



HAL
open science

Analyse moléculaire des coeurs massifs dans la région de formation d'étoiles W43-MM1

Jordan Molet

► **To cite this version:**

Jordan Molet. Analyse moléculaire des coeurs massifs dans la région de formation d'étoiles W43-MM1. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Université de Bordeaux, 2019. Français. NNT : 2019BORD0268 . tel-02489003

HAL Id: tel-02489003

<https://theses.hal.science/tel-02489003>

Submitted on 24 Feb 2020

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

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

THÈSE PRÉSENTÉE
POUR OBTENIR LE GRADE DE
DOCTEUR DE
L'UNIVERSITÉ DE BORDEAUX

SCIENCES PHYSIQUES ET DE L'INGÉNIEUR
ASTROPHYSIQUE, PLASMAS, NUCLÉAIRE

Par Jordan MOLET

**ANALYSE MOLÉCULAIRE DES CŒURS MASSIFS DANS LA
RÉGION DE FORMATION D'ÉTOILES W43-MM1**

Sous la direction de : Didier DESPOIS
Co-encadrante : Nathalie BROUILLET

Soutenue le 25 novembre 2019

Membres du jury :

Emmanuel CAUX	Directeur de Recherche	IRAP Toulouse	Rapporteur
Derek WARD-THOMPSON	Professeur	UCLan Preston	Rapporteur
Anaëlle MAURY	Ingénieur Chercheur CEA	CEA Gif/Yvette	Examinatrice
Valentine WAKELAM	Directeur de Recherche	LAB Bordeaux	Examinatrice
Nathalie BROUILLET	Astronome adjoint	LAB Bordeaux	Examinatrice
Didier DESPOIS	Chargé de Recherche	LAB Bordeaux	Directeur de thèse

Résumé

ANALYSE MOLÉCULAIRE DES CŒURS MASSIFS DANS LA RÉGION DE FORMATION D'ÉTOILES W43-MM1

Comprendre la formation des étoiles massives est l'un des enjeux majeurs actuels de l'astrophysique, car ces étoiles jouent un rôle important dans l'évolution du milieu interstellaire et plus particulièrement sur la chimie qui y règne. Bien qu'à ce jour aucun cœur préstellaire massif n'ait été observé, plusieurs candidats ont récemment été découverts grâce aux performances des nouveaux grands interféromètres en ondes radio. Le sujet d'étude de ma thèse est la région de formation d'étoiles W43-MM1, dans laquelle se trouvent de nombreux cœurs denses massifs à des stades d'évolution différents. En particulier, je me suis concentré sur la caractérisation du meilleur candidat préstellaire massif, ainsi que sur le contenu moléculaire des cœurs les plus riches de la région. Pour cela j'ai utilisé des données à hautes résolutions spatiale (0,5", ou 2400 au) et spectrale (0,2 à 1,6 km s⁻¹) provenant de l'interféromètre ALMA. En complément, je me suis servi d'un large relevé spectral obtenu avec le télescope de 30 mètres de diamètre de l'IRAM, avec des résolutions de 9" à 30" (0,2 à 0,8 pc) et 0,2 à 0,7 km s⁻¹. Ces observations m'ont permis d'identifier les molécules associées à l'émission étendue, et de compléter notre connaissance sur la richesse moléculaire contenue dans la région. De nombreuses molécules complexes ont ainsi été détectées. Les plus abondantes, en particulier le méthanol (CH₃OH), le formiate de méthyle (CH₃OCHO) et le diméthyléther (CH₃OCH₃), m'ont permis d'estimer les températures et de comparer les densités moléculaires des différents cœurs. Pour une meilleure caractérisation des émissions moléculaires les plus faibles, j'ai développé une méthode de soustraction de l'émission continuum des poussières. Grâce à cela, j'ai pu évaluer la température du candidat préstellaire massif et de confirmer qu'il s'agit d'un objet unique, qui mérite une attention particulière pour la compréhension des premières étapes de formation d'étoiles massives.

Mots-clés : *Formation d'étoiles, Molécules, Radioastronomie, Spectroscopie, Interférométrie.*

Unité de recherche

Laboratoire d'Astrophysique de Bordeaux

Université de Bordeaux & CNRS (UMR 5804)

Univ. Bordeaux – Bât. B18N, allée Geoffroy Saint-Hilaire, CS 50023, 33615 Pessac Cedex,
France

Abstract

MOLECULAR ANALYSIS OF MASSIVE CORES IN THE STAR-FORMING REGION W43-MM1

Nowadays, understanding the formation of massive stars is one of the main issues in astrophysics because of their important role in the evolution of the interstellar medium, and more particularly, for its chemistry. Although the existence of massive prestellar cores has not been confirmed so far, several candidates have been discovered recently thanks to the performance of new large radio interferometers. The subject of my thesis concerns the star-forming region W43-MM1, in which there are many massive dense cores at different evolutionary stages. In particular, I focused on the characterisation of the very last and best prestellar candidate, as well as the molecular content of the richest cores in the region. For this purpose, I used data with high spatial ($0.5''$, or 2400 au) and spectral (0.2 to 1.6 km s^{-1}) resolutions from the ALMA interferometer. In addition, I used a large spectral survey obtained with the IRAM 30-meter telescope, observed with resolutions ranging from $9''$ to $30''$ (0.2 to 0.8 pc) and from 0.2 to 0.7 km s^{-1} . With these data, I was able to identify molecules associated with the extended emission, and to reveal the molecular richness of the region. I have thus detected many complex molecules. With the most abundant ones, in particular methanol (CH_3OH), methyl formate (CH_3OCHO) and dimethyl ether (CH_3OCH_3), I have estimated the temperatures and compared the molecular densities of the different cores. For a better characterisation of the weakest molecular emissions, I developed a method to subtract the continuum emission of the dust grains. Thanks to that, I was able to evaluate the temperature of the massive prestellar core candidate and confirmed that it is a very unique object, which deserves particular attention in order to understand the first stages of the formation of massive stars.

Keywords : *Star formation, Molecules, Radioastronomy, Spectroscopy, Interferometry.*

Unité de recherche

Laboratoire d'Astrophysique de Bordeaux

Université de Bordeaux & CNRS (UMR 5804)

Univ. Bordeaux – Bât. B18N, allée Geoffroy Saint-Hilaire, CS 50023, 33615 Pessac Cedex,
France

Remerciements

Depuis mon plus jeune âge, je me suis montré curieux envers tout ce qui m’entoure. Observer, questionner, comprendre ; voici le rythme auquel ont toujours défilées mes pensées. Et les moments où j’étais le plus fasciné par ce que je découvrais, étaient ceux où j’avais les yeux levés vers le ciel. M’engager dans une thèse en astrophysique, c’était avant tout une manière de montrer à l’enfant que j’étais que l’Espace nous cache encore beaucoup de secrets prêts à être dévoilés, et que moi aussi, je peux y contribuer. C’est un périple qui ne se parcourt pas seul, et parce que de nombreux acteurs ont aidé à rendre agréable cette expérience, je tiens avant tout à les remercier.

Mes premiers et plus sincères remerciements vont à Didier Despois et Nathalie Brouillet, qui m’ont accordé leur confiance et la possibilité de travailler à leurs côtés. Les échanges avec Didier étaient source de motivation et d’inspiration. Grâce à ses suggestions, j’ai pu pousser ma réflexion et aborder de nouvelles idées. Nathalie, quant à elle, a sacrifié une part importante de son temps pour m’accompagner tout du long. Son soutien m’a été précieux. Je remercie aussi les membres du jury, Emmanuel Caux, Derek Ward-Thompson, Anäelle Maury et la présidente du jury, Valentine Wakelam, pour l’intérêt qu’ils ont porté à mes travaux. Tout comme mes directeurs de thèse, ils ont proposé des suggestions pour améliorer ce manuscrit et, par la même occasion, m’interroger sur certains points scientifiques abordés. Enfin, il est important de souligner que ces travaux n’auraient pas pu avoir lieu sans la rencontre de Frédérique Motte et de Thomas Nony, avec qui j’ai collaboré du début à la fin, ainsi que les nombreux échanges avec Antoine Gusdorf et Fabien Louvet. Travailler avec ces personnes fut un réel plaisir et j’espère que nous aurons l’occasion de nous revoir dans la continuité de nos recherches ou, pourquoi pas, partager de nouveaux projets.

Faire de la Science, c’est aussi savoir partager ses connaissances auprès des plus curieux, et grâce à la confiance de différentes personnes, j’ai eu l’occasion de vulgariser mon travail. Que ce soit l’équipe de Pint of Science, le club Jalle Astronomie ou la Société Astronomique de Bordeaux, je les remercie de m’avoir invité. J’ai également eu l’opportunité de créer un jeu vidéo lors de la Scientific Game Jam organisée par l’Université de Bordeaux et l’association Flat226. A cette occasion est né Space Dust, un jeu où le chercheur ne se contente pas d’observer mais part explorer les planètes en quête de réponses sur les origines de la vie. Au cours de ces trois années, j’ai aussi participé à différentes écoles pour jeunes chercheurs : l’école d’Interférométrie de l’IRAM, les Rencontres Exobiologiques pour Doctorants, la conférence Exobiologie Jeunes Chercheurs et le Young European Radio Astronomers Conference. A ces occasions, j’ai pu rencontrer beaucoup des personnes avec qui j’ai sympathisé, dont certaines seront probablement de futurs collègues et, d’autres, déjà des amis.

Enfin, quoi de plus agréable pour travailler que d’avoir de bonnes relations avec ses collègues. L’ensemble des membres du LAB a su m’accueillir avec sympathie et s’est montré à l’écoute et disponible à toute occasion. Merci à chacun d’entre vous. Il était aussi très plaisant de se retrouver autour d’un ballon au cours de nos parties de foot en salle, ou d’une bière en jouant au billard lors des afterworks. Je félicite le courage de Pauline, pour s’être lancée dans la relecture de mon manuscrit qui, pour elle, était totalement incompréhensible. Ainsi elle a pu « estimer » la quantité d’erreurs que j’ai effectuées. Elle s’est prise à coeur pour cette histoire et a d’ailleurs attribué un petit surnom à notre candidat préstellaire : Avy, en référence à sa forme d’avocat. Mes amis de longue date et le Family Pub ont su me donner le sourire chaque jour, grâce aux nombreux bons moments que l’on a partagés. Et surtout merci à ma famille, qui m’a soutenu depuis le départ et sur qui je pourrais toujours compter.

*Das ewig Unbegreifliche an der
Welt ist ihre Begreiflichkeit.*

*L'éternel mystère du monde
est son intelligibilité.*

A. Einstein
Physik und Realität (1936)

雲折々人をやすむる月見哉

*Les nuages épars
nous reposent
d'admirer la lune*

M. Bashō
春の日 (1686)

Table des matières

Résumé	i
Abstract	iii
Remerciements	v
Liste des figures	xv
Liste des tables	xvii
1 Le milieu interstellaire et son évolution	1
1.1 Le milieu interstellaire	1
1.1.1 Composition	1
La phase gazeuse	2
La phase solide : les grains de poussière	2
1.1.2 Contraintes physiques	4
Champ magnétique	4
Rayonnement cosmique	5
Champ de rayonnement	5
Chocs	6
1.2 La chimie dans les régions de formation d'étoiles	6
1.2.1 Molécules détectées dans le MIS	6
1.2.2 Chimie en phase solide vs gazeuse	7
Phase gazeuse	7
Phase solide	9
1.2.3 Evolution du contenu moléculaire	10
1.3 Etapes de formation stellaire	11
1.3.1 La fragmentation des nuages moléculaires	11
1.3.2 Formation des coeurs protostellaires de faible masse	12
1.3.3 Formation des coeurs protostellaires massifs	13
Formation quasi-statique	13
Formation dynamique	13
1.3.4 Les coeurs chauds entourant les proto-étoiles	14
1.3.5 Les flots bipolaires	14
1.3.6 Au-delà de la phase protostellaire	15
1.3.7 Traceurs dans les régions de formation stellaire	15
1.3.8 Candidats préstellaires massifs	16
1.4 Présentation de W43-MM1	18
1.4.1 Vue d'ensemble de W43	18
1.4.2 MM1, un coeur très actif	19
1.4.3 Intérêt pour la compréhension des étoiles massives	19
La fonction de masse initiale	19
A la recherche d'un coeur préstellaire massif	20
1.4.4 Intérêt pour l'étude de la complexité moléculaire	21

2	Observations du milieu interstellaire	23
2.1	Spectroscopie	23
2.1.1	Transitions entre niveaux d'énergie	23
	Transitions électroniques	23
	Transitions vibrationnelles	24
	Transitions rotationnelles	24
2.1.2	Paramètres spectroscopiques	25
	Présentation des différents paramètres	25
	Estimer la valeur de la fonction de partition	27
	Critère ETL et opacité	27
2.1.3	Bases de données	28
2.1.4	Zoologie moléculaire	28
	Ions	29
	Isotopologues	29
	Espèces deutérées	29
	Isomères	30
2.2	Radiotélescopes	31
2.2.1	Domaine d'observation	31
2.2.2	Théorie des antennes	32
2.2.3	Détection hétérodyne	33
2.2.4	Résolution angulaire d'une antenne unique	34
2.2.5	Interférométrie	34
	Principe d'observation	35
	Résolution	35
2.3	Données observationnelles	36
2.3.1	30m de l'IRAM – 1,3, 2 et 3 mm	36
	Présentation du télescope	36
	Acquisition des données	37
	Présentation des données	38
2.3.2	ALMA – 1,3 mm	39
	Présentation	39
	Données Cycle 2 et Cycle 3 – 1,3mm	41
2.3.3	ALMA – 3 mm	41
	Projet ALMA-IMF	41
	Calibration de données ALMA	43
	Présentation du jeu de données	45
3	Préparation des données interférométriques	51
3.1	Nettoyage de données avec CASA	51
3.1.1	Procédure de nettoyage (« CLEAN »)	51
	Inversion	51
	Déconvolution	52
3.1.2	Les cubes de données	53
3.1.3	Les paramètres de nettoyage	54
	Choix de la taille de la région à nettoyer (paramètre <code>imsize</code>)	55
	Compromis vitesse - fiabilité du nettoyage (paramètre <code>cyclefactor</code>)	55
	Influence du gain de boucle (paramètre <code>gain</code>)	58
	Compromis résolution spatiale - sensibilité (paramètre <code>weighting, option robust</code>)	58
	Déconvolution à plusieurs échelles spatiales (paramètre <code>multiscale</code>)	58
	Pondération relative des différentes échelles spatiales (paramètre <code>smallscalebias</code>)	59
	Nombre maximal d'itérations (paramètre <code>niter</code>)	59
	Utilisation d'un seuil sur le flux résiduel pour arrêter les itérations (paramètre <code>threshold</code>)	59

3.1.4	Cubes finaux obtenus avec l'optimisation de la procédure de nettoyage . . .	60
	Comparaison des cartes	60
	Comparaison des résidus	60
3.2	Soustraction de l'émission continuum	61
3.2.1	Evolution de l'émission des poussières avec la fréquence	62
3.2.2	Les problèmes de la confusion et du pseudo-continuum	62
3.2.3	Méthodes de soustraction usuelles	64
	Soustraction dans le plan (u,v)	65
	Soustraction dans le plan image	65
	Problèmes rencontrés	66
3.2.4	Approche statistique	67
	Estimation du continuum avec la densité de flux	67
	Ajustement par une gaussienne modifiée exponentiellement	68
	Méthode de soustraction	69
	Création de données synthétiques	72
	Vérification de la qualité	74
	Erreur sur les cartes continuum obtenues pour W43-MM1.	76
4	Analyse moléculaire des coeurs massifs dans W43-MM1.	83
4.1	Statut des coeurs denses dans W43-MM1	83
4.1.1	Identification des coeurs massifs	83
4.1.2	Etude des flots	83
4.1.3	Contamination moléculaire dans l'estimation du continuum	88
	Principe de la méthode	88
	Résultats et comparaison	89
4.2	Analyse moléculaire d'un candidat préstellaire massif	91
4.2.1	Identification des raies	91
	Première identification des espèces	94
	Superposition des raies	95
4.2.2	Distribution des molécules	96
	Molécules détectées seulement dans le coeur massif protostellaire #3	96
	Molécules détectées dans le coeur massif #6	96
	Taille des distributions spatiales des molécules	100
4.2.3	Détermination de la température et de la densité de colonne	101
	Application de la méthode LVG	101
	Diagrammes de rotation	103
	Estimation ETL à un point : relation température/densité	105
	Evolution des abondances avec un profil de type Plummer	107
4.2.4	Conclusion sur l'identité du coeur #6	110
	Absence d'espèces deutérées	110
	Estimation de la température à partir des raies sélectionnées	110
	Scénarios envisagés	111
4.3	Etude comparative de coeurs dans W43-MM1	113
4.3.1	Contenu moléculaire des coeurs chauds	113
4.3.2	Discussion sur l'identité protostellaire des coeurs	114
5	Etude du contenu moléculaire à large échelle	119
5.1	Comparaison à large échelle des données interférométriques et d'antenne unique	119
5.1.1	Préparation des données ALMA et 30m pour une étude comparative	119
	Modélisation du faisceau du 30m	120
	Conversion en densité de flux	120
5.1.2	Identification des molécules associées à l'émission étendue	123
5.1.3	Identification de molécules associées aux coeurs denses	129
5.1.4	Mise en évidence d'espèces et composantes supplémentaires	129
	L'isotopologue du monoxyde de carbone : C ¹⁸ O	130

	L'ion formylium deutéré : DCO^+	130
	Le cyclopropénylidène : $c\text{-C}_3\text{H}_2$	131
5.2	Analyse globale des spectres	131
5.2.1	Contenu moléculaire de W43-MM1	131
5.2.2	Recherche de molécules complexes	134
Conclusions et Perspectives		139
A Articles publiés		143
A.1	Détection d'un candidat préstellaire massif dans W43-MM1	144
A.2	Analyse moléculaire d'un candidat préstellaire massif dans W43-MM1	150
B Identification préliminaire des raies observées avec le 30m de l'IRAM		167
B.1	Raies à 3 mm (82–117 GHz)	168
B.2	Raies à 2 mm (128–176 GHz)	175
B.3	Raies à 1,3 mm (201–271 GHz)	188
B.4	Liste des espèces détectées	202
C Propositions d'observations		205
C.1	Molécules complexes dans de jeunes coeurs chauds : W43-MM1 et DR21-OH	206
C.2	ALMA-IMF : ALMA transforme notre regard sur l'origine des masses stellaires	214
C.3	A la recherche de coeurs préstellaires massifs dans une pouponnière exceptionnelle	221
C.4	Première détection d'un coeur préstellaire massif	228
Glossaire		235
Liste des Symboles et Unités		237
Bibliographie		239

Table des figures

1.1	Le milieu interstellaire sous ses différentes formes.	3
1.2	Grains de poussière pré-solaires observés au microscope électronique à balayage.	4
1.3	Emission polarisée des grains de poussière dans la Voie Lactée vue par le satellite Planck ©ESA.	5
1.4	Contribution des différents champs de rayonnement.	6
1.5	Mécanismes pris en compte par le modèle à 3 phases du code NAUTILUS [Ruaud et al., 2016].	9
1.6	Evolution des abondances de plusieurs molécules pour différentes conditions physiques, au cours des étapes de formation d'étoiles massives (adaptation de Gerner et al. [2014]).	12
1.7	Filaments dans le nuage moléculaire du Taureau (adaptation de Hacar et al. [2013], Palmeirim et al. [2013]).	13
1.8	Schéma des voies de formation d'étoiles.	14
1.9	Coeurs préstellaires massifs potentiels.	17
1.10	Région principale de W43 (« W43-Main »).	18
1.11	Carte continuum de W43-MM1 obtenue avec l'interféromètre <i>Atacama Large Millimeter/submillimeter Array</i> (ALMA) [Motte et al., 2018b].	20
1.12	Comparaison de l' <i>Initial Mass Function</i> (IMF) et de la <i>Core Mass Function</i> (CMF).	20
1.13	Flots dans le filament de W43-MM1 autour des coeurs #3, 6, 9 et 18.	21
1.14	Comparaison de spectres 30m-IRAM provenant de W43-MM1 et Sgr B2(N).	22
2.1	Exemple de désexcitation entre deux configurations du cortège électronique de H ₂ O.	24
2.2	Modes vibrationnels du groupe -CH ₂	25
2.3	Niveaux d'énergie et positions des raies pour un rotateur rigide.	26
2.4	Variation de la fonction de partition avec la température pour différentes molécules.	27
2.5	Comparaison de la distribution des émissions de NH ₃ et NH ₂ D dans L1544.	30
2.6	<i>En haut</i> . Opacité de l'atmosphère (Source : NASA) et modes de transition. <i>En bas</i> . Résultat du modèle de transmission pour ALMA de 30 à 300 GHz avec un PWV de 3mm ¹	32
2.7	Principe de détection d'un radiotélescope.	32
2.8	Exemple du principe hétérodyne pour des récepteurs 2SB.	34
2.9	Principes d'interférométrie	35
2.10	Radiotélescopes utilisés pour cette étude.	36
2.11	Configuration spectrale des observations 30m de W43-MM1.	37
2.12	Spectres 30m de W43-MM1 obtenus après calibration.	39
2.13	Simulation montrant l'effet de la couverture (<i>u, v</i>) sur les observations avec ALMA.	40
2.14	Configuration de la mosaïque pour les observations de W43-MM1.	42
2.15	Spectres ALMA de W43-MM1 obtenus après calibration – 1,3 mm.	43
2.16	Conditions d'observations pour W43-MM1 TM1.	46
2.17	Vérification et amélioration de la calibration.	47
2.18	Configuration de la mosaïque pour les observations ALMA-IMF à 3mm de W43-MM1.	48
2.19	Spectres ALMA de W43-MM1 obtenus après calibration – 3mm	49

