/INSU-IN2P3-INP (France); ASI, CNR, and INAF (Italy); NASA and DoE (USA); STFC and UKSA (UK); CSIC, MICINN, JA, and RES (Spain); Tekes, Aof, and CSC (Finland); DLR and MPG (Germany); CSA (Canada); DTU Space (Denmark); SER/SSO (Switzerland); RCN (Norway); SFI (Ireland); FCT/MCTES (Portugal); and PRACE (EU). *Herschel* is an ESA space observatory with science instruments provided by European-led Principal Investigator consortia and with important participation from NASA. This work is based in part on observations made with the Spitzer Space Telescope, which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology under a contract with NASA. MP acknowledges financial support from Labex OCEVU. This work has been carried out thanks to the support of the OCEVU Labex (ANR-11-LABX-0060) and the A*MIDEX project (ANR-11-IDEX-0001-02) funded by the “Investissements d’Avenir” French government programme managed by the ANR. This research has made use of the NASA/IPAC Infrared Science Archive, which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. This publication makes use of data products from the Wide-field Infrared Survey Explorer, which is a joint project of the University of California, Los Angeles, and the Jet Propulsion Laboratory/California Institute of Technology, and NEOWISE, which is a project of the Jet Propulsion Laboratory/California Institute of Technology; WISE and NEOWISE are funded by the National Aeronautics and Space Administration. This work was supported by the Natural Sciences and Research Council of Canada. The James Clerk Maxwell Telescope has historically been operated by the Joint Astronomy Centre on behalf of the Science and Technology Facilities Council of the United Kingdom, the National Research Council of Canada and the Netherlands Organisation for Scientific Research. Additional funds for the construction of SCUBA-2 were provided by the Canada Foundation for Innovation. The Pan-STARRS1 Surveys (PS1) and the PS1 public science archive have been made possible through contributions by the Institute for Astronomy, the University of Hawaii, the Pan-STARRS Project Office, the Max-Planck Society and its participating institutes, the Max Planck Institute for Astronomy, Heidelberg and the Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, Garching, The Johns Hopkins University, Durham University, the University of Edinburgh, the Queen’s University Belfast, the Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, the Las Cumbres Observatory Global Telescope Network Incorporated, the National Central University of Taiwan, the Space Telescope Science Institute, the National Aeronautics and Space Administration under Grant No. NNX08AR22G issued through the Planetary Science Division of the NASA Science Mission Directorate, the National Science Foundation Grant No. AST-1238877, the University of Maryland, Eotvos Lorand University (ELTE), the Los Alamos National Laboratory, and the Gordon and Betty Moore Foundation.