3.1	Illustration du produit de convolution de la fonction d'étalement de l'instrument (PSF) sur des sources ponctuelles.	52
3.2	Algorithme du processus itératif de la déconvolution de CASA.	53
3.3	Coordonnées équatoriales et représentation d'un cube de données.	54
3.4	Evolution des résidus avec différents paramètres.	56
3.5	Evolution des résidus avec différents paramètres. (suite)	57
3.6	Comparaison des cartes sans et avec l'optimisation du nettoyage.	61
3.7	Evolution de l'émission continuum avec la fréquence.	63
3.8	Mise en évidence de la confusion et du pseudo-continuum, à partir de spectres simulés.	64
3.9	Outils d'estimation de canaux continuum, exemple de la bande 217150 de W43-MM1.	65
3.10	Evolution de la brillance du continuum avec la fréquence dans OrionKL.	66
3.11	Exemple de profils de densités dans IRAS16293.	68
3.12	Variations de la GME pour différentes valeurs de λ	69
3.13	Redéfinition des <i>bins</i> de la distribution par coupure.	70
3.14	Renversement de la distribution pour le cas en absorption.	70
3.15	Problème de la fonction GME.	71
3.16	Correction des pixels.	72
3.17	Comparaison d'un spectre synthétique avec un spectre réel.	73
3.18	Estimation du continuum de Orion-KL avec deux méthodes.	75
3.19	Estimation du continuum de W43-MM1 avec deux méthodes (projet ALMA-IMF).	75
3.20	Estimation du continuum pour des données synthétiques de W43-MM1, comparaison avec STATCONT.	77
3.21	Estimation du continuum pour des données synthétiques fournies avec STATCONT, comparaison avec STATCONT.	78
3.22	Estimation de l'erreur sur la détermination du continuum.	79
3.23	Carte continuum de W43-MM1 et erreur estimée.	81
4.1	Coeurs denses détectés dans W43-MM1.	84
4.2	Flots dans la région centrale de W43-MM1.	88
4.3	Décomposition de spectres provenant des coeur #1 et 3 en contributions continuum et moléculaire.	90
4.4	Contribution des raies sur le flux total en fonction de la valeur du continuum pour chaque coeur.	92
4.5	Part des canaux contaminés en fonction de la valeur du continuum pour chaque coeur.	93
4.6	Carte continuum obtenue à partir de la bande cont-cy2 montrant l'extrémité ouest du filament principal.	94
4.7	Comparaison des spectres de la bande cont-cy2 pour les coeurs #3 et 6.	94
4.8	Identification des raies avec CASSIS.	95
4.9	Superposition des raies - Coeur #3.	97
4.10	Superposition des raies - Coeur #6.	98
4.11	Cartes intégrées en vitesse des molécules détectées dans le coeur #3 mais pas dans le #6.	99
4.12	Evolution de l'émission moléculaire avec la vitesse pour ^{13}CS et C^{18}O	102
4.13	Résultat des grilles RADEX pour la raie de OCS.	103
4.14	Diagrammes de rotation - Coeur #3.	106
4.15	Diagrammes de rotation - Coeur #6.	106
4.16	Comparaison des abondances et des températures obtenues dans les coeurs #3 et 6 avec celles d'autres sources de la littérature [extrait de Molet et al., 2019].	107
4.17	Comparaison entre plusieurs profils de densité et les rapports d'abondances correspondants.	109
4.18	Molécules deutérées dans CygX-N53 comparées à W43-MM1.	112
4.19	Températures de poussière moyennes des coeurs \bar{T}_{dust}	115

4.20	Comparaison des spectres normalisés des coeurs sélectionnés.	116
4.20	Comparaison des spectres normalisés des coeurs sélectionnés (suite).	117
5.1	Comparatif du spectre original d'émission totale de la région avec le spectre pondéré par le lobe du 30m.	121
5.2	Estimation de l'efficacité de détection du 30m par rapport à la distribution des coeurs dans W43-MM1.	122
5.3	Superposition des spectres ALMA et 30m.	125
5.3	Superposition des spectres ALMA et 30m (suite).	126
5.3	Superposition des spectres ALMA et 30m (suite).	127
5.3	Superposition des spectres ALMA et 30m (suite).	128
5.4	Comparatif du spectre ALMA d'émission totale de la région avec celui de l'émission des coeurs majeurs.	129
5.5	Mise en évidence d'émission $C^{18}O$ hors de la vitesse systémique.	130
5.6	Tentative de représentation de la distribution du DCO^+	131
5.7	Etude de la raie attribuée au $c-C_3H_2$	132
5.8	Diagrammes de rotation obtenus avec les données 30m.	134
5.9	Exemples de la méthode de superposition des transitions normalisées à 1 : le formiate de méthyle et 2 conformères de l'éthylène glycol aGg' et gGg'.	136
5.10	Superposition des raies d'une fausse molécule créée à partir du fichier spectroscopique de l'acide formique en modifiant les fréquences aléatoirement.	136
5.11	Superposition des transitions normalisées par rapport à l'intensité attendue en supposant l'ETL : le formiate de méthyle et 2 conformères de l'éthylène glycol aGg' et gGg'.	137

Liste des tableaux

1.1	Composants du milieu interstellaire de la Galaxie.	3
1.2	Liste chronologique des 213 molécules détectées dans le milieu interstellaire et circumstellaire ²	8
1.3	Principales réactions en phase gazeuse [van Dishoeck, 2014].	9
1.4	Liste des candidats préstellaires massifs.	16
2.1	Caractéristiques des transitions moléculaires.	23
2.2	Rapports isotopiques des éléments plus lourds [extrait de Wilson, 1999].	29
2.3	Distinction usuelle des isomères dans les bases de données spectroscopiques.	31
2.4	Liste des sources observées avec le 30m.	38
2.5	Caractéristiques des spectres obtenus avec le 30m.	39
2.6	Caractéristiques des spectres obtenus avec ALMA à 1,3 mm.	42
2.7	Sources observées pour le projet ALMA-IMF.	44
2.8	Caractéristiques des spectres obtenus avec ALMA à 3mm.	49
3.1	Différents paramètres de clean.	60
3.2	Estimation de la valeur continuum pour différents types de spectres avec plusieurs méthodes.	68
4.1	Caractéristiques des coeurs détectés à 1,3 mm avec ALMA dans W43-MM1.	85
4.1	Caractéristiques des coeurs détectés à 1,3 mm avec ALMA dans W43-MM1 (suite).	86
4.1	Caractéristiques des coeurs détectés à 1,3 mm avec ALMA dans W43-MM1 (suite).	87
4.2	Témoins d'activité protostellaire dans les coeurs les plus massifs de W43-MM1.	91
4.3	Molécules détectées dans les spectres des coeurs #3 et #6.	96
4.4	Diamètres d'antennes uniques équivalentes pour les observations ALMA.	104
4.5	Paramètres des profils de densité et rapports d'abondances.	109
4.6	Facteurs correctifs appliqués aux spectres des coeurs riches en raies.	113
5.1	Caractéristiques d'une sélection d'espèces détectées à 1,3, 2 et 3 mm.	133
B.1	Raies à 3 mm.	174
B.2	Raies à 2 mm.	187
B.3	Raies à 1 mm.	201
B.4	Liste des espèces détectées dans W43-MM1 avec le 30m.	203

Chapitre 1

Le milieu interstellaire et son évolution

La voûte céleste fut pendant longtemps considérée comme immuable, composée d'astres éternels fixés à un nombre défini de sphères concentriques en révolution autour de la Terre, comme en témoigne le modèle géocentrique défendu par Aristote au cours de l'Antiquité. Mais au fil des années, notamment suite aux avancées qui ont eu lieu lors de la Renaissance, l'Homme a pu se rendre compte que tout ce qui se trouve dans le ciel suit un mouvement qui lui est propre et est en constante évolution, qu'il s'agisse des plus petits objets astrophysiques tels que les comètes, jusqu'aux structures gigantesques que sont les galaxies. L'Univers n'est donc pas statique, et tous les participants à ce ballet cosmique connaissent un début, sont susceptibles d'interagir entre eux et puis finissent par disparaître. A ce titre, les étoiles ne sont pas éternelles, elles meurent quelques millions ou milliards d'années après leur naissance, une fois leur énergie épuisée. Leur formation nécessite un réservoir de matière ; tandis qu'à leur fin de vie, les étoiles en libèrent. Cette matière diffuse, maillon essentiel dans le cycle des étoiles, va constituer ce qu'on appelle le **Milieu Interstellaire (MIS)**, sujet principal de ce chapitre. Je commencerai par caractériser le **MIS** dans une première partie, avant de m'intéresser aux molécules qu'il est possible d'y trouver, puis d'aborder les processus de formation stellaire dans une troisième partie. La fin de ce chapitre présentera quant à lui la région W43-MM1, sur laquelle porte l'étude de cette thèse.

1.1 Le milieu interstellaire

Le **MIS** définit la matière qui se trouve entre les étoiles. Au sein de la Voie Lactée, cela équivaut à environ 5% de la masse stellaire [Lequeux, 2005]. Il est présenté sous forme de nuages, qui comme leurs analogues terrestres, peuvent être diffus ou concentrés en des structures plus denses. Ces variations sont notamment dictées par la force de gravitation, qui va permettre au nuage de ne pas se disperser. D'autres contraintes physiques, telles que la présence d'un champ magnétique, les rayons cosmiques et l'effet des chocs, ont également leur importance sur l'évolution du milieu interstellaire, tant sur sa densité que sur sa température. Une chimie importante se produit dans le **MIS**, et les variations des conditions de l'environnement conduisent à une évolution du contenu moléculaire.

1.1.1 Composition

Le **MIS** se compose principalement de gaz (à 99% en masse), mais on y trouve également des poussières (1%). La gaz est surtout représenté par l'hydrogène H (70% en masse) et l'hélium He (28%), les 2% restant correspondant aux éléments lourds appelés « métaux » en astronomie, dont notamment le carbone C, l'azote N, l'oxygène O, le magnésium Mg, le silicium Si, le soufre S et le fer Fe. Suite au Big Bang, la nucléosynthèse primordiale n'a permis de créer principalement que de l'hydrogène et de l'hélium, ainsi que de faibles quantités de lithium Li, béryllium Be et bore B. C'est à partir de l'apparition des premières étoiles, grâce à la nucléosynthèse stellaire, que des éléments plus lourds se sont formés, par fusion nucléaire ou des processus de capture de neutrons et/ou protons. La nucléosynthèse stellaire dépend des températures atteintes au coeur des étoiles, ou au cours de phénomènes violents tels que les supernovae et la fusion d'étoiles à

neutrons. Les métaux cités sont majoritairement créés dans les étoiles massives ($M > 8M_{\odot}$). L'ensemble de ces atomes sont libérés à la mort de l'étoile et vont enrichir le MIS. Ils peuvent alors former, entre autres, via des réactions qui seront abordées dans la sous-section 1.2.2 : des molécules simples telles que le dihydrogène H_2 ; des chaînes carbonées (e.g. CH_3CHCH_2O), des composés azotés ou sulfurés (e.g. CH_3CN , CH_3SH) ou de manière plus atypique les fullerènes comme C_{60} .

La phase gazeuse

Le modèle à trois phases, décrit par McKee and Ostriker [1977], caractérise le MIS à partir des différentes formes de son constituant principal, l'hydrogène. Ainsi on distingue les régions H_I (hydrogène atomique), H_{II} (hydrogène ionisé) et H_2 (hydrogène moléculaire). Dans l'absolu, ces trois phases coexistent. Cependant, en fonction des conditions dans lesquelles un nuage interstellaire évolue, il sera dominé par l'une de ces phases en particulier :

- **le gaz atomique, dit "neutre"**, est associé aux nuages diffus, constitués de gaz plutôt froid (< 100 K) et de faible densité (~ 50 atomes. cm^{-3}), et aux régions chaudes qui les entourent, pour lesquelles $T \sim 8000$ K et $n < 1$ atome. cm^{-3} . Ce gaz atomique neutre est globalement optiquement mince, à l'exception de certaines régions proches du plan galactique¹. Il est tracé par la transition hyperfine à 21 cm de l'hydrogène atomique, qui permet, par exemple, d'observer facilement les bras spiraux des galaxies (voir Figure 1.1a).
- **le gaz ionisé** marque l'influence de fortes températures ($T \gtrsim 25000$ K) associées à la présence de jeunes étoiles massives qui ont un fort rayonnement ultraviolet (UV). Les régions H_{II} correspondent à un milieu moyennement dense ($\lesssim 1$ cm^{-3}) et relativement chaud (~ 8000 K), qui peut être observé dans le visible par fluorescence. La séparation entre la région ionisée et la région neutre est assez claire, ce qui donne à ces régions une forme de bulle. C'est notamment le cas de la nébuleuse d'Orion, au sein de laquelle se trouvent les étoiles du Trapèze (Figure 1.1b). Un gaz ionisé, appelé gaz coronal, est également présent dans les régions internuages extrêmement chaudes et diffuses, qui correspondent principalement au halo de la galaxie.
- **le gaz moléculaire** apparaît dans les régions les plus froides (10 – 100 K) et plus denses ($\gtrsim 10^3$ cm^{-3}) du MIS. Il se présente sous forme de nuages moléculaires géants (~ 100 pc), qui sont généralement gravitationnellement liés et associés à des régions H_{II} . Ces nuages, véritables nurseries d'étoiles, réunissent les conditions favorables à la formation de nombreuses molécules, détectables pour la plupart dans le domaine radio. Si la densité d'un nuage moléculaire est trop importante ($10^6 - 10^7$ cm^{-3}), il devient optiquement épais au rayonnement provenant des étoiles en arrière plan et obtient à juste titre, la qualification de nébuleuse obscure. C'est par exemple le cas de Barnard 68, qui, observée avec le Very Large Telescope (VLT), semble être un véritable trou dans le ciel dans le domaine visible (Figure 1.1c), tandis que des milliers d'étoiles sont révélées par des observations à plus grande longueur d'onde. Ceci met en évidence la présence de grains de poussière, qui absorbent la lumière visible car leurs tailles sont comparables à ces longueurs d'onde.

La phase solide : les grains de poussière

Les grains de poussière sont formés à partir d'un coeur composé de silicates amorphes, de composés carbonés et de fer, produits dans des conditions extrêmes telles que l'environnement des étoiles AGB. C'est dans un environnement propice, de type nuage moléculaire, que les grains vont ensuite avoir tendance à grossir jusqu'à atteindre des tailles typiques de l'ordre de 0.01-0.5 μm . Cette croissance s'effectue : soit par coagulation de petits grains, qui ont plus de chances de se rencontrer dans ce milieu à forte densité ; soit par l'expansion d'un manteau de glace favorisée par les températures extrêmement basses (~ 10 K) de l'environnement, le manteau étant constitué principalement de H_2O , CO_2 , CO et CH_3OH [voir par exemple Kalvans, 2013].

1. voir <https://www.cv.nrao.edu/course/ast534/HILine.html>

2. The H_I Nearby Galaxy Survey [de Blok et al., 2005]



(a) L'émission H_I à 21 cm détectée par le VLA (en bleu) trace le gaz neutre dans les bras spiraux de la galaxie M81 (équipe THINGS²).



(b) Les étoiles massives au coeur de la Nébuleuse d'Orion ionisent l'hydrogène (Hubble Space Telescope ©NASA, ESA, M. Roberto).



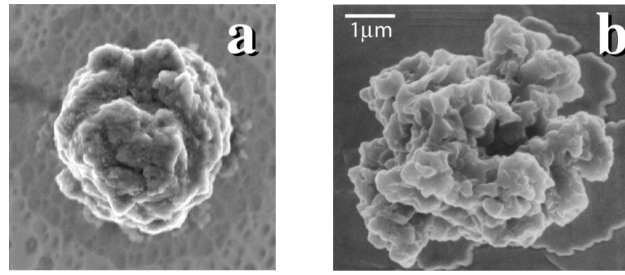
(c) Le nuage moléculaire Barnard 68 est tellement dense qu'il ne laisse pas passer la lumière dans le visible (VLT ©ESO).

FIGURE 1.1 – Le milieu interstellaire sous ses différentes formes.

Phase		Température ^a [K]	Densité ^a [cm ⁻³]	Volume occupé ^b
Moléculaire (H ₂)		≤ 100	200 – ≥ 10 ⁵	0,05 %
Atomique (H _I)	Froid	~ 100	10 – 100	1%
	Chaud	8000	0,1 – 0,5	30%
Ionisé (H _{II})	Chaud	8000	0,1 – 0,5	25%
	Très chaud	10 ⁶	5 × 10 ⁻³	50%

Notes : Les valeurs sont extraites de la Table 1 de [Haverkorn and Spangler \[2013\]](#). ^aValeurs typiques. ^bValeurs très incertaines et controversées.

TABLE 1.1 – Composants du milieu interstellaire de la Galaxie.



(a) Grain « mainstream », formé dans une étoile AGB riche en carbone.

(b) Grain « X », qui proviendrait des éjectas d'une supernova.

FIGURE 1.2 – Grains de poussière pré-solaires observés au microscope électronique à balayage.

Ces espèces proviennent de la phase gazeuse, et elles deviennent invisibles aux radiotélescopes en se condensant. Il en résulte que les abondances observées pour ces molécules dans la phase gaz sont plus faibles qu'elles ne le devraient, elles sont dites déplétées. On peut notamment introduire la fraction déplétée d'une espèce dans une région par rapport au système solaire, comme étant :

$$\delta_D(X) = 1 - \frac{N_X/N_H}{(N_X/N_H)_\odot} \quad (1.1)$$

Le taux de déplétion est élevé dans un milieu froid, tandis que lorsque la température augmente, le manteau des grains va être sublimé et relâcher des molécules. Ces molécules ne correspondent pas forcément à celles déposées, car les espèces piégées dans le manteau interagissent entre elles et peuvent former de nouvelles espèces (voir 1.2.2). Pour cette raison, une bonne connaissance des grains est nécessaire pour que les modèles chimiques puissent donner des résultats en accord avec les observations. Cependant la structure des grains de poussière du MIS ne peut pas être étudiée directement, faute de moyens techniques. Des reliquats de grains provenant du nuage moléculaire à partir duquel s'est formé le Soleil ont pu être récupérés, piégés dans les météorites et les grains interplanétaires [e.g. Figure 1.2 – Clayton and Nittler, 2004]. Dans cet article, les auteurs ont étudié les rapports isotopiques d'espèces telles que C, N, Si et Al, pour remonter à l'origine de ces grains pré-solaires, ainsi considérés comme des marqueurs du passé de notre étoile.

1.1.2 Contraintes physiques

Le milieu interstellaire est un environnement dynamique soumis à de nombreuses perturbations. Ces contraintes physiques vont non seulement réorganiser la structure spatiale du milieu qu'elles affectent, mais également modifier les conditions physiques et affecter le gaz et les grains, avec pour une conséquence une modification de la chimie qui en découle.

Champ magnétique

L'ensemble de la Galaxie baigne dans un champ magnétique qui proviendrait de la conversion de l'énergie cinétique en énergie magnétique via l'effet dynamo. Sa présence a d'abord été mise en évidence à partir de la polarisation dichroïque de la lumière stellaire par les grains de poussière, se présentant sous la forme d'une anisotropie en absorption par le MIS [Hiltner, 1949]. Aujourd'hui, différentes techniques d'observation radio permettent de l'étudier, comme par exemple l'effet Zeeman sur la raie HI à 21 cm ou les raies des molécules avec des électrons non appariés (e.g. OH). Le satellite Planck de l'European Space Agency (ESA) a permis, entre 2009 et 2013, de faire une carte du champ magnétique de la Voie Lactée, présentée en Figure 1.3. De part sa faible intensité, de l'ordre de 1 – 10 μG , le champ magnétique à large échelle va surtout définir la forme des structures les moins denses tout en suivant la forme des bras spiraux de la Galaxie. A petite échelle, les lignes du champ magnétique sont plus chaotiques mais en accord avec la

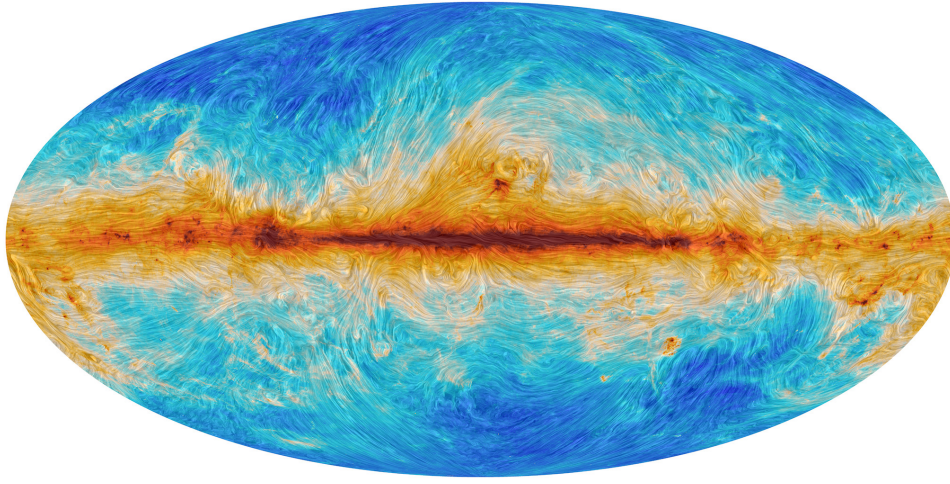


FIGURE 1.3 – Émission polarisée des grains de poussière dans la Voie Lactée vue par le satellite Planck ©ESA.

structure filamentaire des nuages moléculaires, car elles pourraient jouer un rôle majeur dans leur effondrement jusqu’à la formation des étoiles [plus de détails en 1.3.1 ; voir e.g. André et al., 2000, 2014, Maury et al., 2018, et les références qui y figurent]. Le champ magnétique permet également l’accélération des rayons cosmiques, qui ont un rôle majeur dans la chimie du MIS.