References

- Becker, R. H., White, R. L., & Helfand, D. J. 1995, *ApJ*, 450, 559
- Berta, S., Lutz, D., Santini, P., et al. 2013, *A&A*, 551, A100
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Blain, A. W., Chapman, S. C., Smail, I., & Ivison, R. 2004, *ApJ*, 611, 725
- Blain, A. W. & Longair, M. S. 1993, *MNRAS*, 264, 509
- Bolatto, A. D., Wolfire, M., & Leroy, A. K. 2013, *ARA&A*, 51, 207
- Bolzonella, M., Miralles, J.-M., & Pelló, R. 2000, *A&A*, 363, 476
- Brammer, G. B., van Dokkum, P. G., & Coppi, P. 2008, *ApJ*, 686, 1503
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Cañameras, R., Nesvadba, N., Kneissl, R., et al. 2017a, ArXiv e-prints
- Cañameras, R., Nesvadba, N. P. H., Guery, D., et al. 2015, *A&A*, 581, A105
- Cañameras, R., Nesvadba, N. P. H., Kneissl, R., et al. 2017b, *A&A*, 600, L3
- Capak, P. L., Riechers, D., Scoville, N. Z., et al. 2011, *Nature*, 470, 233
- Carilli, C. L. & Walter, F. 2013, *ARA&A*, 51, 105
- Carniani, S., Maiolino, R., De Zotti, G., et al. 2015, *A&A*, 584, A78
- Carter, M., Lazareff, B., Maier, D., et al. 2012, *A&A*, 538, A89
- Casey, C. M. 2016, *ApJ*, 824, 36
- Casey, C. M., Chen, C.-C., Cowie, L. L., et al. 2013, *MNRAS*, 436, 1919
- Casey, C. M., Cooray, A., Capak, P., et al. 2015, *ApJ*, 808, L33
- Casey, C. M., Cooray, A., Killi, M., et al. 2017, ArXiv e-prints
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763
- Chambers, K. C., Magnier, E. A., Metcalfe, N., et al. 2016, ArXiv e-prints
- Clements, D. L., Dunne, L., & Eales, S. 2010, *MNRAS*, 403, 274
- da Cunha, E., Walter, F., Smail, I. R., et al. 2015, *ApJ*, 806, 110
- Daddi, E., Dannerbauer, H., Liu, D., et al. 2015, *A&A*, 577, A46
- Daddi, E., Elbaz, D., Walter, F., et al. 2010, *ApJ*, 714, L118
- Dale, D. A., Aniano, G., Engelbracht, C. W., et al. 2012, *ApJ*, 745, 95
- Danielson, A. L. R., Swinbank, A. M., Smail, I., et al. 2017, *ApJ*, 840, 78
- Davidzon, I., Ilbert, O., Laigle, C., et al. 2017, *A&A*, 605, A70
- Draine, B. T. 2011, *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium* (Princeton: Princeton University Press)
- Dunlop, J. S., McLure, R. J., Biggs, A. D., et al. 2017, *MNRAS*, 466, 861
- Flores-Cacho, I., Pierini, D., Soucail, G., et al. 2016, *A&A*, 585, A54
- Franx, M., Labbé, I., Rudnick, G., et al. 2003, *ApJ*, 587, L79
- Fujimoto, S., Ouchi, M., Ono, Y., et al. 2016, *ApJS*, 222, 1
- González-López, J., Bauer, F. E., Romero-Cañizales, C., et al. 2016, *A&A*, 597, A41
- Greve, T. R., Leonidaki, I., Xilouris, E. M., et al. 2014, *ApJ*, 794, 142
- Guiderdoni, B., Bouchet, F. R., Puget, J.-L., Lagache, G., & Hivon, E. 1997, *Nature*, 390, 257
- Hatch, N. A., Muldrew, S. I., Cooke, E. A., et al. 2016, *MNRAS*, 459, 387
- Hatsukade, B., Kohno, K., Umehata, H., et al. 2016, *PASJ*, 68, 36
- Hatsukade, B., Ohta, K., Seko, A., Yabe, K., & Akiyama, M. 2013, *ApJ*, 769, L27
- Hayashi, M., Kodama, T., Kohno, K., et al. 2017, *ApJ*, 841, L21
- Hayashi, M., Kodama, T., Tadaki, K.-i., Koyama, Y., & Tanaka, I. 2012, *ApJ*, 757, 15
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kodama, T., Arimoto, N., Barger, A. J., & Aragón-Salamanca, A. 1998, *A&A*, 334, 99
- Lacy, M., Wilson, G., Masci, F., et al. 2005, *ApJS*, 161, 41
- Lilly, S. J., Eales, S. A., Gear, W. K. P., et al. 1999, *ApJ*, 518, 641
- Liu, D., Gao, Y., Isaak, K., et al. 2015, *ApJ*, 810, L14
- MacKenzie, T. P., Scott, D., Bianconi, M., et al. 2017, *MNRAS*, 468, 4006
- Mainzer, A., Bauer, J., Grav, T., et al. 2011, *ApJ*, 731, 53
- Martinache, C. 2016, PhD Thesis, IAS, Univ. Paris-Sud, Orsay
- McMullin, J. P., Waters, B., Schiebel, D., Young, W., & Golap, K. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 376, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, ed. R. A. Shaw, F. Hill, & D. J. Bell, 127
- Muzzin, A., Marchesini, D., Stefanon, M., et al. 2013, *ApJ*, 777, 18
- Narayanan, D., Turk, M., Feldmann, R., et al. 2015, *Nature*, 525, 496
- Nesvadba, N., Kneissl, R., Cañameras, R., et al. 2016, *A&A*, 593, L2
- Ono, Y., Ouchi, M., Kurono, Y., & Momose, R. 2014, *ApJ*, 795, 5
- Oteo, I., Zwaan, M. A., Ivison, R. J., Smail, I., & Biggs, A. D. 2016, *ApJ*, 822, 36
- Overzier, R. A. 2016, *A&A Rev.*, 24, 14
- Papovich, C. 2008, *ApJ*, 676, 206
- Pilbratt, G. L., Riedinger, J. R., Passvogel, T., et al. 2010, *A&A*, 518, L1
- Planck Collaboration, Abergel, A., Ade, P. A. R., et al. 2011, *A&A*, 536, A21
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014a, *A&A*, 571, A1
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014b, *A&A*, 571, A18
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2016a, *A&A*, 594, A13
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2016b, *A&A*, 596, A100
- Planck Collaboration, Aghanim, N., Altieri, B., et al. 2015, *A&A*, 582, A30
- Polletta, M., Tajer, M., Maraschi, L., et al. 2007, *ApJ*, 663, 81
- Rettura, A., Martinez-Manso, J., Stern, D., et al. 2014, *ApJ*, 797, 109
- Scoville, N., Aussel, H., Sheth, K., et al. 2014, *ApJ*, 783, 84
- Scoville, N., Sheth, K., Aussel, H., et al. 2016, *ApJ*, 820, 83
- Solomon, P. M., Downes, D., Radford, S. J. E., & Barrett, J. W. 1997, *ApJ*, 478, 144
- Speagle, J. S., Steinhardt, C. L., Capak, P. L., & Silverman, J. D. 2014, *ApJS*, 214, 15
- Stach, S. M., Swinbank, A. M., Smail, I., Hilton, M., & Simpson, J. M. 2017, ArXiv e-prints
- Swinbank, A. M., Lacey, C. G., Smail, I., et al. 2008, *MNRAS*, 391, 420
- Swinbank, A. M., Simpson, J. M., Smail, I., et al. 2014, *MNRAS*, 438, 1267

Umehata, H., Tamura, Y., Kohno, K., et al. 2015, *ApJ*, 815, L8
Umehata, H., Tamura, Y., Kohno, K., et al. 2017, *ApJ*, 835, 98
van der Wel, A., van de Ven, G., Maseda, M., et al. 2013, *ApJ*, 777, L17
Vieira, J. D., Marrone, D. P., Chapman, S. C., et al. 2013, *Nature*, 495, 344
Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1868

Appendix A: Photometric redshift fit results

Figure A1 shows our multi-wavelength flux density measurements as black circles and the best-fit templates obtained in the second round of Hyper- z fitting using template libraries from Polletta et al. (2007), Danielson et al. (2017), and da Cunha et al. (2015) as magenta curves. For comparison we also show the fits performed using EAZY (Brammer et al. 2008) as orange curves. Downward arrows correspond to 3σ upper limits and are shown in the cases where the flux density detection was below 2σ . The green curve is the best-fit model obtained by fitting the WIRCam-IRAC SED with models by Bruzual & Charlot (2003). The purple curve represents the best-fit to the far-IR SED obtained using a single-temperature modified blackbody model. The dashed red and cyan curves represent, respectively, the highest and lowest temperature modified blackbody model consistent with the far-IR SED within 1σ . For comparison, the blue curve is the best-fit model obtained by fixing the redshift to the precise value of $z = 1.54$, assumed from the lines found in ALMA IDs 3 and 8. The ALMA ID and photometric redshifts are annotated in the top left corners of each panel. The spectroscopic redshift is annotated in the top right corner of each panel, when available.