Rayonnement cosmique

Le rayonnement cosmique définit l’ensemble des particules neutres ou chargées de haute énergie qui traversent le milieu interstellaire. Ces particules relativistes sont principalement des noyaux atomiques (e.g. des protons et des particules α), accompagnés d’une faible quantité d’électrons. Les origines de ces particules sont diverses, par exemple : l’interaction de protons relativistes avec le MIS va produire des rayons gamma ; tandis que les grains de poussière accélérés par des chocs dans les rémanents de supernovae vont libérer des éléments lourds en collisionnant d’autres éléments, qui vont être ensuite accélérés et devenir des rayons cosmiques. Cette accélération, obtenue grâce aux phénomènes les plus violents du cycle des étoiles et la présence de champ magnétique, va permettre aux rayons cosmiques de traverser tout le disque galactique. Au cours de leur trajet, ils vont fortement interagir avec le gaz interstellaire si leurs énergies ne sont pas trop élevées ($< 10^7$ eV), ainsi qu’avoir une forte influence sur la surface des grains.

Champ de rayonnement

Un champ de rayonnement, aux origines galactiques et extragalactiques, est présent dans l’ensemble de la Voie Lactée. La contribution des sources proches et donc galactiques est dominante, grâce à l’émission de photons par les étoiles et leurs interactions avec la matière au sein des nuages. Les effets extragalactiques sont quant à eux minimes, notamment l’effet des autres galaxies qui est négligeable, mais le rayonnement même de l’Univers joue un rôle important sur les niveaux rotationnels des espèces. La Figure 1.4, extraite de Klessen and Glover [2014], montre l’évolution du champ de rayonnement galactique avec la fréquence, résultat de la contribution de six phénomènes différents. Suivant l’ordre de la progression en fréquence, il est dominé par (1) l’émission synchrotron des électrons relativistes, (2) le fond diffus cosmologique – *Cosmic Microwave Background* (CMB) – à $T = 2.725$ K, (3) l’émission *infrarouge* (IR) des grains de poussière suite à l’absorption des photons provenant des étoiles, et celle (4) des larges molécules de type hydrocarbures aromatiques polycycliques – *Polycyclic Aromatic Hydrocarbons* (PAHs) , (5) l’émission directe de jeunes étoiles OB ou d’étoiles plus évoluées, et (6) la contribution du plasma chaud dans le gaz coronal du halo galactique et dans les rémanents de supernovae. Le champ de rayonnement est dominé par la contribution du CMB dans le domaine radio et par celle des grains de poussière en IR et IR-lointain. Les photons les plus énergétiques qui en résultent

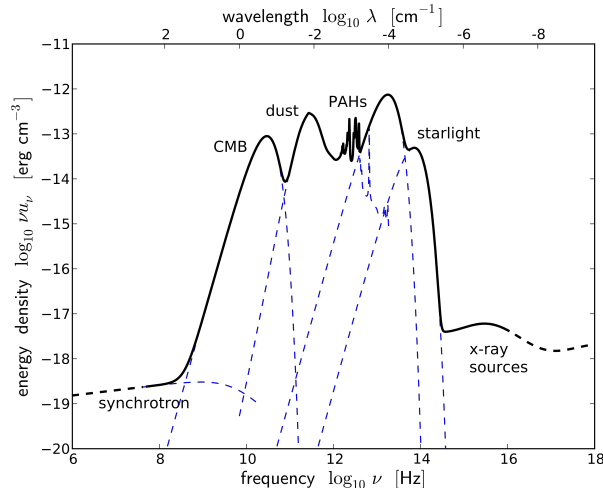


FIGURE 1.4 – Contribution des différents champs de rayonnement.

(UV et X) vont photodissocier et ioniser la matière, ce qui va avoir une forte influence sur la chimie du milieu.

Chocs

En plus des contraintes citées précédemment, le MIS est sujet à de nombreux chocs aux origines bien différentes. Ils peuvent provenir de la collision de nuages, de l'explosion d'une étoile, des jets produits par les proto-étoiles, d'interactions gravitationnelles (comme en témoigne la région d'Orion KL suite au rapprochement d'étoiles), des jets émis par les quasars et les noyaux actifs de galaxies, etc. Ces chocs, dont les vitesses sont comprises entre 10 et 1000 km.s⁻¹ en fonction de la violence du phénomène, vont entraîner la matière et modifier fortement la température du milieu. Ceci va notamment contribuer à l'érosion de la surface des grains via des collisions avec le gaz, de manière thermique si la température devient supérieure à 10⁵ K, ou majoritairement de manière inertielle quand les vitesses dépassent 30 km.s⁻¹. Des collisions grain-grain ont également lieu, conduisant à une vaporisation ou à une fragmentation de ceux-ci.

Les chocs dans le MIS sont de type MagnétoHydroDynamiques (MHD). Le champ magnétique interagit directement avec les ions et indirectement avec les neutres via des collisions ions/neutres, ce qui, en fonction de son intensité, conduit à deux types de chocs. On parle de chocs J (*Jump*) ou MHD monofluides quand les ions et les neutres sont couplés, tandis qu'il s'agit de chocs C (*Continuous*) ou MHD multifluides lorsqu'ils sont découplés. L'étude de l'évolution des nuages moléculaires est associée aux chocs de types C, le degré d'ionisation et les vitesses de chocs sont faibles, l'intensité du champ magnétique modérée. Les milieux choqués ont une chimie bien différente que dans un environnement calme, on y trouve des réactions endothermiques, la sublimation des glaces à la surface des grains et la perturbation du coeur des grains. Cette chimie dépend fortement du temps car les processus sont rapides et le temps de refroidissement est court. En effet, les ions accélérés chauffent les espèces neutres via des collisions ions-neutres, à des temps plus grands que le temps de refroidissement, et donc la densité et la température varient constamment.

1.2 La chimie dans les régions de formation d'étoiles

1.2.1 Molécules détectées dans le MIS

La recherche de molécules dans le MIS est très active depuis l'observation de la raie en absorption à 0.43 μm de méthylidyne (CH) dans le gaz diffus à proximité de plusieurs supergéantes de type B, par Dunham [1937]. Grâce au développement de la radioastronomie, ce sont 213 molécules différentes qui ont été détectées au 25 novembre 2019. La Table 1.2 répertorie l'ensemble de ces molécules, rangées par le nombre d'atomes qu'elles contiennent et classées selon la décennie

de leur détection. Les molécules composées de plus de cinq atomes sont communément appelées Molécules Complexes Organiques – *Complex Organic Molecules (COMs)* – de par leur structure à base de carbone. L'ensemble des molécules du milieu interstellaire et circumstellaire et leurs détections sont présentées par McGuire [2018].

Les principales régions où ont été découvertes ces molécules sont les nuages moléculaires Sgr B2 et Orion (nuages chauds), l'environnement de l'étoile carbonée IRC +10216 et le nuage moléculaire TMC-1 (nuage froid). La manière la plus efficace de détecter de nouvelles molécules dans le milieu interstellaire reste l'utilisation d'antennes uniques, comme le montre la grande contribution de l'antenne de 30 mètres de l'Institut de Radioastronomie Millimétrique (IRAM) dans cette avancée. Le 30m de l'IRAM représente à lui seul près de la moitié des détections, suivi par le télescope de 100 mètres Green Bank Telescope (GBT) qui en représente un tiers. La molécule la plus abondante dans le MIS est le dihydrogène H_2 , en accord avec la surreprésentation de l'hydrogène face aux êtres espèces atomiques. Elle est suivi par le monoxyde de carbone CO ($n_{CO}/n_{H_2} = 10^{-4} - 10^{-5}$), excellent traceur du gaz interstellaire. Le CO est le principal refroidisseur de gaz moléculaire dans les régions de faibles densités, mais ce sont le dioxygène O_2 et la molécule d'eau H_2O qui vont dominer le processus à fortes densités ($n_{H_2} > 10^5 \text{ cm}^{-3}$) [Tielens, 2005].

1.2.2 Chimie en phase solide vs gazeuse

La diversité des molécules trouvées dans le milieu interstellaire provient d'une chimie complexe et très active. Elle est le résultat de mécanismes complémentaires qui peuvent être regroupés en deux catégories : la chimie en phase gazeuse, loin d'être négligeable malgré les faibles densités du MIS ; et la chimie à la surface des grains qui se produit sur les molécules piégées sur une couche de glace. Depuis récemment, on parle de chimie à 3 phases, bien plus fidèle aux observations, en considérant la contribution du manteau des grains, situé entre la surface et le coeur réfractaire (voir la figure 1.5). Des échanges d'espèces moléculaires se font constamment entre ces phases, par la déplétion des espèces gazeuses vers la surface des grains et la sublimation des manteaux de glace. Les voies empruntées par les réactions seront privilégiées soit en phase gazeuse, soit en phase solide, en fonction de la probabilité de rencontre des différentes espèces, leur capacité à interagir et la présence d'un apport énergétique nécessaire pour que la réaction ait lieu. Etant donné que ces réactions se produisent sur des durées excessivement longues à l'échelle de la vie humaine, dues aux faibles abondances comparées aux conditions terrestres habituelles, et que les nuages moléculaires sont situés au-delà de centaines d'années lumière, il est impossible d'effectuer des expériences directes pour comprendre la chimie de ces milieux. C'est pourquoi les paramètres spectroscopiques et les coefficients des réactions chimiques sont déterminés par des expériences de laboratoires, dans des conditions extrêmes se rapprochant de celles du MIS. La confrontation des données expérimentales et des observations astrophysiques révèle une grande complexité des réseaux chimiques, qui ont suscité la création de bases de données telles que KIDA⁴, développée à Bordeaux et présentée dans Wakelam et al. [2012].

Phase gazeuse

Les principales réactions qui peuvent survenir en phase gazeuse sont résumées dans la Table 1.3. Elles proviennent soit d'une réaction à deux corps, soit de l'interaction d'une espèce avec des photons UV ou des rayons cosmiques. Afin que la réaction ait lieu avec une molécule cible, l'énergie cinétique liée à la vitesse relative de la molécule incidente ou l'énergie déposée par une particule doit dépasser la barrière de potentiel de la réaction. En fonction des espèces et des énergies en jeu, cela peut conduire à la formation de molécules plus grandes, la dissociation de molécules en fragments plus légers, ou une modification de la structure et de la composition des molécules. Dans le cas d'un MIS considéré sans sources de chauffage ni chocs, seules les réactions exothermiques à 2 corps sont possibles. Les réactions à 3 corps sont trop rares dans ces conditions, et ne sont considérées que pour des environnements avec des densités locales $n_{H_2} > 10^{13} \text{ cm}^{-3}$.

3. Mise à jour le 25 novembre 2019. Source : http://www.astrochymist.org/astrochymist_ism.html

4. *KInetic Database for Astrochemistry (KIDA)* : <http://kida.obs.u-bordeaux1.fr/>

Décennies	2 atomes	3 atomes	4 atomes	5 atomes	Molécules complexes (6+ atomes)		
1930	CH						
1940	CN CH ⁺						
1960	OH	H ₂ O	NH ₃ H ₂ CO				
1970	CO H ₂ SiO CS SO SiS NS C ₂ NO	HCO ⁺ HCN OCS HNC H ₂ S N ₂ H ⁺ C ₂ H SO ₂ HCO HNO	HNCO H ₂ CS C ₂ H ₂ C ₃ N HNCS	HC ₃ N HCOOH CH ₂ NH NH ₂ CN H ₂ CCO C ₄ H	CH ₃ OH CH ₃ CN NH ₂ CHO CH ₃ CHO CH ₃ CCH CH ₃ OCH ₃ CH ₃ NH ₂ CH ₂ CHCN	CH ₃ CH ₂ OH HCOOCH ₃ HC ₅ N CH ₃ CH ₂ CN HC ₇ N HC ₉ N CH ₃ SH	
1980	HCl NaCl AlCl KCl AlF PN SiC	HCS ⁺ HOC ⁺ c-SiC ₂ C ₂ S C ₃ CO ₂ CH ₂	HOCO ⁺ C ₃ O l-C ₃ H HCNH ⁺ H ₃ O ⁺ C ₃ S c-C ₃ H	SiH ₄ c-C ₃ H ₂ CH ₂ CN C ₅ SiC ₄	C ₂ H ₄ CH ₃ C ₃ N CH ₃ C ₄ H C ₆ H	C ₅ H (CH ₃) ₂ CO CH ₃ CN HC ₂ CHO	
1990	CP NH SiN SO ⁺ CO ⁺ HF	C ₂ O MgNC NH ₂ NaCN N ₂ O MgCN H ₃ ⁺	HC ₂ N H ₂ CN SiC ₃	H ₂ CCC CH ₄ HCCNC HNCCC H ₂ COH ⁺	H ₂ C ₄ C ₅ S HC ₃ NH ⁺ C ₈ H C ₇ H	CH ₃ COOH H ₂ C ₆ c-C ₂ H ₄ O C ₅ N	
2000	N ₂ CF ⁺ PO O ₂ AlO	SiCN AlNC SiNC HCP CCP	CH ₃ C ₃ N ⁻ PH ₃ HCNO HOCN HSCN	C ₄ H ⁻ CNCHO	CH ₂ OHCHO C ₄ H ₂ C ₆ H ₂ C ₆ H ₆ CH ₂ CHOH HO(CH ₂) ₂ OH CH ₂ CHCHO CH ₃ CH ₂ CHO	HC ₄ N CH ₂ CCHCN c-H ₂ C ₃ O CH ₃ CONH ₂ CH ₃ C ₆ H CH ₂ CNH CH ₃ C ₅ N	C ₆ H ⁻ C ₈ H ⁻ CH ₂ CHCH ₃ NH ₂ CH ₂ CN C ₅ N ⁻ C ₂ H ₅ OCHO n-C ₃ H ₇ CN
2010	CN ⁻ OH ⁺ SH ⁺ HCl ⁺ SH TiO ArH ⁺ NS ⁺ VO HeH ⁺	AlOH H ₂ O ⁺ H ₂ Cl ⁺ KCN FeCN HO ₂ TiO ₂ CCN SiCSi S ₂ H HCS HSC NCO CaNC	HOOH l-C ₃ H ⁺ HMgNC HCCO CNCN t-HONO	HNCNH CH ₃ O NH ₃ D ⁺ H ₂ NCO ⁺ NCCNH ⁺ CH ₃ Cl	C ₆₀ C ₇₀ C ₆₀ ⁺ CH ₃ CHNH HNCHCN CH ₃ COOCH ₃ CH ₃ CH ₂ SH i-C ₃ H ₇ CN SiH ₃ CN CH ₃ NCO CH ₃ CHCH ₂ O	HC ₅ O CH ₃ SiH ₃ HC ₇ O CH ₃ OCH ₂ OH c-C ₆ H ₅ CN Z-HNCHCN HOCH ₂ CN (NH ₂) ₂ CO MgC ₃ N MgC ₄ H	

TABLE 1.2 – Liste chronologique des 213 molécules détectées dans le milieu interstellaire et circumstellaire³.

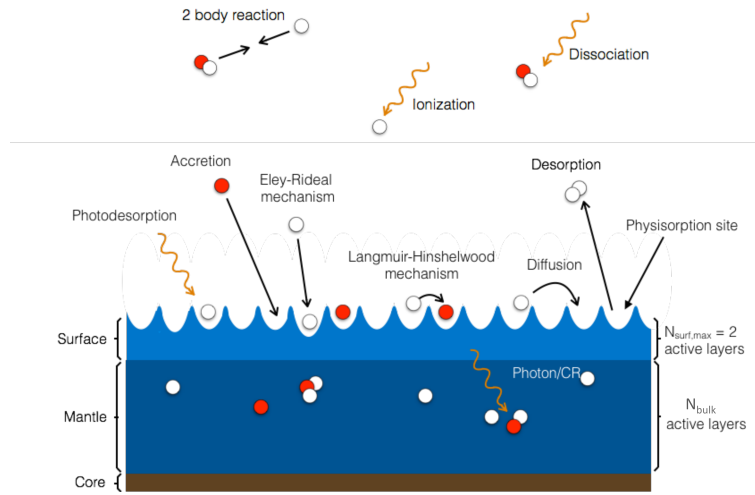


FIGURE 1.5 – Mécanismes pris en compte par le modèle à 3 phases du code NAUTILUS [Ruaud et al., 2016].

	Réaction	Taux de réaction [cm^3s^{-1}]
Formation		
Détachement associatif	$A^- + B \rightarrow AB + e^-$	10^{-9}
Association radiative	$A + B \rightarrow AB + h\nu$	$10^{-17} - 10^{-14}$
Recombinaison de surface	$A + B:g \rightarrow AB + g$	10^{-17}
Destruction		
Photo-dissociation	$AB + h\nu \rightarrow A+B$	$10^{-10} - 10^{-8} \text{ s}^{-1}$
Recombinaison dissociative	$A^+ + e^- \rightarrow C + D$	$10^{-7} - 10^{-6}$
Dissociation par collision	$AB + M \rightarrow A + B + M$	10^{-26}
Réarrangement		
Ion-Neutre	$A^+ + B \rightarrow C^+ + D$	$10^{-9} - 10^{-8}$
Transfert de charge	$A^+ + B \rightarrow A + B^+$	10^{-9}
Neutre-neutre	$A+B \rightarrow C+D$	$10^{-11} - 10^{-9}$

TABLE 1.3 – Principales réactions en phase gazeuse [van Dishoeck, 2014].

Les processus de formation en phase gazeuse sont très lents et peu efficaces. Dans les nuages denses, seules quelques réactions de type radiations associatives comme $C^+ + H_2 \rightarrow CH_2^+ + h\nu$ vont être notables. Les molécules complexes vont surtout se former grâce à un réarrangement des liaisons moléculaires, dominé par des réactions entre des espèces neutres et des ions. Les ions sont produits soit par photoionisation $AB + h\nu \rightarrow AB^+ + e^-$; soit par la production de H^+ et H_2^+ par les rayons cosmiques, qui vont respectivement transférer leur charge vers d'autres espèces (e.g. $H^+ + O \rightarrow H + O^+$) ou former du H_3^+ ($H_2^+ + H_2 \rightarrow H + H_3^+$).

Phase solide

La chimie en phase solide, c'est-à-dire qui se produit sur les grains de poussière, peut se résumer à 2 mécanismes principaux que sont le mécanisme Langmuir-Hinshelwood et le mécanisme Eley-Rideal. Le premier se décompose en 4 étapes : (1) une espèce est accrétée à la surface, où elle est piégée sur le manteau de glace, (2) elle va se déplacer sur la surface, on parle de diffusion, jusqu'à rencontrer une autre espèce, (3) si les conditions sont viables, les deux espèces vont réagir pour former une espèce plus lourde, (4) qui va ensuite être éjectée dans la phase gazeuse. Dans le cas du mécanisme de Eley-Rideal, l'espèce en phase solide va interagir directement avec une espèce qui se trouve en phase gazeuse, par une réaction de surface non thermique. Un autre mécanisme, présenté par Harris and Kasemo [1981], décrit l'interaction d'un atome dont l'énergie d'impact est trop importante pour se coller à la surface. L'excès d'énergie de cet « atome chaud » va lui permettre de se déplacer, jusqu'à interagir avec une autre espèce piégée plus loin sur le

grain.

L'évolution dans le temps de la quantité de matière susceptible d'interagir en phase solide dépend du taux d'accrétion, du taux de diffusion sur la surface et du taux de désorption.

- **L'accrétion** d'une espèce à la surface des grains résulte de la probabilité qu'elle a de rencontrer un grain et de sa capacité d'adhésion. En fonction de l'énergie lors de l'impact, l'accrétion peut s'effectuer par physiosorption (0.01-0.4 eV) grâce aux forces de van der Waals ou par chimisorption (1-10 eV) avec les forces de valence. Le temps τ_a que met une espèce à rencontrer un grain de poussière dépend de sa densité n , de sa vitesse v et de la section efficace σ_d des grains est :

$$\tau_a = \frac{1}{n\sigma_d v} \quad (1.2)$$

Cette valeur est de l'ordre de quelques jours dans les coeurs denses. L'adhésion quant à elle est liée aux températures du gaz et des grains et ne varie pas dans le temps pour un nuage moléculaire stable. Le temps de déplétion est au final comparable aux échelles de temps nécessaires aux réactions chimiques pour se produire.

- **La diffusion** varie selon l'espèce concernée et la température T_d à la surface du grain. L'hydrogène à la surface des grains va se déplacer principalement par effet tunnel à basse température, tandis que les autres molécules vont nécessiter une énergie thermique E_m suffisante pour pallier la barrière de potentiel de migration grâce à un mouvement aléatoire parallèle à la surface et de fréquence ν_m . Le temps de diffusion τ_m est alors :

$$\tau_m = \frac{1}{\nu_m} \exp\left(\frac{E_m}{kT_d}\right) \quad (1.3)$$

Le temps nécessaire à une espèce dépendra bien évidemment de sa masse, les plus lourdes se déplaceront moins efficacement sur la surface.

- **La désorption** peut être thermique ou non-thermique. Le temps de désorption thermique, ou temps d'évaporation, τ_{ev} , est donné par la relation :

$$\tau_{ev} = \frac{1}{\nu_0} \exp\left(\frac{E_b}{kT_d}\right) \quad (1.4)$$

où E_b est l'énergie d'absorption de l'espèce sur le grain et ν_0 la fréquence de vibration nécessaire pour qu'elle puisse quitter la surface par fluctuations thermiques. L'énergie apportée peut également conduire à une décomposition d'une molécule, sa diffusion en surface ou sa migration vers le manteau. Des processus de désorption non-thermique ont également lieu quand l'équilibre thermodynamique n'est pas respecté. C'est le cas de la désorption chimique d'une espèce formée par réaction exothermique ; la photodésorption, par absorption d'un photon UV ; et le *sputtering*, quand la molécule est éjectée par le bombardement de rayons cosmiques.