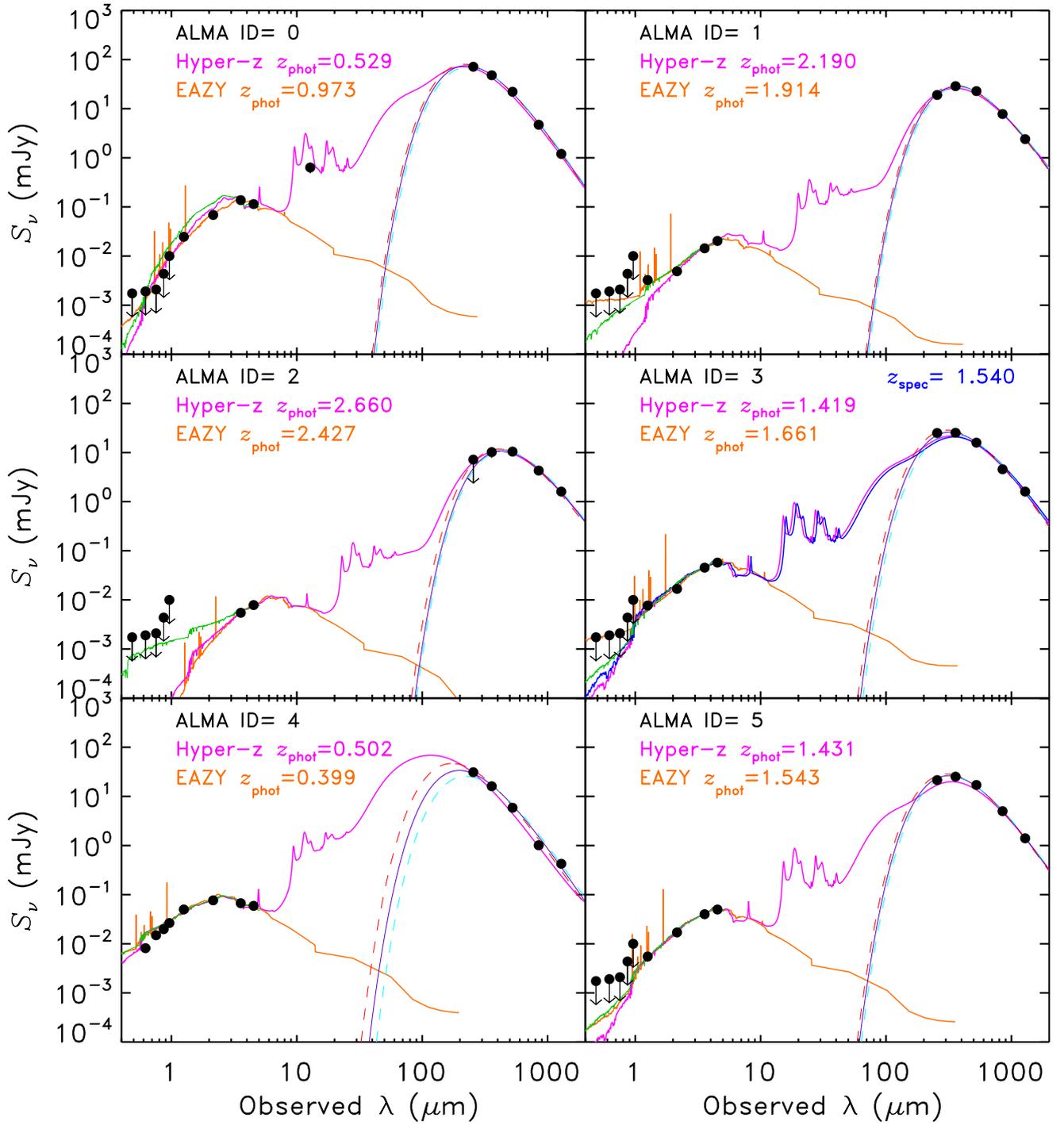


Fig. A.1.

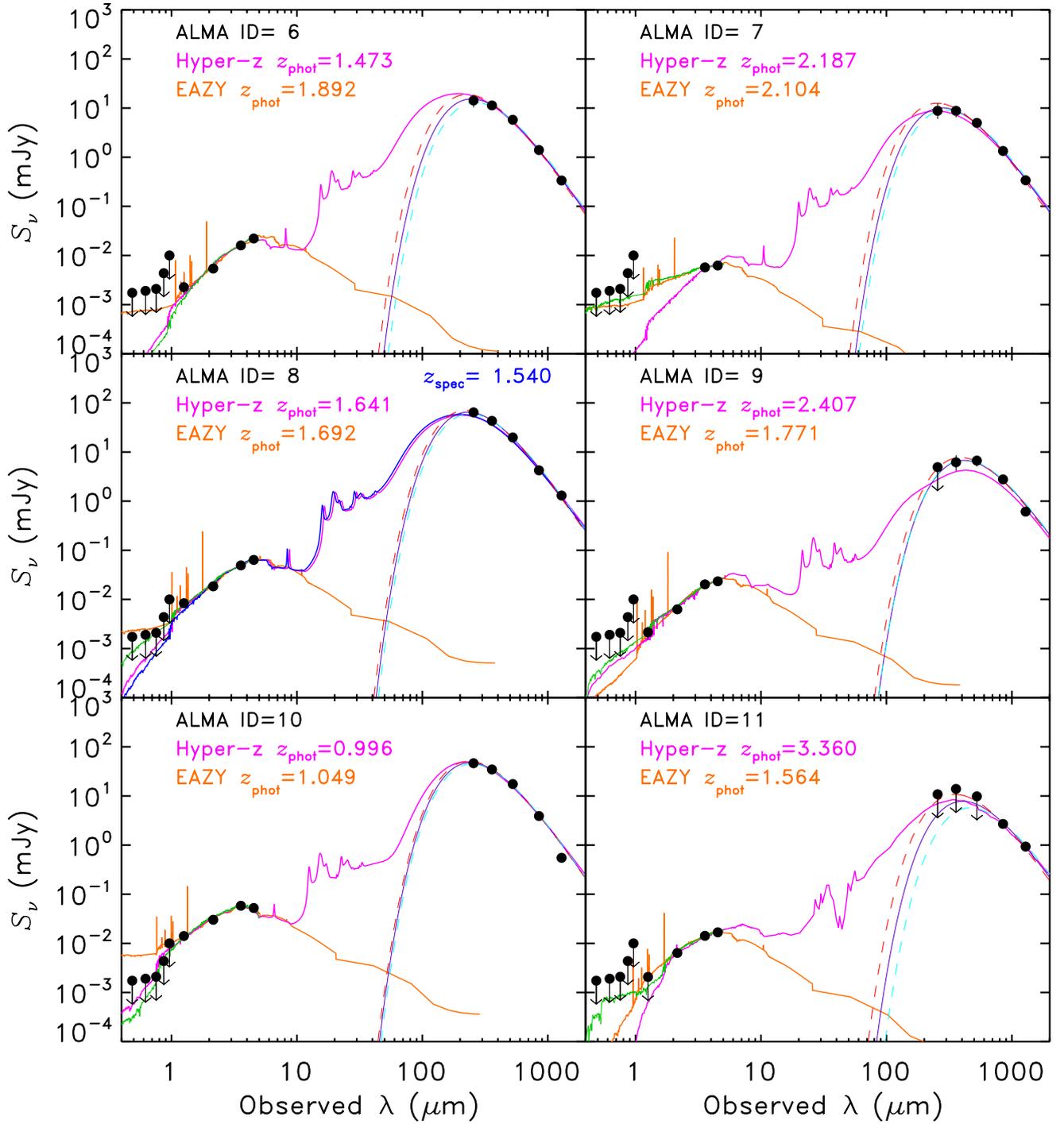


Fig. A.1. Continued.