1.2.3 Evolution du contenu moléculaire

La matière que les télescopes observent ne correspond pas à l'ensemble des molécules contenues dans la région visée, mais seulement à la partie dont l'information est arrivée jusqu'à nous. Autrement dit, l'abondance moléculaire observée dans une région peut être sous-estimée par rapport à la véritable abondance. Afin d'interpréter correctement les observations, il est important de distinguer les quantités suivantes :

- **La quantité présente**, correspond au résultat de la formation et de la destruction d'une espèce. Il s'agit de l'ensemble de la matière qu'il serait possible de collecter sur place. C'est cette valeur que l'observateur cherche à évaluer pour comprendre la chimie du milieu.
- **La quantité qui rayonne**, dépend fortement des conditions du milieu et de la longueur d'onde d'observation. Dans le domaine radio, le rayonnement provient de mouvements rotationnels et ro-vibrationnels (voir §2.1.1), lorsque les molécules sont excitées par collisions ou radiations. Les molécules ne possédant pas de moment dipolaire ne sont pas détectables de manière directe dans le domaine radio, de même que les molécules fixées sur les grains, qui sont invisibles aux radiotélescopes.

- **La quantité masquée**, qui a émis des photons qui n'ont pas réussi à atteindre la Terre. L'une des causes est que la molécule est enfouie dans un milieu tellement dense, que la matière environnante va avoir tendance à absorber le signal. En effet, si une molécule effectue une transition entre deux niveaux énergétiques, le photon libéré sera facilement absorbé par une même molécule dans une couche extérieure; on dit que la transition est optiquement épaisse. La présence d'un nuage entre le nuage observé et l'observateur va éventuellement aussi barrer le photon sur son chemin et accroître la quantité de matière non détectée.

La variation de ces différentes quantités est directement liée aux conditions physiques du milieu. Des fortes densités vont favoriser les interactions chimiques et masquer une part de la matière, tandis que de fortes températures vont permettre aux molécules d'atteindre plus d'états d'excitation mais peuvent détruire des liaisons moléculaires. Or, comme nous l'avons vu, la matière interstellaire évolue entre des phases aux densités et températures différentes. Il en va de même pour les nuages moléculaires qui sont des milieux très dynamiques. Dans un milieu froid, le nuage moléculaire a tendance à garder ses molécules sur les grains, tandis qu'une fois le milieu chauffé, les phénomènes de désorption vont libérer une grande quantité de matière dans la phase gazeuse, notamment des molécules complexes. Lors des études d'abondances moléculaires dans le MIS, la quantité de matière déplétée est prise en considération par les modèles et la quantité masquée pour les espèces optiquement épaisses est corrigée.

Les observations de différents objets associés au MIS ont permis de dresser des portraits chimiques distinctifs des milieux. En particulier, les nuages moléculaires sont propices à une chimie riche, conduisant à l'élaboration d'espèces complexes. Les différentes étapes de formation stellaire ont des caractéristiques physiques qui leur sont propres, passant d'un milieu diffus, froid et quasi-statique vers un milieu dense, chaud et turbulent. Gerner et al. [2014] ont comparé les abondances moyennes observées dans 59 objets provenant de régions de formation d'étoiles massives, classées selon des stades d'évolution différents. Pour les 15 molécules étudiées, ils ont observé une variation des abondances au cours des diverses étapes de formation, avec une tendance à avoir des valeurs de plus en plus fortes pour les objets les plus évolués. Les molécules complexes se trouvent principalement dans les régions compactes et chaudes, où elles sont désorbées thermiquement du manteau des grains, comme par exemple le formiate de méthyle (CH_3OCHO) qui n'est pas détecté lors des premières étapes. Gerner et al. [2015] ont étudié l'évolution des espèces deutérées dans de tels environnements. Elles sont considérées comme étant de bons indicateurs des différentes étapes de formation d'étoiles massives, grâce à la dépendance en température du fractionnement isotopique du deutérium. En effet, un fort taux de deutération est généralement associé à de faibles températures et de fortes densités [$T \lesssim 20$ K, $n_H \gtrsim 10^4$ cm $^{-3}$; Kong et al., 2015]. C'est pourquoi, tout comme les molécules complexes qui sont plus abondantes à haute température, certaines espèces ne sont détectées que dans les régions les plus froides. Entre autres, c'est le cas du N_2D^+ , qui n'est observé seulement que dans quelques nuages sombres et jeunes nuages protostellaires.

1.3 Etapes de formation stellaire

La formation des étoiles se fait au coeur des nuages moléculaires géants. Plusieurs étapes, et divers processus, sont nécessaires pour passer de structures aux tailles de l'ordre de 1 – 10 pc jusqu'à la taille typique de 0,01 pc des proto-étoiles. Alors que la formation des étoiles de faible masse est bien comprise théoriquement [Shu et al., 1999] et observationnellement [Lada, 1999], les premières étapes de formation d'étoiles massives ($M > 8 M_\odot$) sont encore mal connues à ce jour.

1.3.1 La fragmentation des nuages moléculaires

Au cours de l'évolution des nuages moléculaires, des structures plus denses d'apparence filamentaire se forment. L'étude de ces filaments a été encouragée grâce aux observations des émissions des grains de poussière avec le Herschel Space Observatory. Arzoumanian et al. [2011]

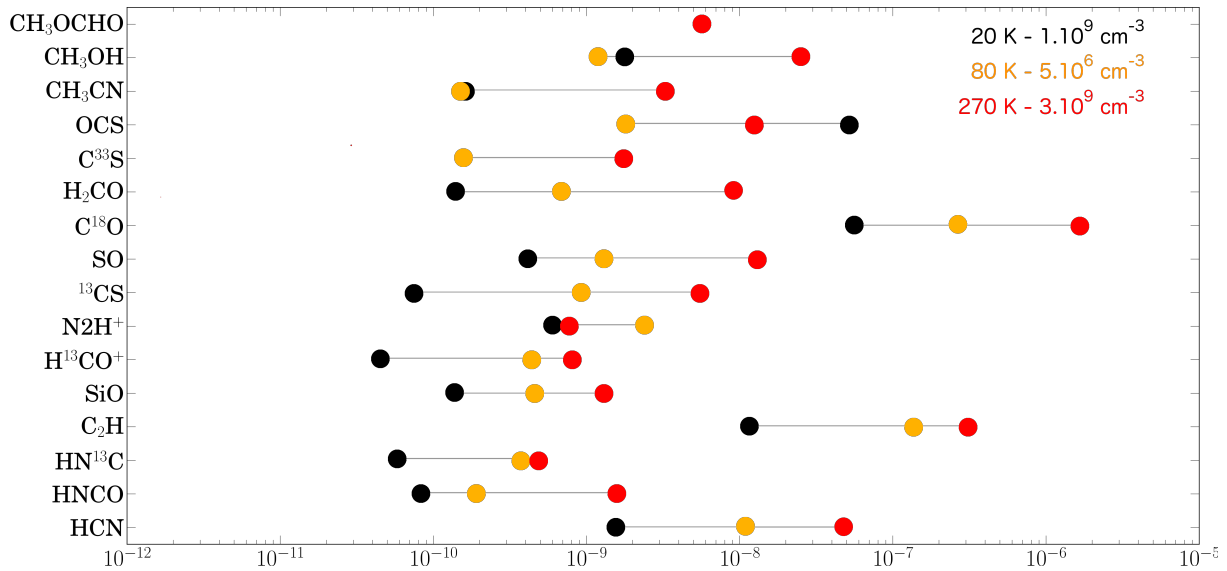


FIGURE 1.6 – Evolution des abondances de plusieurs molécules pour différentes conditions physiques, au cours des étapes de formation d'étoiles massives (adaptation de [Gerner et al. \[2014\]](#))

a montré, à partir d'un échantillon de 27 filaments dans la ceinture de Gould, que leur largeur typique est de 0,1 pc. Les filaments, dont la longueur va de 1 pc à plusieurs dizaines de parsecs, parsèment les nuages moléculaires sous forme de réseaux désorganisés (« nids ») ou dominés par des filaments super-denses (« ridge »). D'après l'étude dans Vela C de [Hill et al. \[2011\]](#), les nids se situent dans les régions avec de faibles densités de colonne, dominées par les turbulences, tandis que les *ridges*, dont les densités de colonne sont plus importantes ($N_{H_2} \sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$), sont dominées par la gravité et comportent un plus grand nombre de candidats protostellaires massifs. Le filament principal est alimenté par des filaments secondaires, moins denses, qui suivent les lignes de champ magnétique perpendiculaires au *ridge*. Cette association est montrée par exemple par [Palmeirim et al. \[2013\]](#) (voir Figure 1.7), où les vecteurs de polarisation sont superposés à une image Herschel du filament principal du Taureau. [Hacar et al. \[2013\]](#) ont mis en évidence la présence de plusieurs composantes en vitesse dans ce filament, identifiées comme des sous-filaments, ou « fibres », car ils s'entremêlent tout en suivant la structure du filament principal. Ils ont constaté que seules certaines fibres (en rouge dans la Figure 1.7) sont associées à la formation de coeurs denses, car elles nécessitent une masse linéaire suffisante pour se fragmenter [[Inutsuka and Miyama, 1997](#)]. C'est l'évolution de ces coeurs denses fragmentés qui va ensuite définir la formation des étoiles.

1.3.2 Formation des coeurs protostellaires de faible masse

Dans le cas des étoiles de faible masse, il a été observé que les coeurs denses fragmentés forment des coeurs en équilibre hydrostatique de taille $\sim 0,03$ pc, appelés coeurs préstellaires. Après une période de 10^6 ans [[André et al., 2000](#)], cet équilibre est rompu car l'effondrement gravitationnel dépasse la pression du gaz, créant ainsi une instabilité de Jeans [[Jeans, 1902](#)]. Lorsque les densités deviennent trop importantes, le coeur devient optiquement épais et le refroidissement radiatif par les grains de poussière est inefficace. La température va alors augmenter, le coeur entre dans la première phase hydrostatique - *First HydroStatic Core (FHSC)* [[Larson, 1969](#)]. Dès que la température atteint ~ 2000 K, l'effondrement gravitationnel devient encore plus important suite à la dissociation endothermique de H_2 , conduisant à une seconde phase d'effondrement qui forme la proto-étoile en quelques années seulement. La proto-étoile va alors grossir en accrétant la matière environnante, présente sous forme de disque dû à la rotation du processus.

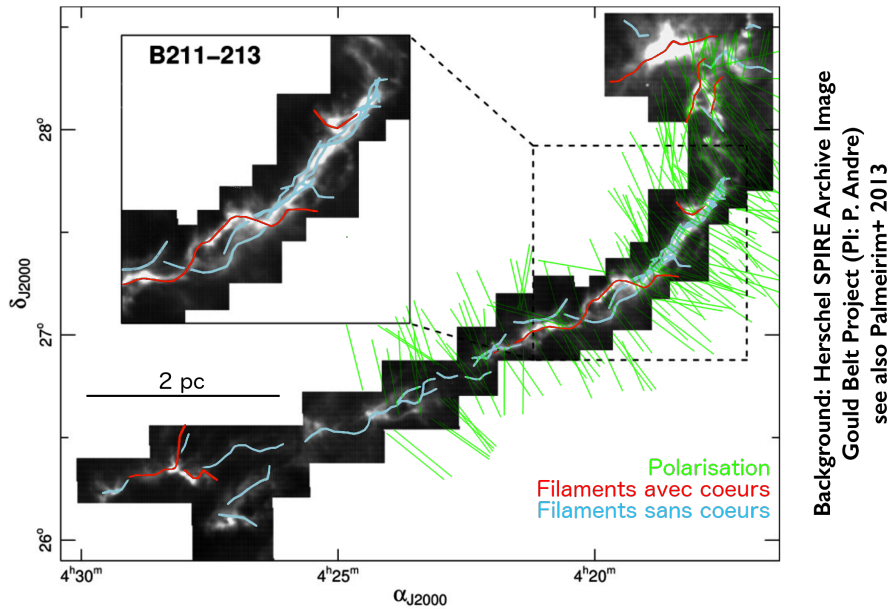


FIGURE 1.7 – Filaments dans le nuage moléculaire du Taureau (adaptation de [Hacar et al. \[2013\]](#), [Palmeirim et al. \[2013\]](#)).

1.3.3 Formation des coeurs protostellaires massifs

Pendant longtemps, il était pensé qu’une importante pression de radiation UV de la proto-étoile sur la matière en effondrement empêcherait la formation d’étoiles avec des masses supérieures à $10 M_{\odot}$ suivant le modèle de formation d’étoiles de faible masse [[Wolfire and Cassinelli, 1987](#)]. Cependant, la considération d’une distribution anisotrope du champ de radiation thermique par un disque d’accrétion massif [e.g. [Kuiper et al., 2010](#)] permet aux simulations les plus récentes de former des étoiles allant jusqu’à des masses de $140 M_{\odot}$ à partir de coeurs préstellaires massifs. Néanmoins, de tels coeurs préstellaires n’ont toujours pas été observés à ce jour et le débat sur leur existence met en confrontation deux catégories de modèles qui tentent d’expliquer l’origine des proto-étoiles massives. La figure 1.8 synthétise les deux voies de formation considérées.

Formation quasi-statique

Pour les modèles quasi-statiques, seulement une ou deux proto-étoiles se forment à partir d’un coeur massif gravitationnellement lié. L’existence de cette phase préstellaire interroge, notamment sur les raisons qui empêchent le coeur massif de se fragmenter en plusieurs coeurs denses, ce qui conduirait à la formation d’une multitude d’étoiles de faible masse. Le modèle proposé par [McKee and Tan \[2003\]](#) suggère que les coeurs denses massifs sont en équilibre du viriel, supportés individuellement par des hautes pressions et des turbulences supersoniques compatibles avec celles observées dans les régions de formation d’étoiles massives. Le modèle du coeur turbulent est en accord avec la présence d’un coeur préstellaire massif, comparable à celui des étoiles de faible masse.

Formation dynamique

Les scénarios dynamiques permettent notamment de résoudre le problème de la pression de radiation qui empêche que l’accrétion ne se poursuive jusqu’à des masses élevées. Dans ce cas, le concept de phase préstellaire doit être revisité puisque ce n’est plus un coeur de matériel isolé qui forme une étoile. [Bonnell et al. \[1997, 2001\]](#), [Bonnell and Bate \[2006\]](#) ont proposé le modèle d’accrétion compétitive, où les étoiles de faible masse se forment en groupe dans un large réservoir de matière qu’elles vont épuiser de manière compétitive, celles au centre du coeur étant privilégiées pour la formation d’étoiles massives. Un autre modèle considère que les proto-étoiles massives sont formées grâce à la fusion par collision de proto-étoiles de faible masse dans les milieux très denses [[Bonnell et al., 1998](#), [Bonnell and Bate, 2002](#)]. Ces modèles permettraient d’expliquer la

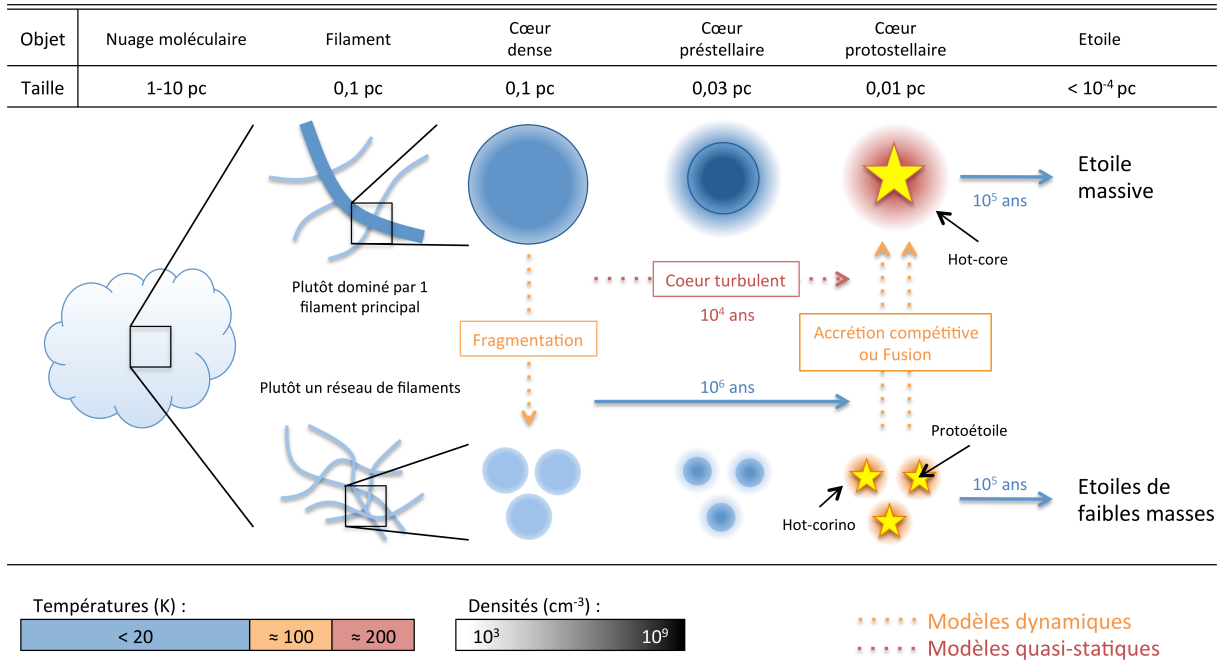


FIGURE 1.8 – Schéma des voies de formation d'étoiles.

distribution et la ségrégation en masse des étoiles, ainsi que la fréquence importante de binaires massives. Jusqu'à présent, les observations de coeurs denses massifs à haute résolution ont montré qu'ils étaient soit protostellaires, soit qu'ils contenaient un ensemble de coeurs préstellaires de faible masse, ce qui va en faveur des modèles dynamiques.

1.3.4 Les coeurs chauds entourant les proto-étoiles

Morris et al. [1980] ont trouvé une importante émission d'ammoniac (NH_3) chaud (220 K) avec une distribution compacte de ~ 2500 au provenant d'Orion KL, la région de formation d'étoiles massives la plus proche du Soleil. Ils parlent alors de « *hot core* », pour distinguer des autres structures plus froides et plus étendues. Ces coeurs chauds correspondent à l'enveloppe interne du gaz entourant les étoiles massives de type Classe 0, avec des densités de l'ordre de $10^6 - 10^9 \text{ cm}^{-3}$ et des températures allant de 100 à 500 K. Ces fortes températures associées au hot core sont notamment dues au chauffage radiatif induit par la protoétoiles en son centre, ce qui va sublimer le manteau des grains, révélant ainsi un contenu moléculaire riche en COMs et un fort taux de deutérotation. Quelques années plus tard, Cazaux et al. [2003] ont observé le premier coeur dense chaud dans une source de faible masse, IRAS 16233-2442, défini par la suite comme étant un « *hot corino* » [Ceccarelli, 2004], en référence à ses analogues massifs. Bien que la limite qui sépare les deux définitions reste aujourd'hui extrêmement fragile, outre le fait que le premier est associé aux étoiles massives et le second aux étoiles de faible masse et de masse intermédiaire, quelques caractéristiques physiques semblent les différencier. En effet, les hot corinos sont d'ordinaire plus compacts (< 150 au) que les hot cores ($< 0,1$ pc, 20 000 au), avec des températures plus faibles qui excèdent rarement les 100 K.

1.3.5 Les flots bipolaires

De nombreux objets astrophysiques en rotation tendent à libérer de l'énergie par les pôles par conservation du moment cinétique. C'est le cas par exemple, pour les phénomènes les plus violents, des noyaux actifs de galaxie ou des étoiles à neutrons. A moindre mesure, les coeurs protostellaires émettent également des flots, perpendiculaires au disque d'accrétion et souvent bipolaires. Les « *outflows* », comme ils sont appelés, sont vus de l'ultraviolet au domaine radio et sont caractéristiques de la phase protostellaire dans les régions de formation d'étoiles. Ceci produit des ondes de chocs, qui vont compresser et réchauffer le gaz, modifiant ainsi non seulement

la chimie du milieu, mais permettant également de libérer des molécules piégées dans la glace des grains. Les flots produits par les proto-étoiles massives sont semblables à ceux des faibles masses, mais plus rapides et puissants. Ils produisent des chocs à grande vitesse, de l'ordre de 50-150 km/s pour les jeunes proto-étoiles massives, résultant en un fort élargissement des raies associées aux molécules les plus affectées.

1.3.6 Au-delà de la phase protostellaire

Aux premiers instants de sa formation, une proto-étoile est enfouie dans un nuage dense et est détectable seulement dans le domaine sub-millimétrique, elle est alors qualifiée d'étoile de classe 0. Après 10^4 ans, la masse de l'enveloppe de gaz devient moins importante que celle de la proto-étoile, elle est optiquement mince et laisse apparaître un disque d'accrétion distinct, l'étoile est alors de classe 1. Après qu'une proto-étoile de faible masse ait assimilé son enveloppe, le disque d'accrétion va continuer de l'alimenter dans un système de taille ~ 100 au. Cette étoile est alors dite T Tauri ou de classe 2. L'étoile va alors entrer dans la pré-séquence principale, ou classe 3, entourée des débris du disque qui constituent le système proto-planétaire, jusqu'à former un système stellaire stable au bout de $10^6 - 10^7$ ans.