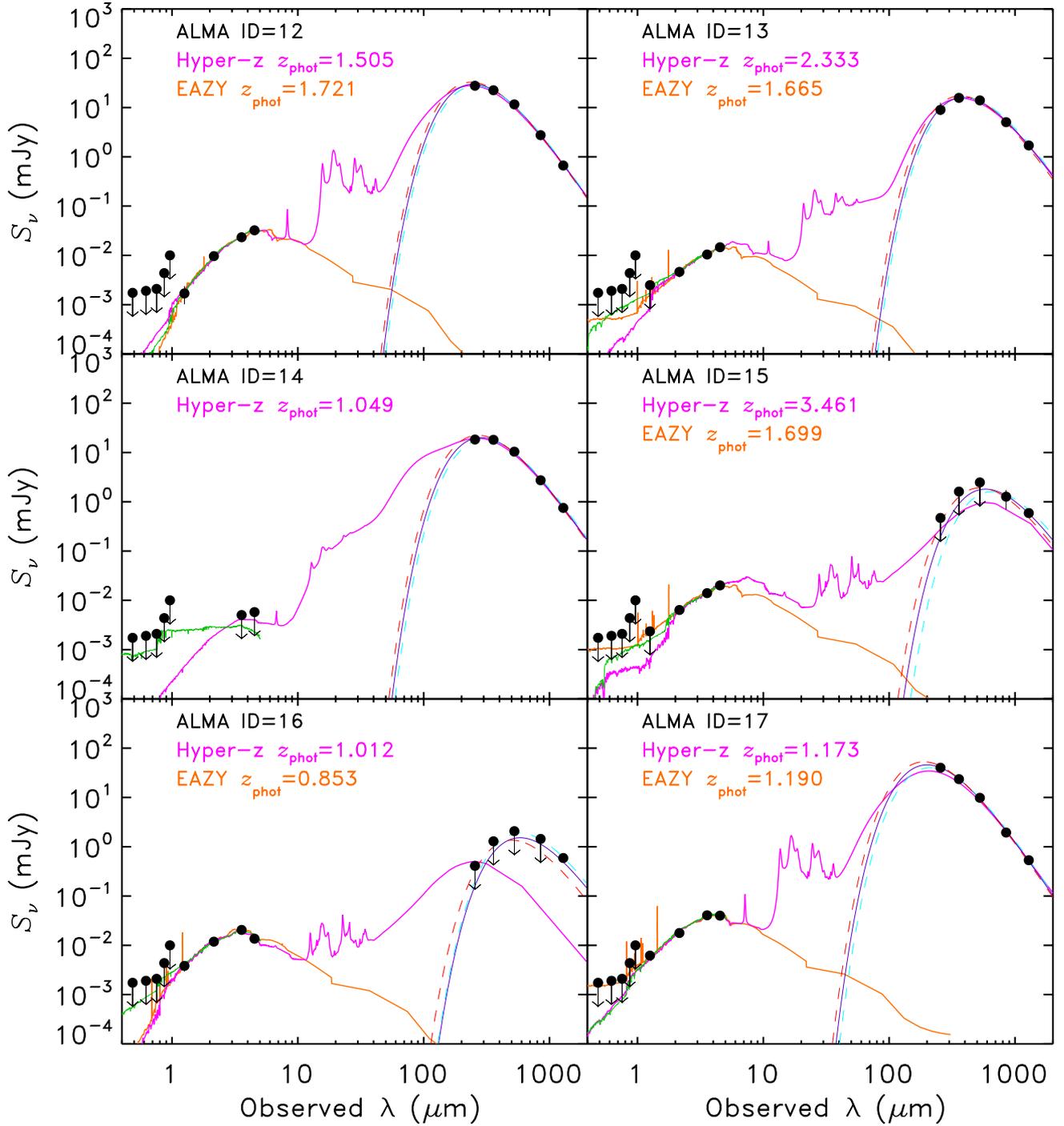


Fig. A.1. Continued.

Annexe B

Liste des acronymes

- 2dF** 2-degree field. [6](#)
- AB** absolu. [38](#)
- ADU** analog-to-digital unit. [38](#)
- AGN** active galactic nuclei. [8](#), [11](#), [23](#)
- AKDE** adaptive kernel density estimator. [24](#)
- Athena** advanced telescope for high-energy astrophysics. [13](#)
- BAO** baryon acoustic oscillations. [140](#)
- BCG** brightest centre galaxies. [11](#), [14](#)
- CARLA** clusters around radio-loud AGNs. [12](#), [155](#)
- CARS** CFHTLS-archive-research survey. [12](#)
- CCD** color – color diagrams. [107](#)
- Λ CDM** Lambda cold dark matter. [18](#)
- CFHT** Canada – France – Hawaii telescope. [32](#)
- CFHTLS** CFHT legacy survey. [48](#)
- CIB** cosmic infrared background. [18](#)
- CMB** cosmic microwave background. [13](#), [18](#)
- CMD** color – magnitude diagrams. [62](#), [107](#)
- COSMOS** cosmic evolution survey. [27](#)
- DES** dark energy survey. [142](#)
- DRG** distant red galaxies. [58](#), [60](#)
- DSFG** dusty star-forming galaxies. [122](#)
- ECB** Euclid consortium board. [141](#)
- ECCG** Euclid consortium coordination group. [141](#)
- ECL** Euclid consortium lead. [141](#)
- EMIR** eight mixed receiver. [120](#), [154](#)
- eROSITA** extended Roentgen survey with an imaging telescope array. [13](#)
- ESA** European space agency. [18](#)
- ETG** early-type galaxies. [12](#), [62](#), [64](#), [84](#)
- EXT** External data. [142](#)
- FIR** far infrared. [18](#)

- FWHM** full width at half maximum. [40](#)
- GC** galaxy clustering. [140](#)
- HeCS** hectospec cluster survey. [12](#)
- HERA2** heterodyne receiver array 2. [120](#)
- HerMES** *Herschel* multi-tiered extra-galactic survey. [22](#), [24](#), [58](#)
- HFI** high frequency instrument. [18](#)
- HIFI** heterodyne instrument for the far infrared. [21](#)
- HLS** *Herschel* lensing survey. [22](#), [24](#)
- HPASSS** *Herschel Planck* all-sky source legacy survey. [21](#), [30](#), [154](#)
- ICM** intracluster medium. [10](#), [11](#), [13](#)
- IRAC** infrared array camera. [25](#)
- IRAM** institut de radioastronomie millimétrique. [120](#), [154](#)
- IRAS** infrared astronomical satellite. [18](#)
- IRS** infrared spectrometer. [25](#)
- ISM** interstellar medium. [21](#), [120](#)
- JWST** James Webb space telescope. [106](#), [155](#)
- KIDS** kilo degree survey. [142](#)
- kNN** k^{th} nearest neighbour. [66](#), [68](#)
- LAB** Lyman α blobs. [14](#)
- LAE** Lyman α emitters. [14](#)
- LE3** Level 3 data. [142](#)
- LFI** low frequency instrument. [18](#)
- LIRG** luminous infrared galaxies. [11](#), [122](#)
- LTG** late-type galaxies. [12](#), [62](#), [64](#), [84](#), [155](#)
- MBB** modified blackbody. [122](#)
- MER** Merging. [142](#)
- MIPS** multiband imaging photometer for *Spitzer*. [25](#)
- MIR** mid-infrared. [58](#)
- NIKA-2** new IRAM KID arrays 2. [120](#)
- NIR** Near infrared imaging. [142](#)
- NIRISS** near infrared imager and slitless spectrograph. [106](#)
- NISP** near infrared spectro-photometer. [140](#)
- NOEMA** northern extended millimeter array. [120](#)
- OU** organization units. [142](#), [143](#)
- PACS** photodetector array camera and spectrometer. [21](#)
- PCCS** *Planck* catalogue of compact sources. [18](#), [21](#)
- PEP** PACS evolutionary probe. [58](#)
- PGCC** *Planck* catalogue of galactic cold clumps. [20](#)
- PHZ** *Planck* list of high- z source candidates. [18](#), [30](#), [142](#), [154](#)

PSF point spread function. [18](#), [39](#), [40](#), [143](#), [154](#)
PSZ2 2nd *Planck* catalogue of SZ sources. [14](#)

RCS red-sequence cluster survey. [12](#)
RSD redshift space distortions. [140](#)

SDC science data centers. [142](#)
SDSS Sloan digital sky survey. [6](#)
SED spectral energy distributions. [19](#), [146](#)
SExtractor Source extractor. [35](#)
SFG star-forming galaxies. [138](#)
SFR star formation rate. [23](#), [29](#)
SFRD star formation rate density. [8](#)
SGS science ground segment. [141](#), [142](#)
SHE Shear measurements. [142](#)
SIM Simulations. [142](#)
SIR Near infrared spectroscopy. [142](#)
SLED spectral line energy distribution. [122](#), [123](#)
SpARCS *Spitzer* adaptation of RCS. [12](#)
SPE Spectroscopic measurements. [142](#)
SPHerIC *Spitzer* – *Planck* – *Herschel* infrared clusters. [25](#), [26](#), [30](#), [154](#)
SPIRE spectral and photometric imaging receiver. [21](#)
SPT south pole telescope. [14](#), [155](#)
SpUDS *Spitzer* UKIDSS ultra deep survey. [27](#)
SSDF *Spitzer* SPT deep field. [13](#)
SSP single stellar population. [26](#), [59](#)
SWG science working groups. [141](#)
SXDS Subaru/XMM-*Newton* deep survey. [12](#)
SZ Sunyaev – Zeldovich. [13](#), [18](#)

UKIDSS UKIRT infrared deep sky survey. [12](#)
ULIRG ultra-luminous infrared galaxies. [122](#)

VIPERS VIMOS public extragalactic redshift survey. [6](#)
VIS Visible. [140](#), [142](#), [144](#), [154](#)

WIRCam wide-field infrared camera. [32](#)
WIRDS D1 WIRCam deep survey, deep 1. [48](#)
WL weak lensing. [140](#)

XMM-LSS XMM large-scale structure. [13](#)