Dans le cas des proto-étoiles massives, la pression de radiation va dissiper les débris d'accrétion et donc empêcher la formation d'un système planétaire. En effet, les proto-étoiles massives sont rapidement entourées de régions H_{II} ultra-compactes (0,01 pc) qui se développent jusqu'à atteindre des tailles qui vont affecter tout le nuage (~ 10 pc) [voir la théorie de Strömgren dans Spitzer, 1978]. Outre l'impact que cela engendre sur le milieu interstellaire, les étoiles massives en fin de vie vont fortement perturber l'environnement avec des phénomènes violents comme les supernovae. La compréhension des étoiles massives est importante afin d'étudier l'évolution des systèmes à plus large échelle.

1.3.7 Traceurs dans les régions de formation stellaire

Parce que la chimie et l'émission des molécules évoluent avec les conditions du milieu au cours de la formation des étoiles, différents traceurs sont usuellement utilisés en fonction de la structure étudiée.

- **Les nuages moléculaires** sont associés à une forte présence d'hydrogène moléculaire H₂. Cependant, cette molécule ne possédant pas de moment dipolaire, il n'est pas possible de la détecter grâce à la radioastronomie. L'étude du CO est favorisée pour ces régions, grâce à son moment dipolaire (bien que faible) et ses fortes abondances.
- **Dans les régions denses** des nuages moléculaires, les quantités de CO sont tellement importantes qu'il devient rapidement optiquement épais. Des traceurs comme HCN et N₂H⁺ sont alors utilisés pour étudier les filaments et les coeurs préstellaires.
- **Une activité stellaire** peut être détectée à large échelle au sein d'un nuage moléculaire grâce à la détection de masers. Les jeunes objets stellaires - *Young Stellar Objects* (YSOs) - peuvent être associés à des masers H₂O et OH [Weaver et al., 1965, Cheung et al., 1969]. Des masers CH₃OH, SiO, NH₃ et H₂CO peuvent également être liés à une activité protostellaire. Dans le cas du méthanol, les masers sont soit de classe I, s'ils proviennent d'une excitation collisionnelle, associée aux flots, soit de classe II, si leur origine est une excitation radiative dans les hot cores. La présence d'une raie forte maser de classe II à 6,7 GHz du méthanol ne semble tracer que les YSOs massifs [Minier et al., 2003].
- **Les hot cores et hot corinos** sont propices à une chimie active [Garrod and Weaver, 2013] et à la libération d'espèces piégées sur les grains vers la phase gazeuse. Les spectres associés aux hot cores se présentent généralement sous la forme de forêts de raies, associées à une multitude d'espèces et dont la plupart proviennent de molécules complexes. A titre d'exemple, le méthanol CH₃OH est présent en grande quantité dans les coeurs protostellaires, atteignant des niveaux supérieurs d'énergie de plusieurs centaines de Kelvins. Ces milieux sont également propices à la détection de l'acétonitrile CH₃CN et du méthylacétylène CH₃CCH, considérés comme de très bons thermomètres du gaz interstellaire [Kalenskii et al., 2000, Askne et al., 1984].

Nom	Masse	Taille	Distance	Résolution	Télescope	Référence
	M_{\odot}	au	kpc	au		
CygX-N53-MM2	25	5200	1,4	4000	PdBI	Duarte-Cabral et al. [2013, 2014]
G11.92-0.61-MM2	30	2200	3,4	2500	SMA, VLA	Cyganowski et al. [2014]
G11.11-P6-SMA1	30	3600	3,6	6000	SMA, VLA	Wang et al. [2014]
G028C9A	70	9700	5,0	10000	ALMA	Kong et al. [2017]
W43-MM1#6	56	1300	5,5	2400	ALMA	Nony et al. [2018]

TABLE 1.4 – Liste des candidats préstellaires massifs.

- **Les outflows**, et autres chocs, sont principalement tracés par le CO, SO, SiO et H₂. De manière plus générale, les flots auront tendance à être tracés par toutes espèces présentes en grande quantité dans les environnements les plus denses. Ils s’observent assez facilement avec HCN, CN, HCO⁺ et CS [Walter et al., 2017] également.

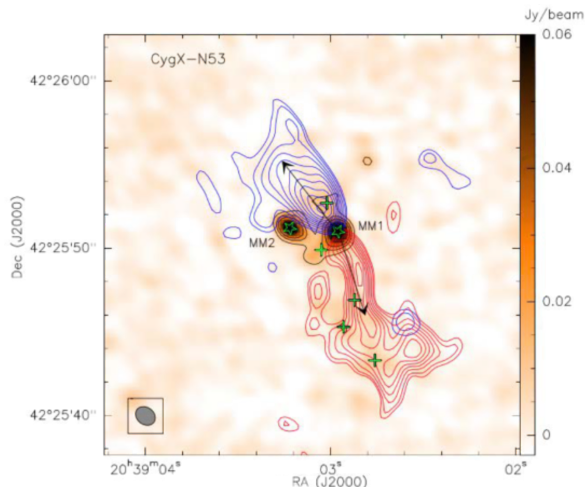
1.3.8 Candidats préstellaires massifs

La recherche de candidats préstellaires massifs est très active car la mise en évidence de tels objets permettrait de remettre en avant la fiabilité des modèles quasi-statiques. Cependant, la découverte de tels coeurs se confronte à plusieurs problèmes observationnels, qui pourraient expliquer leur non-détection jusqu’à présent. Les étoiles massives sont : (1) plus rares que celles de faible masse (représentant seulement 1% de la population stellaire dans la Galaxie), (2) avec des durées de vie 1000 fois plus courtes et un temps hypothétique de la phase préstellaire de 10⁴ ans, (3) plus éloignées ce qui les rend difficiles à résoudre spatialement, et (4) elles se forment dans des amas qui peuvent être fortement contaminés par l’activité des proto-étoiles déjà formées. Afin d’étudier les coeurs denses massifs, divers larges programmes ont été effectués dans le passé, comme HOBYS⁵ (Herschel imaging survey of OB Young Stellar objects) [Motte et al., 2010] et W43 HERO⁶ (W43 Hera/EmiR Observations).

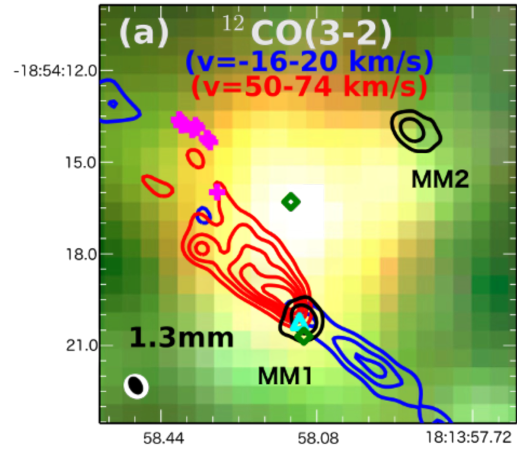
Ce n’est que très récemment que quelques candidats préstellaires massifs ont été signalés, grâce aux hautes résolutions angulaires apportées par les interféromètres. Les cinq plus prometteurs sont répertoriés dans la Table 1.4 [Motte et al., 2018a, Louvet, 2018]. Quatre de ces coeurs sont représentés dans la Figure 1.9. Malgré les efforts menés, le caractère préstellaire de ces coeurs denses, c’est-à-dire le fait que le coeur massif soit en équilibre et ne se fragmente pas en une multitude de coeurs, n’a toujours pas pu être confirmé pour les raisons suivantes. CygX-N53 contient deux coeurs massifs très proches : MM1 qui montre des flots importants en CO et SiO, et MM2 qui ne semble pas produire de flot. Cependant une faible émission de CO à haute vitesse est détectée à proximité de CygX-N53-MM2, qui pourrait provenir de la présence de flot de MM2 et ne pas être due à la contamination du coeur MM1 qui domine la région. Dans G11.92-0.61, une source continuum submillimétrique intense sans flot a été identifiée, cependant son absence d’émission moléculaire laisse à penser qu’il s’agit en réalité d’une source extragalactique. G11.11-P6-SMA1 quant à lui comporte les raies habituelles détectées dans les nuages denses (H₂CO, CO), mais ne montre pas d’émission provenant de molécules complexes contrairement aux protoétoiles étudiées dans l’*Infrared Dark Clouds (IRDC)* G11.11-0.12. L’étude du N₂D⁺ a révélé une structure et une cinématique complexe pour G028C9A, et les dispersions de vitesses sont consistantes avec le modèle du coeur turbulent de McKee and Tan [2003]. Cependant une étude des flots est nécessaire pour valider le caractère préstellaire de cette source. Enfin, le dernier candidat en date est W43-MM1#6, mis en avant par Nony et al. [2018] dans une région de formation d’étoiles massives très active. Il s’agit aujourd’hui du meilleur candidat préstellaire massif, et une partie de mes travaux lui ont été consacrés. Une présentation détaillée de ce candidat préstellaire se trouve dans la section qui suit, et mon analyse de son contenu moléculaire constitue le Chapitre 4 de ce mémoire.

5. <http://hobys-herschel.cea.fr/>

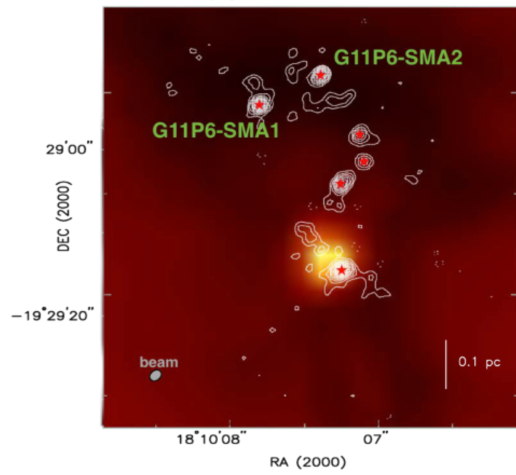
6. <https://www.iram-institute.org/EN/content-page-292-7-158-240-292-0.html>



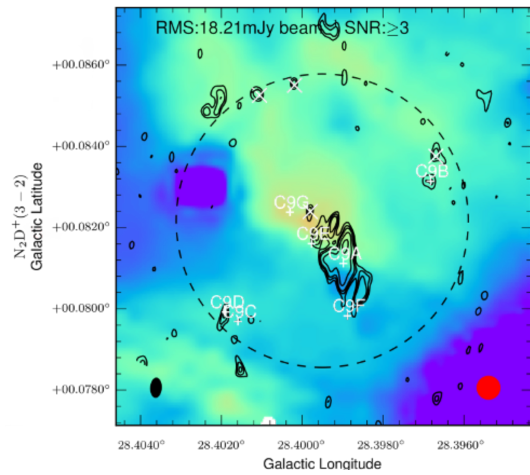
(a) CygX-N53-MM2



(b) G11.92-0.61-MM2



(c) G11.11-P6-SMA1



(d) G028C9A

FIGURE 1.9 – Coeurs préstellaires massifs potentiels.

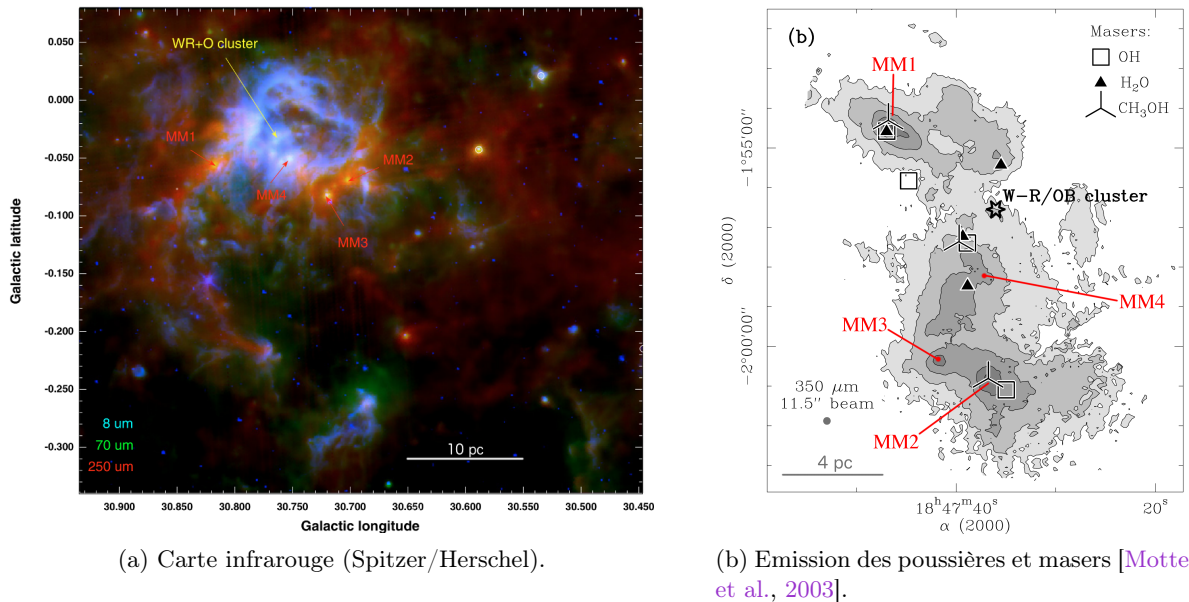


FIGURE 1.10 – Région principale de W43 (« W43-Main »).

1.4 Présentation de W43-MM1

La région d'intérêt de ces travaux est le fragment (sub-)millimétrique principal du complexe Westerhout 43, abrégé W43-MM1. Après une brève présentation de la région dans son ensemble, cette section a pour but de montrer ce qui rend W43-MM1 atypique et de justifier de l'avoir choisi comme objet d'étude. Nous verrons qu'en plus de jouer un rôle important dans la compréhension de la formation des étoiles massives, il peut être un échantillon de premier choix pour la compréhension de la chimie du MIS.

1.4.1 Vue d'ensemble de W43

Le complexe moléculaire dénommé W43, suite à l'étude des sources d'émission à 21 cm par Westerhout [1958], se trouve à la distance $d = 5,5$ kpc du Soleil, à l'une des extrémités de la barre galactique de la Voie Lactée. Il se trouve donc dans le plan galactique, avec pour coordonnées $l \approx 30,8^\circ$ et $b \approx 0,0^\circ$, c'est pourquoi il est aussi communément référencé sous le nom G30.8-0.0 dans la littérature. Solomon et al. [1987] a distingué 14 sous-structures dans ce nuage moléculaire géant grâce à des observations de CO, dont les deux plus massifs sont connus comme étant W43-Main et W43-South. Le nuage principal W43-Main contient une masse de $10^6 M_\odot$ dans une taille de 20 pc. Au cœur de celui-ci se trouve un groupement d'étoiles Wolf-Rayet (W-R) et de type OB de forte luminosité, indiqué dans la Figure 1.10a, qui ionise le milieu jusqu'à 5 pc et crée une région HII comme en témoigne la bulle d'émission infrarouge observée à $8 \mu\text{m}$ par le télescope spatial Spitzer. La forte activité de cet amas stellaire lui vaut la qualification de « *mini-starburst* », par analogie aux galaxies à sursaut de formation d'étoiles. Parmi les sources compactes de W43-Main, il y a 4 coeurs submillimétriques, notés de MM1 à MM4 [Motte et al., 2003], qui se distinguent de leurs homologues voisins par leurs fortes luminosités (de l'ordre de $1 - 3 \times 10^4 L_\odot$). La distribution de masers infrarouges et centimétriques, associés à une activité stellaire, permet de se rendre compte de l'importance de W43-MM1 en terme de formation d'étoiles. En effet, alors qu'aucun des masers indiqués sur la Figure 1.10b ne coïncide avec les positions de MM3 et MM4, W43-MM2 est associé aux masers OH et CH₃OH, tout comme W43-MM1 qui est en plus associé aux masers H₂O. Une analyse plus précise de W43-MM1 a permis de confirmer qu'il s'agit de l'un des coeurs massifs les plus jeunes et actifs de notre Galaxie, il apparaît donc comme un excellent candidat pour l'étude de la formation des étoiles massives.

1.4.2 MM1, un coeur très actif

W43-MM1 est un nuage filamentaire d'une masse de $2 \times 10^4 M_\odot$ comprise dans 6 pc^2 . Il se situe à 5 pc du groupement d'étoiles W-R/OB, au-delà du front d'ionisation causé par le rayonnement UV, et donc il reste un milieu relativement neutre. Le taux de formation d'étoiles – *Star Formation Rate* (SFR) – y est très important, $6000 M_\odot \cdot \text{Myr}^{-1}$, ce qui pourrait correspondre, durant une durée protostellaire d'environ $0,2 \text{ Myr}$, à 5% du SFR de la Voie Lactée [Louvét et al., 2014]. Motte et al. [2018b] a inventorié 131 sources grâce à des observations de la région avec une résolution sans précédent de 2400 au grâce à l'interféromètre ALMA. Ces sources ont été extraites de l'environnement avec l'algorithme *getsources*⁷, ce qui a permis de les caractériser de façon précise. Leurs masses, comprises entre 1 et $100 M_\odot$, ont été obtenues à partir de la relation :

$$M_{\text{core}} = -\frac{\Omega_b d^2}{\kappa_{1,3\text{mm}}} \ln \left(1 - \frac{S_{1,3\text{mm}}^{\text{peak}}}{\Omega_b B_{1,3\text{mm}}(T_{\text{dust}})} \right) \times \frac{S_{1,3\text{mm}}^{\text{int}}}{S_{1,3\text{mm}}^{\text{peak}}} \quad (1.5)$$

où $\Omega_b = 0,44''$ est l'angle solide du lobe, $\kappa_{1,3\text{mm}} = 0,01 \text{ cm}^2 \text{g}^{-1}$ est la valeur considérée pour l'opacité des poussières par unité de masse de gaz et poussières à $1,3 \text{ mm}$, $S_{1,3\text{mm}}^{\text{peak}}$ et $S_{1,3\text{mm}}^{\text{int}}$ sont respectivement le flux du pic et le flux intégré sur le coeur à $1,3 \text{ mm}$, et enfin $B_{1,3\text{mm}}(T_{\text{dust}})$ est la fonction de Planck à la température des poussières. La densité locale moyenne, représentée par l'espèce dominante H_2 et exprimée en cm^{-3} , peut alors être estimée simplement par :

$$\bar{n}_{\text{H}_2} = \frac{M_{\text{core}}}{\frac{4}{3}\pi\mu m_{\text{H}}(FWHM/2)^3} \quad (1.6)$$

avec $\mu = 2,8$ le poids moléculaire moyen par molécule de H_2 , m_{H} la masse de l'hydrogène et $FWHM$ la taille à mi-hauteur du coeur considéré. Parmi les sources extraites, qui sont marquées par des ellipses dans la figure 1.11, 18 sont des coeurs denses massifs avec $M_{\text{core}} > 10 M_\odot$, associés aux régions continuum les plus intenses (en orange/rouge). De ces 18 sources, l'étude de la présence de flots a révélé 14 objets protostellaires séparés de $0,05 - 0,1 \text{ pc}$ [Nony et al., soumis], les quatre autres sources restent avec un statut indéterminé et l'une d'entre elles est un candidat préstellaire massif. Leurs tailles varient entre 1200 et 2500 au , en accord avec la taille typique de coeurs pré- et proto- stellaires lorsqu'ils sont formés en groupe, et des densités comprises entre $0,2$ et $7,6 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$ qui sont un à deux ordres de grandeur au-dessus des valeurs habituelles. La région est dominée par l'émission des coeurs W43-MM1#1 et #4, indiqués dans la figure 1.11, que la résolution spatiale actuelle ne permet pas de distinguer correctement car ils sont relativement proches ($0,02 \text{ pc}$) et pourraient constituer un système en interaction [Pouteau et al., en prép.].

1.4.3 Intérêt pour la compréhension des étoiles massives

Sa structure filamentaire et ses nombreux coeurs font de cette région un élément important pour la compréhension de la formation des étoiles massives. Cette région relativement jeune a notamment : (1) servi pour l'étude la chimie du soufre dans les coeurs denses massifs [Herpin et al., 2009, Wakelam et al., 2011], (2) été observé par Herschel avec les raies H_2O [Herpin et al., 2012, 2016], (3) révélé des chocs basse vitesse tracés par le SiO et associés à une collision de nuages [Nguyen-Luong et al., 2013, Louvét et al., 2016], (4) montré un fort taux de formation stellaire [Louvét et al., 2014], et (5) été étudiée pour confronter la fragmentation du filament au champ magnétique [Cortés et al., 2016]. Les dernières observations à haute-résolution ont également montré que W43-MM1 est une région propice à la compréhension de la fonction de masse initiale et à la recherche d'un coeur préstellaire massif.