Titre : Candidats (proto-)amas de galaxies à grand redshift vus par le CFHT

Mots clés : cosmologie, amas de galaxies, galaxies infrarouges, grand redshift

Résumé : Les galaxies locales ont des propriétés différentes selon leur environnement : couleur, morphologie, fraction de gaz, etc. Cette différenciation s'est opérée durant leur formation. Les observations indiquent que ce pic d'activité de formation stellaire a eu lieu vers $z=2$ et que les environnements denses étaient à cette époque des lieux de formation stellaire très intense, soit l'inverse d'aujourd'hui. C'est en observant les progéniteurs des amas massifs actuels que l'on pourra comprendre l'origine de ces différences. Mais les (proto-)amas à grand z sont difficilement observables. De bons candidats sont les galaxies sub-millimétriques, qui tracent directement la formation stellaire. Grâce aux observations des satellites *Planck*, *Herschel* et *Spitzer*, un échantillon de 82 candidats a été construit : SPHerIC (*Spitzer-Planck-Herschel* infrared clusters). Ses données indiquent des sources compatibles avec les progéniteurs des amas massifs locaux. 13 de ces champs ont été observés par le CFHT. J'ai tiré parti de ces nouvelles données afin de rendre SPHerIC plus robuste. Après avoir développé un pipeline photométrique pour créer les catalogues de sources JK_s , j'ai généré des cartes de densité surfacique de galaxies par tranches de couleur $J-K_s$. J'ai défini 8 couleurs $J-K_s$ à partir des modèles de Berta et al. (2013) pour contraindre le

redshift des galaxies. Je quantifie la coïncidence entre les positions des surdensités JK_s , des surdensités IRAC-rouges et des sources SPIRE-rouges. Les diagrammes couleur-magnitude ($J-K_s$) vs K_s couplés aux modèles de Kodama et al. (1998) semblent indiquer la présence d'une séquence rouge à $z\sim 2$ pour 12 des 13 champs. Les diagrammes couleur-couleur ($[3.6]-[4.5]$) vs ($J-K_s$) des sources IRAC-rouges sont eux compatibles avec les modèles de galaxies en phase de formation stellaire de Berta et al. (2013), un résultat compatible avec ceux de *Planck* et *Herschel*. Toutes les analyses de nos données photométriques convergent vers la conclusion que nos candidats sont de réelles structures à grand redshift et à formation stellaire intense. Après l'observation spectroscopique de sources SPHerIC au télescope de 30 m de l'IRAM, je confirme notamment l'existence de 2 structures à $z>2$. À partir des flux CO, je dérive la luminosité infrarouge et le SFR dont les valeurs semblent indiquer là encore des structures en phase de formation stellaire intense. J'ai aussi contribué au projet spatial Euclid en étudiant les variations de la PSF de la caméra VIS en fonction du type d'objet observé et de sa position sur le plan focal, et je montre que les variations sont faibles pour les étoiles et galaxies standards.

Titre : High-redshift galaxy (proto-)cluster candidates as seen by the CFHT

Keywords : cosmology, galaxy clusters, infrared galaxies, high redshift

Abstract : The properties of local galaxies (color, morphology, gas fraction, etc.) greatly depend on their environment. The differentiation occurred during their assembly. Current observations indicate that the peak of star formation occurred around $z=2$ and that dense environments used to be cradles of intense star formation, unlike today. This differentiation may be explained by observing the high- z progenitors of today's most massive systems. However, such sources are rare. Good candidates are sub-millimeter galaxies, because they directly trace star formation. A sample of 82 such candidates named SPHerIC (*Spitzer-Planck-Herschel* infrared clusters) was made from the data of these three satellites. From them, 13 have been observed by the CFHT. I extracted as much information as I could from those new data in order to make SPHerIC more robust. After making JK_s source catalogs with a self-made photometric pipeline, I made galaxy surface density maps in $J-K_s$ color slices. I defined 8 colors using Berta et al. (2013) galaxy templates to constrain the redshift of

galaxies. I show the coincidence between the position of JK_s and IRAC-red overdensities with the position of SPIRE red sources. JK_s color-magnitude diagrams ($J-K_s$ vs K_s) along with models from Kodama et al. (1998) may exhibit a $z\sim 2$ red sequence in 12 out of 13 fields. NIR color-color diagrams ($[3.6]-[4.5]$ vs $J-K_s$) of IRAC-red sources are compatible with star-forming models from Berta et al. (2013), also compatible with *Planck* and *Herschel* results. The analyses of our photometric data all converge toward the fact that our candidates are genuine high- z star-forming structures. From spectroscopic observations at the IRAM/30m telescope, I confirm for instance 2 structures at $z>2$. Infrared luminosities and SFRs derived from CO fluxes are consistent with high-SFR sources. In parallel, I have been involved in the Euclid Consortium. I studied the PSF variations of the VIS imager w.r.t. the spectral type of observed objects and their position on the focal plane. I show there is a limited impact on the PSF as long as the stars and galaxies are standard.