La fonction de masse initiale

La fonction de masse initiale - *Initial Mass Function* (IMF) - correspond à la distribution des masses d'étoiles nouvellement formées au sein d'une population. Elle est universelle et son

7. <http://www.herschel.fr/cea/gouldbelt/en/getsources/>

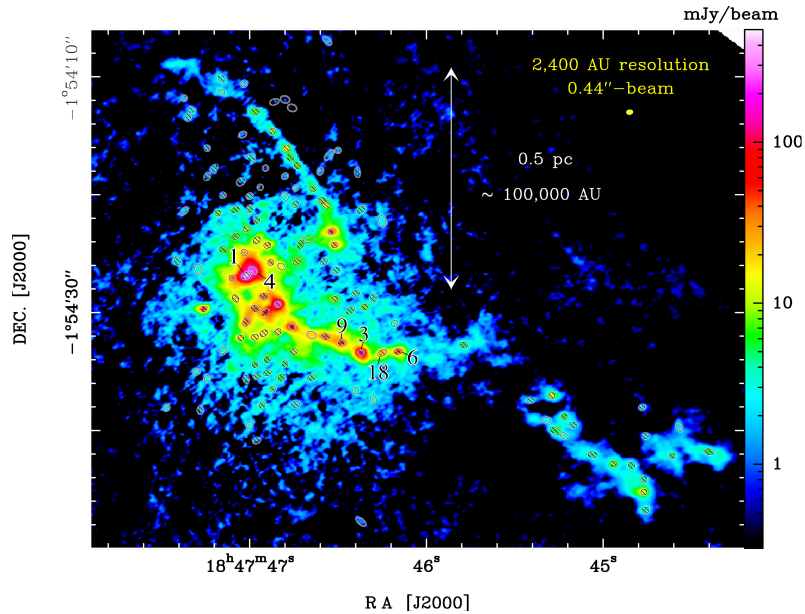
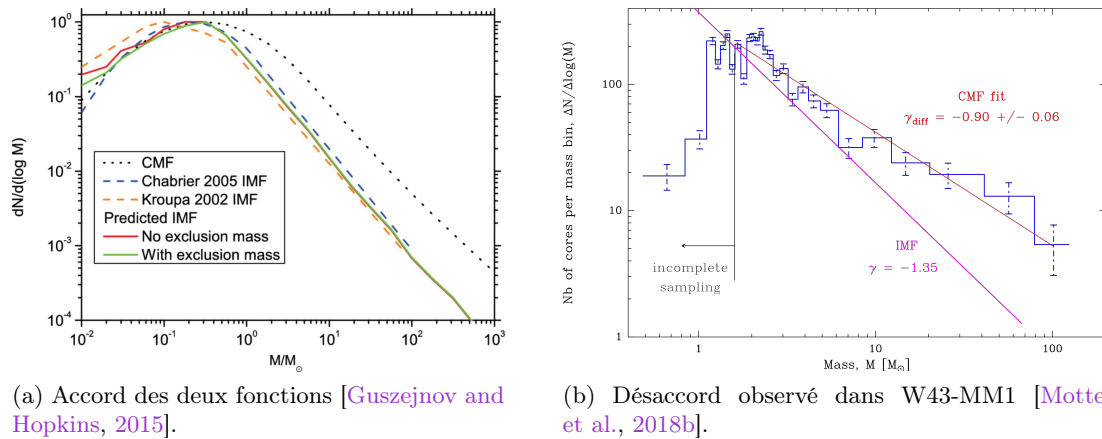


FIGURE 1.11 – Carte continuum de W43-MM1 obtenue avec l’interféromètre ALMA [Motte et al., 2018b].



(a) Accord des deux fonctions [Guszejnov and Hopkins, 2015].

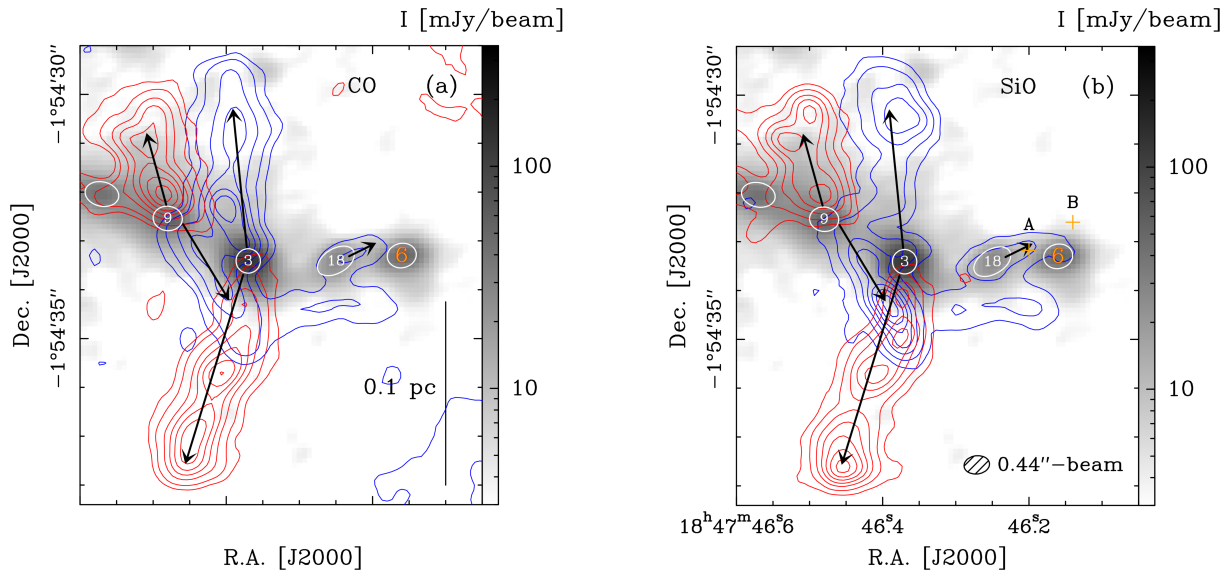
(b) Désaccord observé dans W43-MM1 [Motte et al., 2018b].

FIGURE 1.12 – Comparaison de l’*Initial Mass Function* (IMF) et de la *Core Mass Function* (CMF).

coefficient de pente ($\gamma = -1.35$, voir Bastian et al. [2010]) était jusqu’à présent considéré comme étant équivalent à celui de la fonction de masse des coeurs - *Core Mass Function* (CMF). Cette constatation induit un lien fort entre les coeurs denses et les étoiles qu’ils vont former, cependant il a été remis en cause par de récentes observations de W43-MM1 par Motte et al. [2018b]. Jusqu’à alors, l’étude de la CMF dans les régions de formation d’étoiles massives souffrait d’un manque de statistiques, mais la richesse de coeurs résolus par l’ALMA dans W43-MM1 a permis de pallier ce problème. Le constat est que, contrairement aux régions de formation stellaire proches, de populations de faibles masses ($0.08-5 M_{\odot}$), il y a un désaccord entre l’IMF et la CMF pour les coeurs massifs dans cette région (figure 1.12). Ce résultat peut être expliqué par une différence de représentation entre les environnements de formation d’étoiles massives et de faible masse, ou bien par une sur-représentation des coeurs massifs dans W43-MM1. Cette étude a permis d’initier le projet ALMA-IMF, auquel je participe, qui sera cité à diverses reprises dans ce manuscrit, en particulier dans la sous-section 2.3.3 qui lui est dédiée.

A la recherche d’un coeur préstellaire massif

Les analyses de Motte et al. [2018b] ont permis de mettre en avant les coeurs massifs ayant un stade avancé dans la formation d’étoiles, grâce au taux de contamination de la bande continuum



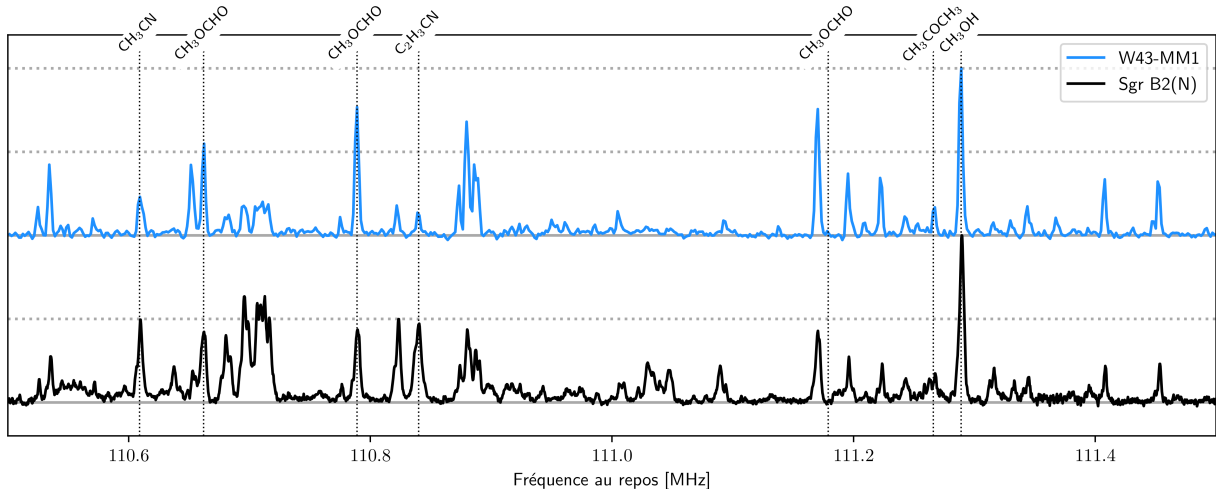
Notes : L'émission de CO(2-1) (a) et celle de SiO(5-4) (b) sont représentées par des contours. Les contours bleus représentent les ailes de raies négatives, les contours rouges les ailes de raies positives. L'émission continuum à 1,3 mm est en gris.

FIGURE 1.13 – Flots dans le filament de W43-MM1 autour des coeurs #3, 6, 9 et 18.

par les raies moléculaires. Cette richesse en raies est due à la présence de COMs. Alors que des coeurs tels que le #1 et le #4 ont une forte concentration de raies associées à la présence évidente d'un *hot core*, bon nombre de ces coeurs continuum ne contiendraient pas de signature moléculaire. Parmi ces derniers, le coeur #6 se distingue car il possède une masse ($60 M_{\odot}$) et une taille (1200 au) semblables à son coeur massif voisin #3 qui lui est clairement protostellaire. Nony et al. [2018] ont étudié la distribution du CO(2-1) et du SiO(5-4) afin de mettre en évidence l'éventuelle présence de flots. La figure 1.13 des émissions CO et SiO est extraite de cet article (Annexe A.1). Une éjection bipolaire est clairement visible pour le coeur #3, ce qui est en accord avec la présence d'une proto-étoile. A proximité du coeur #6, seul un flot bleu (en direction de l'observateur) est visible et serait associé au coeur #18 qui se trouve entre le candidat préstellaire et le coeur protostellaire. Toutefois des données à plus haute résolution sont nécessaires pour le confirmer.

1.4.4 Intérêt pour l'étude de la complexité moléculaire

La course à la recherche de molécules complexes dans le milieu interstellaire a permis de cibler quelques sources propices à leur présence, associées à des régions de formation d'étoiles massives. La rareté et la distance de ces étoiles compliquent la détection, car cela va à l'encontre des sources proches et brillantes idéales pour les observations. Cependant l'une de ces régions est le nuage moléculaire Sgr B2, qui bien qu'il soit situé à l'importante distance de 7,9 kpc du Soleil, reste le favori en termes de découvertes. Ceci est probablement dû à son statut de région de formation d'étoiles massives de type *ministarburst*, avec des densités locales considérables ($n_{\text{H}_2} = 2 \times 10^7 \text{ cm}^{-2}$ dans 0,4 pc pour Sgr B2(N), Goldsmith et al. [1990]) qui permettent de faciliter la détection d'espèces rares. Les observations de W43-MM1, qui est 30% plus proche, ont montré qu'il s'agissait également d'une région avec une très forte activité de formation stellaire et des densités énormes. Jusqu'à présent, W43-MM1 n'a pas bénéficié d'autant d'attention que Sgr B2, qui possède de larges relevés spectraux moléculaires de haute précision, provenant d'antennes uniques [Données de 30m de l'IRAM ; Belloche et al., 2013] et interférométriques [Projet EMOCA : Exploring Molecular Complexity with ALMA ; Belloche et al., 2015]. En 2017, j'ai pu utiliser le 30m de l'IRAM pour observer W43-MM1 avec des paramètres comparables aux observations de Sgr B2(N). Les spectres révèlent une richesse de raies comparable pour les deux régions, comme en témoigne la Figure 1.14. De plus, la richesse en sources continuum observée à haute



Notes : Spectres intégrés dans le lobe du 30m (correspondant à une région de taille 0,6 pc pour W43-MM1, et 0,8 pc pour Sgr B2). Les transitions indiquées ont été identifiées par [Belloche et al. \[2013\]](#). Les 2 spectres sont normalisés par la raie de CH_3OH à 111,289 GHz.

FIGURE 1.14 – Comparaison de spectres 30m-IRAM provenant de W43-MM1 et Sgr B2(N).

résolution spatiale dans W43-MM1 apporte un intérêt à la région pour comparer l'évolution du contenu moléculaire en fonction du stade d'évolution des coeurs. En outre, une attention particulière pourrait être portée vers cette région plus proche et tout aussi spectaculaire, qui nécessite l'acquisition de larges bandes spectrales à haute résolution spatiale.

Chapitre 2

Observations du milieu interstellaire

La vaste étendue de l'Univers ne permet pas une analyse *in situ* du milieu interstellaire mais nécessite une étude à longue distance de son contenu. Cela se fait grâce à l'émission de photons, qui se propagent de manière isotrope jusqu'à parvenir à nos télescopes, qu'ils soient spatiaux ou terrestres. Les instruments de mesure vont pouvoir les détecter et il faudra alors interpréter le signal reçu en caractéristiques physiques. Dans ce chapitre, je vais tout d'abord présenter les principes de spectroscopie moléculaire, en présentant brièvement les modes de transitions possibles et en présentant la diversité moléculaire du MIS vue dans la table 1.2. Je vais ensuite parler du fonctionnement des radiotélescopes pour finir avec une présentation des données que j'ai obtenues et utilisées au cours de cette thèse.

2.1 Spectroscopie

La caractérisation des molécules est définie par l'étude de leurs spectres, ou spectroscopie. Elle dépend des énergies de transitions qui peuvent être soit de type électroniques, pour des transitions d'électrons entre orbitales d'énergies inférieures à l'énergie d'ionisation, soit dues aux mouvements vibrationnels des atomes, ou alors aux mouvements de rotation. En effet, une molécule composée de n atomes comporte $3n$ degrés de liberté qui incluent 3 degrés pour la position et 3 degrés rotationnels (2 dans le cas des molécules linéaires), les $3n - 6$ ou $3n - 5$ degrés restants sont vibrationnels. Les mouvements de translation définissent l'énergie cinétique de la molécule et ne peuvent généralement pas être utilisés en spectroscopie. La table 2.1 est un résumé des gammes de fréquences associées à chacun des types de transitions. Nous nous intéressons plus particulièrement aux transitions rotationnelles, car ce sont celles-ci qui sont principalement détectées en radioastronomie.

2.1.1 Transitions entre niveaux d'énergie

Transitions électroniques

Les transitions électroniques correspondent à une transition entre deux états du cortège électronique moléculaire, qui peuvent être représentés comme une combinaison linéaire des orbitales atomiques. A l'instar des transitions électroniques pour les atomes, la désexcitation entre deux

	Rotationnelle	Vibrationnelle	Electronique
f (GHz)	3 – 300	$(3 - 150) \times 10^3$	$(6 - 30) \times 10^5$
λ	0,1 – 10 cm	2 – 100 μm	100 – 500 nm
Domaine	Micro-onde	Infrarouge	Visible-UV

Source : Cours « *Molecular Rotational Spectroscopy* » par Stuart R. Mackenzie : <http://mackenzie.chem.ox.ac.uk/teaching.html>.

TABLE 2.1 – Caractéristiques des transitions moléculaires.

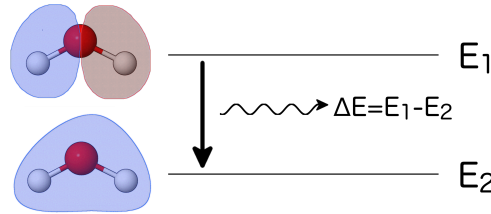


FIGURE 2.1 – Exemple de désexcitation entre deux configurations du cortège électronique de H_2O .

configurations électroniques moléculaires émet un photon d'énergie égale à la différence des énergies des deux niveaux. Ce schéma classique de transition énergétique, représenté en figure 2.1, s'applique également aux transitions vibrationnelles et rotationnelles. Compte tenu des faibles énergies des photons dans le MIS, les électrons excités se trouvent dans les orbitales moléculaires les plus externes. Les énergies typiques nécessaires aux électrons pour effectuer des transitions entre les orbitales d'une molécule est de l'ordre de quelques eV, les désexcitations qui en suivent sont donc détectées dans les domaines UV et visible. Dans leur état fondamental, toutes les couches électroniques des molécules sont remplies par des paires d'électrons. En plus de certains ions qui sont sujets à ce type de transitions, des espèces appelées « radicaux » sont également soumises à une grande instabilité car elles possèdent des électrons non appariés sur la couche externe. Bien connaître les transitions électroniques est important car elles peuvent changer les états vibrationnels et rotationnels des molécules.

Transitions vibrationnelles

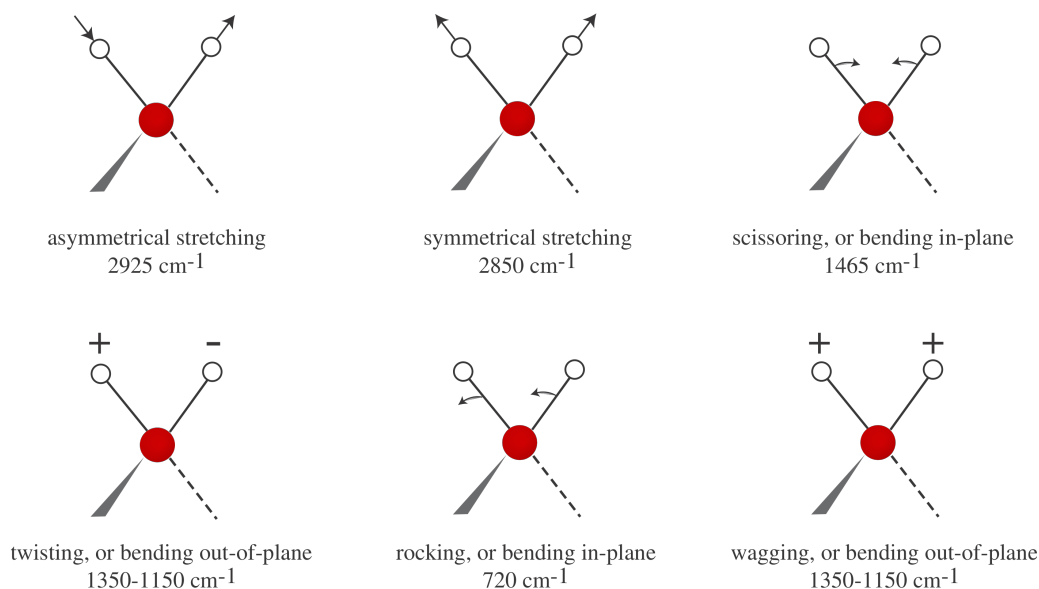
Les liaisons entre les atomes qui composent une molécule ne sont pas immuables mais subissent des perturbations vibrationnelles détectables dans le domaine IR. Elles peuvent correspondre soit à l'élongation des liaisons, soit à leur déformation, le premier type étant associé à des fréquences plus importantes. A titre d'illustration, la figure 2.2 montre les différents modes du groupe méthylène ($-\text{CH}_2$). Les processus d'élongation peuvent s'effectuer de manière symétrique (par exemple les deux H s'éloignent du C) ou asymétrique (alors qu'un H se rapproche du C, l'autre s'éloigne). Les déformations correspondent quant à elles à la modification des angles entre les atomes. Elles peuvent s'effectuer dans le plan, via un balancement ou le rapprochement/éloignement de deux atomes, et hors du plan, par torsion ou agitation. Les énergies de transitions dues aux modifications de configuration d'une molécule peuvent être déterminées mathématiquement ou numériquement, sachant que la quantité de couples vibrationnels dépend du nombre d'atomes constituant la molécule, ce qui complique rapidement les calculs.

Transitions rotationnelles

Enfin, les molécules peuvent effectuer des mouvements de rotation autour de leur centre de masse, qui vont être associés aux transitions rotationnelles, observables dans le domaine micro-onde. La rotation d'une molécule va dépendre de son moment d'inertie, défini comme étant $I = \sum_i m_i r_i^2$, avec m_i la masse de l'atome i et r_i sa distance par rapport au centre de masse. Le moment d'inertie se décompose en 3 composantes notées I_A , I_B et I_C , liées aux 3 axes orthogonaux A, B et C. L'axe A est associé à l'axe de symétrie de la molécule s'il existe. Le rapport de ces moments va définir le type de rotateur qui correspond à la molécule. Il peut être :

- **sphérique** : $I_A = I_B = I_C$
- **linéaire** : $I_A \ll I_B = I_C$
- **symétrique** : $I_A < I_B = I_C$ dans le cas prolate ou $I_A = I_B < I_C$ dans le cas oblate
- **asymétrique** : $I_A < I_B < I_C$

Les molécules linéaires sont assimilées à une toupie symétrique avec un moment d'inertie le long de l'axe de symétrie $I_A = 0$. La molécule en rotation va alors posséder un moment angulaire $I\omega$, qui dépend de sa vitesse angulaire ω . Par conservation du moment angulaire, seulement



Source : « *Infrared Spectroscopy : Theory* », Online edition for students of organic chemistry lab courses at the University of Colorado, Boulder, Dept of Chem and Biochem. (2002)

FIGURE 2.2 – Modes vibrationnels du groupe -CH₂.

certaines transitions sont possibles, ce qui définit la règle de sélection $\Delta J = \pm 1$ entre les niveaux des nombres quantiques de rotation J .

Pour les molécules linéaires (rigides), les valeurs propres des états rotationnels en spectroscopie rotationnelle pure sont :

$$E_r(J) = BJ(J + 1) \quad (2.1)$$

avec B la constante rotationnelle $B = h^2/8\pi^2I$ (en Joules). En suivant la règle de sélection dépendant de J et dans l'approximation du rotateur rigide

$$\Delta E_r = E_r(J + 1) - E_r(J) = 2B(J + 1). \quad (2.2)$$

Les transitions rotationnelles sont donc régulièrement espacées d'une énergie égale à $2B$ (figure 2.3). En réalité les molécules ne sont pas des rotateurs rigides, les liaisons s'allongent lors de la rotation sous l'effet de la force centrifuge qui induit une brisure de la règle de sélection. Les mouvements vibrationnels quant à eux ont une faible influence sur la rotation, mais un couplage des deux phénomènes conduit à de nouvelles transitions qualifiées comme étant « ro-vibrationnelles ».

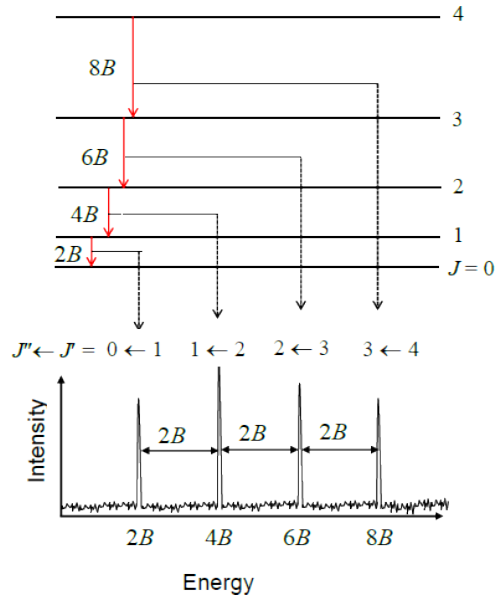
Le spectre de rotation pure n'est accessible que lorsque la molécule possède un moment dipolaire électrique μ (en Debye D) permanent. Celui-ci vient d'une distribution non-uniforme des charges positives et négatives au sein de la molécule, ce qui apparaît notamment lorsque ses atomes ont des électronégativités différentes. H₂ étant une molécule symétrique composée de deux atomes identiques, l'absence de moment dipolaire permanent explique l'impossibilité d'obtenir des spectres millimétriques pour cette molécule. Notons cependant qu'un moment dipolaire peut être induit par réaction avec d'autres molécules ou par l'ajout d'un groupement simple comme les groupements méthine (-CH) ou nitrile (-CN).

2.1.2 Paramètres spectroscopiques

Présentation des différents paramètres

La transition entre un niveau excité i d'énergie E_u et un niveau j d'énergie inférieure E_l va se faire via l'émission ou l'absorption d'un photon de fréquence

$$\nu = \frac{E_u - E_l}{h}, \quad (2.3)$$



Source : https://en.wikipedia.org/wiki/Rotational_spectroscopy

FIGURE 2.3 – Niveaux d'énergie et positions des raies pour un rotateur rigide.

suivant une certaine probabilité A_{ij} (en s^{-1}) [Einstein, 1916]. Les populations n sont différentes pour chaque niveau énergétique et dépendent de l'environnement dans lequel se trouve une espèce. En effet, un milieu chaud et dense aura tendance à peupler des niveaux supérieurs via des excitations radiatives et collisionnelles, tandis que ce sont les niveaux de faibles énergies qui sont peuplés dans un milieu froid. Dans les nuages moléculaires, les densités sont généralement telles que l'Équilibre Thermodynamique Local (ETL) est atteint, les processus d'excitation sont dominés par les collisions et donc la température d'excitation T_{ex} est égale à la température cinétique du gaz T_{kin} . Dans ces conditions, le milieu est dit « thermalisé », et en considérant également que les raies sont optiquement minces (voir le paragraphe « Critère ETL et opacité » ci-dessous), le rapport de population entre les niveaux i et j est décrit par la loi de Boltzmann :

$$\frac{n_i}{n_j} = \frac{g_i}{g_j} \exp\left(\frac{-h\nu}{kT_{ex}}\right) \quad (2.4)$$

où g_i et g_j correspondent aux poids statistiques, ou dégénérescence, des niveaux. La concentration de molécules qui peuplent un niveau, généralement exprimée en cm^{-3} , peut être transcrite en densité de colonne en intégrant le long de la ligne de visée $N_i = \int n_i ds$ (cm^{-2}), ce qui donne dans le cas d'une transition entre un niveau i et l'état fondamental

$$\frac{N_i}{N_0} = \frac{g_i}{g_0} \exp\left(\frac{-E_i}{T_{ex}}\right). \quad (2.5)$$

La densité de colonne totale d'une espèce correspond à la somme des densités à tous les niveaux. Elle s'exprime alors

$$N_{tot} = \sum_i N_i = \frac{N_0}{g_0} \sum_i g_i \exp\left(\frac{-E_i}{T_{ex}}\right) \quad (2.6)$$

Finalement, avec les hypothèses de l'ETL et de raies optiques minces, il existe une relation entre la densité de colonne totale et la valeurs mesurée pour une seule transition.

$$\frac{N_i}{N_{tot}} = \frac{g_i \exp(-E_i/T_{ex})}{Q(T_{ex})} \quad (2.7)$$

avec

$$Q(T) = \sum_i g_i \exp\left(\frac{-E_i}{T}\right) \quad (2.8)$$

la fonction de partition de l'espèce.

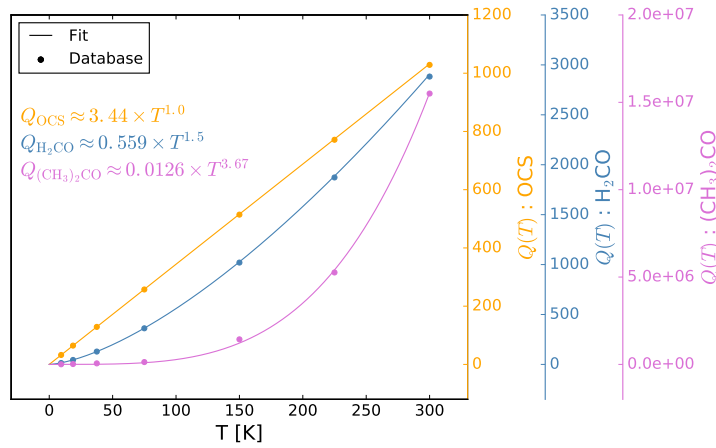


FIGURE 2.4 – Variation de la fonction de partition avec la température pour différentes molécules.

Estimer la valeur de la fonction de partition

La fonction de partition d'une molécule peut être obtenue, à une température donnée, à partir des poids statistiques g_i de l'ensemble des niveaux d'énergie E_i en suivant l'équation 2.8. Ces deux quantités peuvent être retrouvées dans les bases spectroscopiques, mais les laboratoires mettent généralement à disposition les valeurs de Q obtenues pour quelques températures typiques de l'étude des régions de formation d'étoiles ($E_u = 10 - 300\text{K}$), voire plus larges pour certaines espèces (de 2.73 à 1000 K). Ces points permettent d'estimer l'évolution de Q avec la température, en suivant l'approximation :

$$Q(T) \approx q_A \times T^{q_B} \quad (2.9)$$

où q_A et q_B sont les paramètres de fits, propres à chaque molécules. La Figure 2.4 montre, par exemple, la corrélation entre les valeurs indiquées par les bases spectroscopiques et le fit obtenu avec l'approximation 2.9. Alors que certaines molécules comme OCS ont une fonction de partition qui varie linéairement avec la température, d'autres, comme celle du $(\text{CH}_3)_2\text{CO}$, varient en suivant une loi de puissance de haut degré. Carvajal et al. [2019] montrent l'impact de différentes approximations de la fonction de partition sur l'estimation de la densité de colonne, en particulier pour des températures supérieures à 300 K. Leur étude, basée sur l'exemple de trois molécules que sont l'acide isocyanique (HNCO), l'acétonitrile (CH_3CN) et le formiate de méthyle (HCOOCH_3), montre des différences relatives allant de 9 à 43% sur les densités de colonnes.

Critère ETL et opacité

Afin de s'assurer que les conditions de l'ETL sont atteintes, une certaine densité est nécessaire. Cette densité, appelée la « densité critique », est la limite à partir de laquelle il y a un nombre de collisions suffisant pour exciter la molécule vers un niveau d'énergie supérieur. Elle peut être estimée, en cm^{-3} , par la relation suivante :

$$n_{\text{crit}} = \frac{A_{ij}}{\gamma_{ij}}. \quad (2.10)$$

avec γ_{ij} le taux de collision en cm^3s^{-1} . Le coefficient d'Einstein A_{ij} est fourni par les spectroscopistes. Le taux de collision d'une molécule de masse m et de rayon r_A avec une molécule de rayon r_B , peut être estimé à partir de la vitesse cinétique $v = \sqrt{8kT_{\text{kin}}/\pi m}$ et la section efficace de collision $\sigma = \pi(r_A + r_B)^2$. L'espèce collisionnelle principale dans le milieu interstellaire est le H_2 , molécule légère et abondante. Les valeurs de γ_{ij} sont accessibles pour 37 molécules sur le site [Leiden Atomic and Molecular DATabase \(LAMDA\)](https://home.strw.leidenuniv.nl/~moldata/)¹ [Schöier et al., 2005], elles ont été déterminés à partir de calculs de chimie quantique et de façon expérimentale. Le calcul à partir de la vitesse cinétique et de la section efficace ne peut être utilisé que comme approximation, et

1. <https://home.strw.leidenuniv.nl/~moldata/>

peut se révéler difficile notamment pour l'estimation des rayons moléculaires des espèces les plus complexes.

Si des fortes densités sont nécessaires pour la détection de molécules, des valeurs trop importantes peuvent être problématiques. En effet plus le milieu est dense, plus un rayonnement de désexcitation émis par une molécule aura de probabilité d'être absorbé par une autre molécule de la même espèce, c'est-à-dire avec des niveaux d'excitation similaires. Ce phénomène, appelé « épaisseur optique », est souvent important dans les régions de formation d'étoiles et doit être pris en compte. Il peut être obtenu à une fréquence ν donnée, par

$$\tau = \frac{h}{\Delta\nu} N_u B_{ul} \left(\exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) - 1 \right), \quad (2.11)$$

avec $\Delta\nu$ la largeur à mi-hauteur (en Hz) et $B_{ul} = A_{ul}c^3/8\pi h\nu^3$ le deuxième coefficient d'Einstein. Ceci permet de déterminer un facteur de correction de profondeur optique

$$C_\tau = \frac{\tau}{1 - \exp(-\tau)}, \quad (2.12)$$

tel que $N_u = N_u^{\text{thin}}/C_\tau$. Ceci correspond à une réduction de la valeur de la densité de colonne comparée à une estimation sous l'hypothèse d'une raie optiquement mince ($\tau \ll 1$). A cause des basses températures d'excitation dans les nuages moléculaires, les transitions associées à des niveaux de faible énergie sont plus susceptibles d'être optiquement épaisses car ces niveaux sont plus peuplés que ceux de haute énergie.

2.1.3 Bases de données

Les données spectrales des transitions rotationnelles et ro-vibrationnelles sont par exemple accessibles sur Splatologue², qui regroupe différents catalogues dont les principaux sont :

- le [Cologne Database for Molecular Spectroscopy \(CDMS\)](#)³ [Endres et al., 2016]
- le catalogue du [Jet Propulsion Laboratory \(JPL\)](#)⁴ [Pickett et al., 1998]
- le catalogue du [National Institute of Standards and Technology \(NIST\)](#)⁵ [Lovas, 2004]

Ce site permet de télécharger les données spectroscopiques de façon très modulaire, en sélectionnant notamment des intervalles de fréquence, de niveaux d'énergie supérieurs et de coefficients d'Einstein. Divers outils sont disponibles pour télécharger ces banques de données, comme le package très complet Python Astroquery⁶, qui, en plus de faire des requêtes spectroscopiques, permet, entre autres, de récupérer des articles, des informations sur les sources astrophysiques et des surveys. Les espèces chimiques sont identifiées dans les catalogues grâce à un numéro, le TAG, composé d'au moins 4 chiffres. Les premiers chiffres correspondent au nombre de masse, l'antépénultième chiffre renseigne sur la base de donnée (0=JPL, 1=NIST, 5=CDMS) et les deux derniers permettent de créer un identifiant unique à chaque espèce. Certaines espèces ont été étudiées par plusieurs laboratoires avec des résultats différents, il est important de porter une attention particulière au choix et à la validité des informations fournies⁷.

2.1.4 Zoologie moléculaire

L'exploration des bases de données révèle une panoplie de molécules, aux propriétés et notations différentes. Cette sous-section a pour but de faire l'inventaire de ces notations et de les contextualiser dans les différents environnements du milieu interstellaire, pour préparer le lecteur à la suite de ce manuscrit.

2. <http://www.cv.nrao.edu/php/splat/>

3. <https://cdms.astro.uni-koeln.de/>

4. <https://spec.jpl.nasa.gov/>

5. <https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database>

6. <https://github.com/astrophy/astroquery>

7. Bases de données recommandées pour chaque espèce : http://cassis.irap.omp.eu/docs/Molec_tab.pdf

Isotope	Galactic centre	4 kpc molecular ring	Local ISM	Solar System	Carbon stars	Nuclei of galaxies
$(^{12}\text{C}/^{13}\text{C})$	~ 20	53 ± 4	69 ± 6	89	> 30	≥ 30
$(^{14}\text{N}/^{15}\text{N})$	> 600	320 ± 30	388 ± 32	270	> 515	...
$(^{16}\text{O}/^{18}\text{O})$	250	327 ± 32	557 ± 30	490	320–1260 > 2700	~ 200
$(^{18}\text{O}/^{17}\text{O})$	3.5 ± 0.2	3.6 ± 0.2	3.6 ± 0.2	5.5	0.6–0.9 < 1	8
$(^{32}\text{S}/^{34}\text{S})$	~ 22	~ 22	~ 22	22
$(^{29}\text{Si}/^{30}\text{Si})$	1.5	1.5	1.5	1.5

TABLE 2.2 – Rapports isotopiques des éléments plus lourds [extrait de [Wilson, 1999](#)].

Ions

La présence d’ions positifs ou négatifs est principalement dictée par l’effet des rayons cosmiques au coeur des nuages moléculaires, où les densités ne laissent pas passer le rayonnement UV. A titre d’exemple, bien qu’ils soit détecté dans tout type d’environnement [e.g. [Nikolic, 2007](#), et références citées], le cation formylium HCO^+ est un indicateur de formation stellaire car il trace bien les parties denses des nuages moléculaires ($n_{\text{H}_2} \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$). Il est également intéressant de relever que les ions jouent un rôle important dans la chimie en phase gazeuse. Pour les ions, seuls les deux derniers chiffres du TAG changent par rapport à l’espèce principale.

Isotopologues

L’un des constituants d’une molécule peut être remplacé par un isotope, c’est-à-dire un atome avec un nombre de neutrons différents ; on a alors à faire à un isotopologue. Le nombre de neutrons retirés ou ajoutés va redéfinir le nombre de masse, ce qui permet de distinguer les TAGs des différents isotopologues. Les rapports isotopiques varient en fonction des régions dans le ciel, et même si aucune loi ne définit actuellement ces rapports qui sont directement liés aux activités de nucléosynthèse, des observations ont permis de définir des tendances. Cette variation s’observe très bien dans Table 2.2, extraite de [Wilson \[1999\]](#), qui répertorie les rapports pour différentes régions de la Galaxie. Les rapports $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$, $^{32}\text{S}/^{34}\text{S}$ et $^{29}\text{Si}/^{30}\text{Si}$ restent à peu près constants, ce qui apporte des renseignements sur les processus de formation de ces espèces, explorés par l’auteur dans l’article susmentionné. Des relations empiriques permettent même de les estimer en fonction de la distance par rapport au centre galactique D_{GC} . Au cours de cette thèse, j’ai utilisé les relations suivantes, provenant respectivement de [Milam et al. \[2005\]](#) et [Chin et al. \[1996\]](#) :

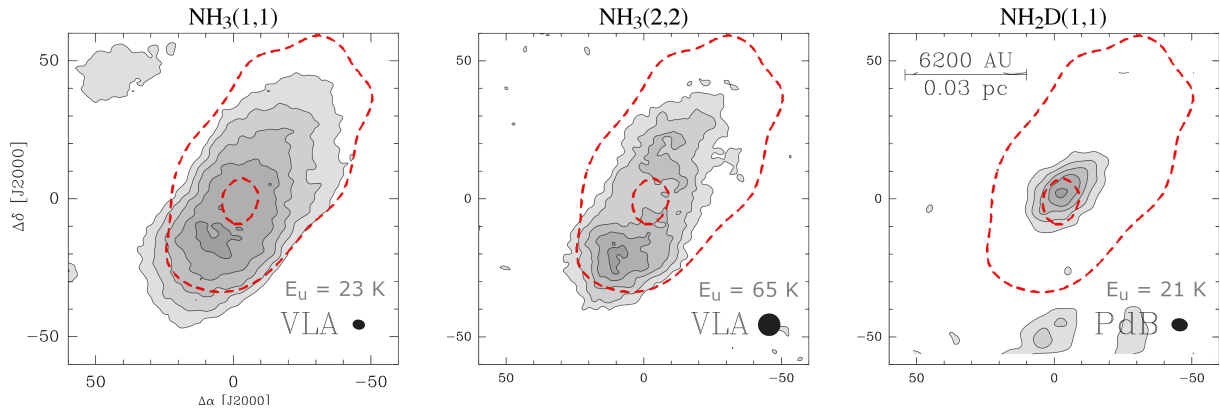
$$^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = (6,21 \pm 1,00)D_{\text{GC}} + 18,71 \pm 7,37 \quad (2.13)$$

$$\begin{aligned} ^{32}\text{S}/^{34}\text{S} &= (3,3 \pm 0,5)D_{\text{GC}} + 4,1 \pm 3,1 \\ ^{34}\text{S}/^{33}\text{S} &= 6,3 \pm 1,0 \end{aligned} \quad (2.14)$$

En considérant une distance $D_{\text{GC}} = 4.5 \text{ kpc}$ pour W43-MM1 [[Zhang et al., 2014](#)], on obtient $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 47 \pm 12$ et $^{32}\text{S}/^{34}\text{S} = 19 \pm 5$, en accord avec les résultats à 4 kpc de la Table 2.2. Le rapport $^{32}\text{S}/^{33}\text{S} = 125 \pm 72$ est estimé à partir d’une combinaison des rapports formulés en (2.14).

Espèces deutérées

Un cas particulier d’isotope est le deutérium, un noyau d’hydrogène agrémenté d’un neutron. Le rapport D/H est estimé à $2 - 3 \times 10^{-5}$ dans le gaz interstellaire local [[Linsky et al., 2006](#)]. Il y a un fort enrichissement des espèces deutérées dans les régions de formation d’étoiles, avec des



Notes : Cartes d'intensité intégrée, avec pour niveau de 15% à 95% du maximum, par pas de 20%. Les contours en tirets rouges correspondent aux niveaux à 50% et 95% du continuum à 1.2mm. Figure extraite de Crapsi et al. [2007].

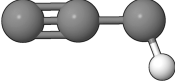
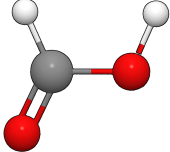
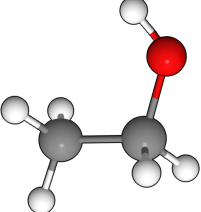
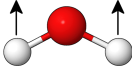
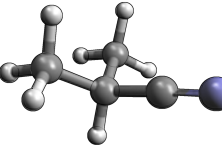
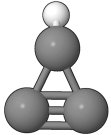
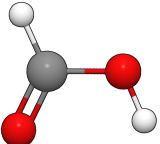
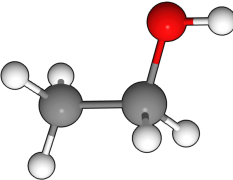
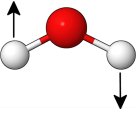
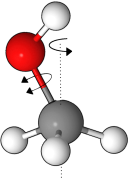
FIGURE 2.5 – Comparaison de la distribution des émissions de NH_3 et NH_2D dans L1544.

abondances >0.1 pour e.g. CH_2DOH , NH_2D , HDO et CHDO , observé aux conditions de basse température ($T \leq 20\text{K}$) et de fortes densités ($N \geq 10^5 \text{ cm}^{-3}$) typiques de coeurs préstellaires. Même si cela n'a pas été confirmé pour le moment, les espèces deutérées pourraient être utilisées comme un traceur d'évolution de la formation stellaire [Fontani et al., 2011]. Actuellement, ce sont plus d'une trentaine d'espèces deutérées simples, doubles ou triples (par exemple pour le méthanol et l'ammoniac) qui ont été identifiées dans le MIS. Les espèces classiques traceuses du gaz moléculaire, telles que CO et CS , sont déplétées aux fortes densités, d'où l'importance des espèces deutérées pour tracer l'hydrogène moléculaire dans ces zones. La Figure 2.5 compare la distribution de l'ammoniac et son isotope deutéré dans le coeur préstellaire L1544. Le pic d'émission $\text{NH}_3(1,1)$ ne coïncide pas avec le pic d'émission des poussières, ce qui suggère qu'il est optiquement épais vers le centre, à plus haute densité. La carte de $\text{NH}_3(2,2)$, mieux résolue, montre deux pics d'émission et un trou au niveau des fortes densités. Au contraire, le NH_2D trace très bien le gaz dense qui se trouve au centre de la source.

Isomères

Les isomères sont des molécules possédant la même formule brute mais qui diffèrent pour diverses propriétés. Ces différences sont résumées dans la Table 2.3, qui regroupe les principales notations isomériques rencontrées dans l'étude du milieu interstellaire. La structure de certaines espèces, comme le propynylidyne C_3H , peut-être linéaire ($l-$) ou cyclique ($c-$). Le butyronitrile a été détecté dans Sgr B2(N) sous sa forme linéaire $n-\text{C}_3\text{H}_7\text{CN}$ [Belloche et al., 2009] et avec une ramification des deux groupes méthyle $- \text{CH}_3$ ($i-\text{C}_3\text{H}_7\text{CN}$) [Belloche et al., 2014], ce dernier trace la même région mais les densités sont 2,5 fois moins importantes. L'isométrie *cis/trans*, distingue deux configurations selon que les groupes fonctionnels sont situés du même côté (*cis-*) ou de part et d'autre (*trans-*) de la chaîne principale. Ainsi dans le cas du *cis*- HCOOH , les deux atomes d'hydrogène sont du même côté de la chaîne C-O, tandis qu'ils sont sur les côtés opposés pour le *trans*- HCOOH . On distingue ce type d'isométrie de la conformérie, qui elle décrit seulement la rotation spatiale des liaisons simples. Dans le cas de l'éthanol $\text{CH}_3\text{CH}_2\text{OH}$, ont été détectées la forme *gauche* ($g-$), qui correspond à un angle de $\pm 60^\circ$ entre la chaîne principale et la liaison $-\text{OH}$, ainsi que la forme *anti* ou *trans* ($a-$), qui correspond à un angle opposé de valeur 180° . Le moment angulaire de spin nucléaire des atomes d'hydrogène joue également un rôle dans l'énergie des niveaux de molécules. C'est le cas par exemple de l'ammoniac NH_3 et du méthane CH_4 , ainsi que celui de la molécule d'eau H_2O , pour laquelle on distingue la configuration *ortho*- ($o-$), quand les spins des deux atomes d'hydrogène sont alignés, de la configuration *para*- ($p-$), quand leurs spins sont anti-alignés. Le ratio *ortho:para* dépend de la température du gaz, car l'énergie de l'état rotationnel fondamental est différente. Une autre distinction est également communément prise en compte pour le méthanol CH_3OH , qui est une molécule asymétrique. La rotation interne entre le groupe méthyle CH_3- et la liaison $-\text{OH}$ conduit à deux états de

torsion, identifiés comme A- et E-, qui peuvent être interprétés comme deux espèces moléculaires distinctes [voir e.g. le chapitre 2 de la thèse de [de Buizer, 2000](#)].

Structurale	Spatiale		Spin	Autres exemples
l-C ₃ H	cis-HCOOH	g-CH ₃ CH ₂ OH	o-H ₂ O	i-C ₃ H ₇ CN
				
c-C ₃ H	trans-HCOOH	a-CH ₃ CH ₂ OH	p-H ₂ O	A- et E- CH ₃ OH
				

Note : Le visuel des molécules provient de [KIDA](#), hormis i-C₃H₇CN qui vient du site du [CDMS](#).

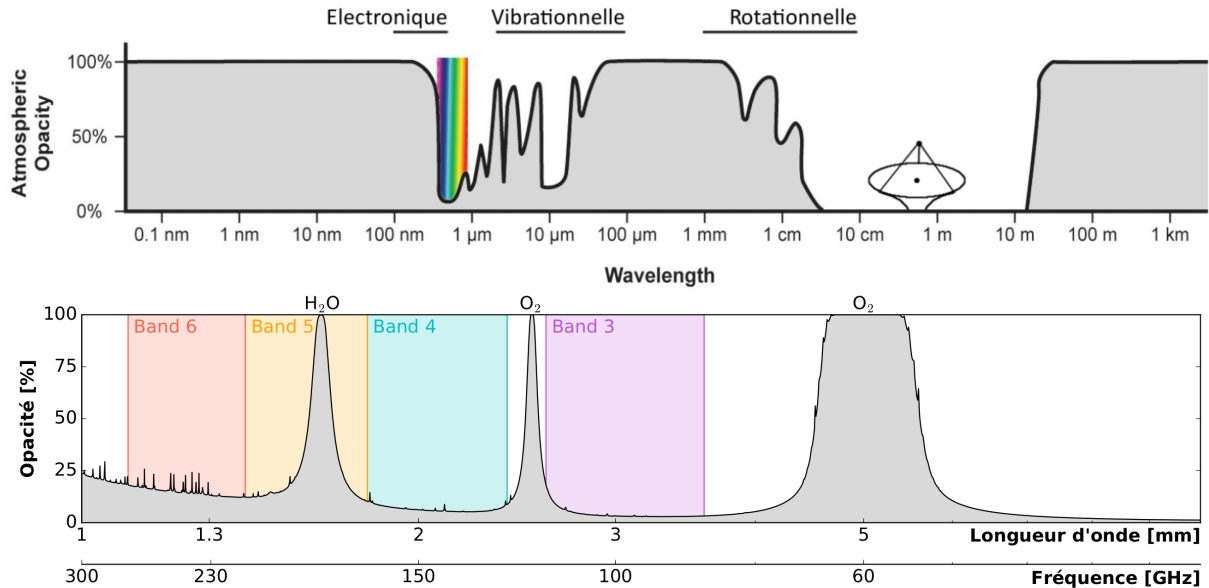
TABLE 2.3 – Distinction usuelle des isomères dans les bases de données spectroscopiques.

2.2 Radiotélescopes

Les radiotélescopes sont un outil fondamental pour tout astrophysicien qui s'intéresse à l'étude des molécules dans l'espace. Comprendre leur fonctionnement est primordial afin de pouvoir préparer les demandes d'observations, de calibrer les données et de les interpréter correctement. Cette section présente brièvement les fondamentaux utiles pour la compréhension du manuscrit, notamment en préparation de la section 2.3 qui présente les observations et les calibrations que j'ai effectuées. Le lecteur qui cherche une description plus détaillée du principe de fonctionnement des radiotélescopes peut se tourner vers le document de [Biraud and Nguyen-Quang-Rieu \[1994\]](#) ou le livre complet de [Wilson et al. \[2013\]](#).

2.2.1 Domaine d'observation

Le gaz contenu dans l'atmosphère peut former une barrière opaque à l'arrivée du rayonnement, ce qui va contraindre les domaines d'observation accessibles depuis le sol. Les principaux responsables dans le domaine radio sont la vapeur d'eau (H₂O) et le dioxygène (O₂), le dioxyde de carbone (CO₂) en infrarouge et l'ozone (O₃) pour les UV. Alors que l'atmosphère est opaque aux plus faibles longueurs d'ondes (UV, rayons X et γ), que la vapeur d'eau bloque les IR et que l'ionosphère fait barrière aux ondes les moins énergétiques ($< 10^{-7}$ eV), les domaines micro-onde et radio compris entre 1 mm et 10 m se prêtent très bien aux observations avec des antennes au sol, car l'absorption y est relativement faible (voir figure 2.6). Cependant, cette fenêtre d'observation associée aux transitions rotationnelles est tout de même sujette à la présence de vapeur d'eau, dont l'effet est minimisé par la construction des radiotélescopes dans des régions désertiques et en altitude. La Figure 2.6 montre l'opacité de l'atmosphère pour ALMA avec une quantité de vapeur d'eau précipitable – *Precipitable Water Vapor (PWV)* – de 3mm, obtenue par le code de transmission atmosphérique micro-onde [modèle ATM, e.g [Pardo et al., 2001](#)]. Entre 10 et 300 GHz, 3 raies d'absorption fortes divisent les fenêtres d'observation : O₂ à 60 GHz et 118,75 GHz, H₂O à 183,31 GHz. On parle d'observations à 1,3 mm (230 GHz), 2 mm (150 GHz) et 3 mm (100 GHz). Pour ALMA, cela correspond respectivement aux bandes 6, 4 et 3. Dans le cas d'EMIR, pour l'antenne unique de l'IRAM, on parle de E230, E150 et E090.



Notes : Les domaines de longueurs d'onde correspondant aux transitions moléculaires de type électroniques ($10^{-7} - 10^{-6}$ m), vibrationnelles ($10^{-6} - 10^{-4}$ m) et rotationnelles ($10^{-3} - 10^{-1}$ m) sont indiqués par les traits noirs horizontaux. Le schéma d'antenne représente le domaine d'observation des radiotélescopes. Les bandes 3, 4, 5 et 6 spécifiées correspondent aux bandes ALMA.

FIGURE 2.6 – *En haut.* Opacité de l'atmosphère (Source : NASA) et modes de transition. *En bas.* Résultat du modèle de transmission pour ALMA de 30 à 300 GHz avec un PWV de 3mm⁸.

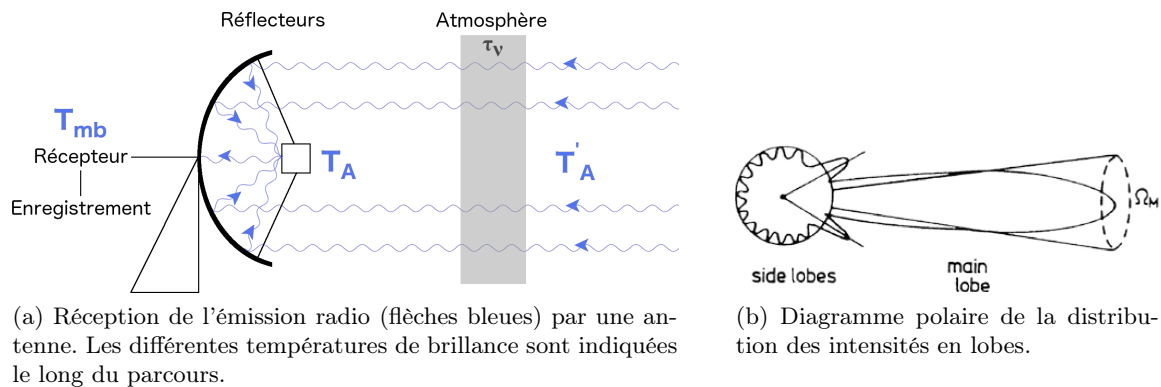


FIGURE 2.7 – Principe de détection d'un radiotélescope.

2.2.2 Théorie des antennes

Les radiotélescopes se composent d'un étage d'entrée et d'un étage de sortie, appelés *front-end* et *back-end*. Après avoir traversé l'atmosphère, les photons émis par une source vont être interceptés par le *front-end*, qui se compose d'antennes couplées à des récepteurs (de préférence de type hétérodyne, §2.2.3), ce qui permet de transformer les ondes électromagnétique en signal électrique. Les signaux sont ensuite envoyés dans le *back-end* afin d'être éventuellement corrélés (dans le cas des interféromètres) et de passer dans des polarimètres et des spectromètres. Nous parlerons ici uniquement du fonctionnement du *front-end*.

L'étude de l'émission céleste s'effectue en terme de température de brillance, c'est-à-dire la puissance lumineuse des objets. Pour les radiotélescopes, on parle plutôt de température d'antenne T_A , qui représente la température à laquelle il faudrait porter l'antenne assimilée à une résistance pour produire la même puissance. Pour déterminer T'_A , la température d'antenne de la source hors de l'atmosphère, il faut corriger de l'atténuation qui dépend de la profondeur

8. <https://almascience.eso.org/about-alma/atmosphere-model>

optique τ_ν de l'atmosphère.

$$T_A = T'_A \exp(-\tau_\nu) \quad (2.15)$$

Cette température est ensuite corrigée de l'efficacité de détection vers l'avant, F_{eff} , pour donner T_A^* qui correspond à la réponse à une source étendue :

$$T_A^* = \frac{T'_A}{F_{\text{eff}}}. \quad (2.16)$$

Puis, lorsque le signal est intercepté par les réflecteurs, il subit des effets de diffraction qui dépendent de la taille relative de l'antenne et de l'onde incidente. Le signal va alors être réparti entre le lobe principal et les lobes secondaires de la figure de diffraction, en fonction de l'angle par rapport au pointage (Figure 2.7b). La température de brillance dans le lobe principal vaut :

$$T_{\text{mb}} = \frac{F_{\text{eff}}}{B_{\text{eff}}} T_A^*, \quad (2.17)$$

où $B_{\text{eff}} = \Omega_{\text{mb}}/\Omega_A$ est l'efficacité du lobe principal, d'angle solide Ω_{mb} , par rapport au lobe total de l'antenne, d'angle solide Ω_A . Elle est moins importante pour les petites longueurs d'ondes. Cette efficacité varie également avec l'élévation de la source observée, ce qui, combiné aux effets de l'atmosphère, rend plus difficile les études vers le centre galactique. Enfin, si la source est compacte, le signal récupéré dans les lobes secondaires provient de sources externes, ce qui perturbe le signal récolté dans le lobe principal. Ainsi, pour que des observations de deux radiotélescopes puissent être comparables, elles doivent être corrigées de la dilution dans le lobe principal. Elles sont alors rapportées en terme de température de brillance de la source T_s , par la relation :

$$T_{\text{mb}} = T_s \frac{\theta_s^2}{\theta_s^2 + \theta_{\text{mb}}^2}, \quad (2.18)$$

qui prend en compte le facteur de dilution, entre la taille de la source θ_s et la taille projetée θ_{mb} du lobe principal, généralement exprimées en arcsec. Si la source est plus petite que le lobe principal, elle est dite « diluée » et la température dans le lobe principal est moins importante que la température de la source. La valeur de la température de brillance d'une source compacte, exprimée en Kelvin, peut également être convertie en densité de flux en suivant la loi de Rayleigh-Jeans :

$$S = \frac{2kT_{\text{mb}}\Omega_{\text{mb}}}{\lambda^2}, \quad (2.19)$$

dont l'unité est exprimée en Jansky ($1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$). Cette conversion dépend de la longueur d'onde d'observation et de l'angle solide du lobe principal. La projection du lobe à mi-puissance dans le plan du ciel correspond à une ellipse d'axes θ_{min} et θ_{maj} , et son angle solide vaut dans le cas d'un lobe gaussien :

$$\Omega_{\text{mb}} = \frac{\pi\theta_{\text{min}}\theta_{\text{maj}}}{4 \ln 2}. \quad (2.20)$$

Dans le cas d'une source étendue, les relations précédentes ne sont plus valables, il faut prendre en compte le modèle de lobes du radiotélescope pour incorporer l'effet des lobes secondaires.

2.2.3 Détection hétérodyne

A cause des moins bonnes performances fournies par les composants à haute fréquence, il est en général impossible pour les radiotélescopes en ondes millimétriques et submillimétriques d'amplifier le signal à la fréquence d'observation, ou *Radio Frequency* (RF). Les radiotélescopes utilisent le principe de détection hétérodyne, dont les explications qui suivent sont illustrées dans la Figure 2.8. Le signal est convertit de la RF (haute fréquence) vers une fréquence intermédiaire – *Intermediate Frequency* (IF), en le mélangeant à un oscillateur local – *Local Oscillator* (LO). Deux bandes latérales sont observées de part et d'autre du LO, elles sont désignées comme étant la *Lower SideBand* (LSB) et la *Upper SideBand* (USB).

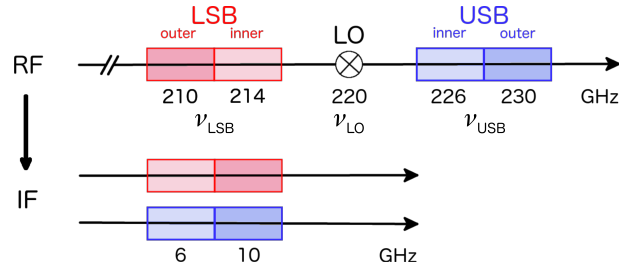


FIGURE 2.8 – Exemple du principe hétérodyne pour des récepteurs 2SB.

$$\begin{aligned} \nu_{\text{IF}} &= |\nu_{\text{LO}} - \nu_{\text{RF}}| \\ \nu_{\text{LSB}} &= \nu_{\text{LO}} - \nu_{\text{RF}} \quad \text{et} \quad \nu_{\text{USB}} = \nu_{\text{RF}} - \nu_{\text{LO}}. \end{aligned} \quad (2.21)$$

Par principe, l'axe fréquentiel des spectres est inversé par le mélangeur pour les **LSB** et doit être de nouveau renversé. Les signaux **LSB** et **USB** peuvent alors être combinés après un rééchantillonnage. L'étude indépendante des deux bandes peut s'effectuer grâce aux récepteurs de type *Dual SideBand* (2SB), qui permettent d'obtenir simultanément deux signaux à deux fréquences distinctes, en rejetant le signal provenant de l'autre bande. Notons que les bandes latérales peuvent-elles-mêmes être décomposées en deux parties : la partie intérieure (*inner*) et la partie extérieure (*outer*).

Le bruit sur un spectre varie comme la racine du temps d'intégration. A ce titre, lorsque les récepteurs sont construits de façon à détecter les deux modes de polarisation (horizontale et verticale) simultanément, combiner les deux polarisations si le signal n'est pas polarisé permet de diminuer le bruit d'un facteur $\sqrt{2}$.

2.2.4 Résolution angulaire d'une antenne unique

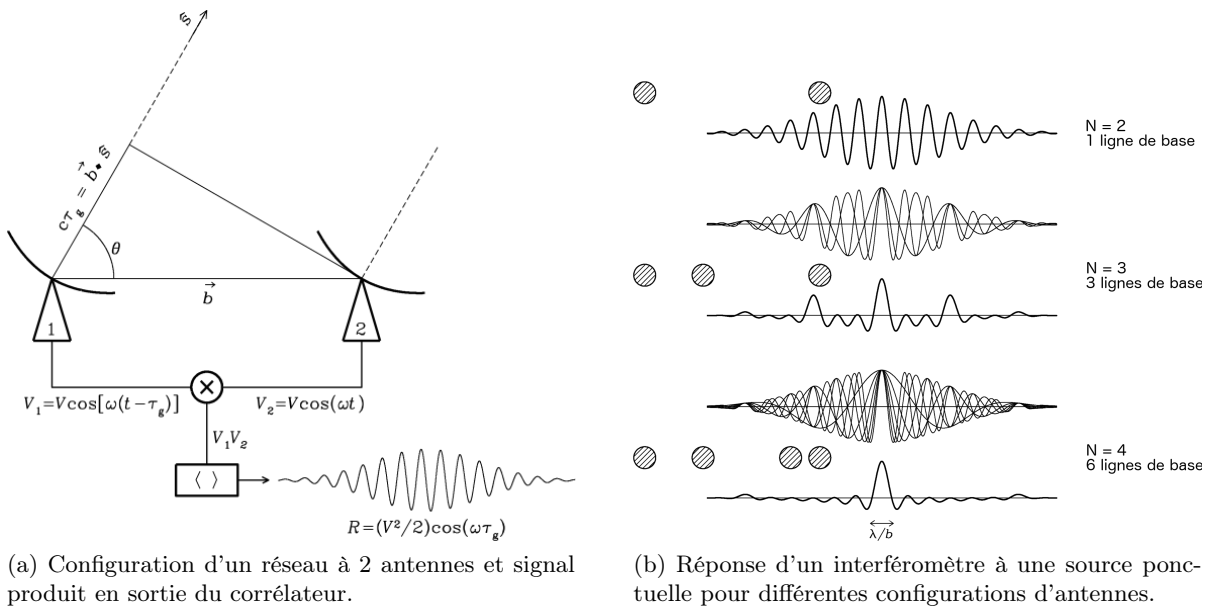
Le pouvoir de résolution d'une antenne unique dépend simplement de son diamètre D et de la longueur d'onde d'observation λ en suivant le critère de Rayleigh, c'est-à-dire les limites imposées par la figure de diffraction. Ceci donne en considérant l'approximation des petits angles :

$$\theta_{\text{SD}} = 1,22 \frac{\lambda}{D} \quad (2.22)$$

Pour une fréquence donnée, il est donc nécessaire d'avoir une antenne aussi grande que possible pour avoir une meilleure résolution. Cependant la résolution des antennes uniques est souvent insuffisante pour isoler l'émission des coeurs denses dans les nuages moléculaires mais va récupérer le signal provenant de plusieurs radiosources. Même s'il est possible de construire d'énormes antennes, comme en témoigne la mise en service récente de l'impressionnant radiotélescope de 500m, le *Five-hundred-meter Aperture Spherical Radio Telescope* (FAST), les contraintes techniques sont nombreuses et plus difficiles à surmonter, notamment la déformation thermique que subit une antenne. Heureusement une technique peut pallier ce problème : l'interférométrie.

2.2.5 Interférométrie

Un interféromètre est un réseau d'antennes qui sont reliées dans le but de simuler une antenne beaucoup plus grosse. Cela peut se faire de manière locale, comme les interféromètres ALMA et NOEMA, mais il est également possible de connecter des antennes très éloignées grâce à la synchronisation de haute précision offerte par les horloges atomiques. Dans le deuxième cas, on parle d'interférométrie à très longue ligne de base – *Very Long Baseline Interferometry* (VLBI). Ceci permet d'obtenir des résolutions sans précédent, comme en témoigne l'image du premier trou noir, détectée récemment au coeur de Messier 87, grâce à l'*Event Horizon Telescope* (EHT) [Event Horizon Telescope Collaboration et al., 2019].



Source : « *Essential Radio Astronomy* » par Condon & Ransom <https://science.nrao.edu/opportunities/courses/era>.

FIGURE 2.9 – Principes d’interférométrie

Principe d’observation

Un réseau de N antennes peut-être interprété comme un ensemble de $N(N - 1)/2$ paires d’antennes, dont le principe est illustré dans la Figure 2.9a. Une onde plane provenant d’une source dans la direction s , va atteindre une première antenne, puis une seconde avec un retard géométrique τ_g qui dépend de l’angle d’observation θ et de la distance b entre les antennes, appelée « ligne de base ». Les deux tensions V_1 et V_2 obtenues, proportionnelles au champ électrique produit par la source, sont ensuite combinées en *back-end* dans le corrélateur, qui donne en sortie

$$R = \langle V_1 V_2 \rangle = \frac{V^2}{2} \cos(\omega \tau_g), \quad (2.23)$$

une réponse qui dépend de la fréquence ω et du retard. Le réseau de deux antennes se comporte comme des trous de Young, des franges d’interférence se forment avec une phase :

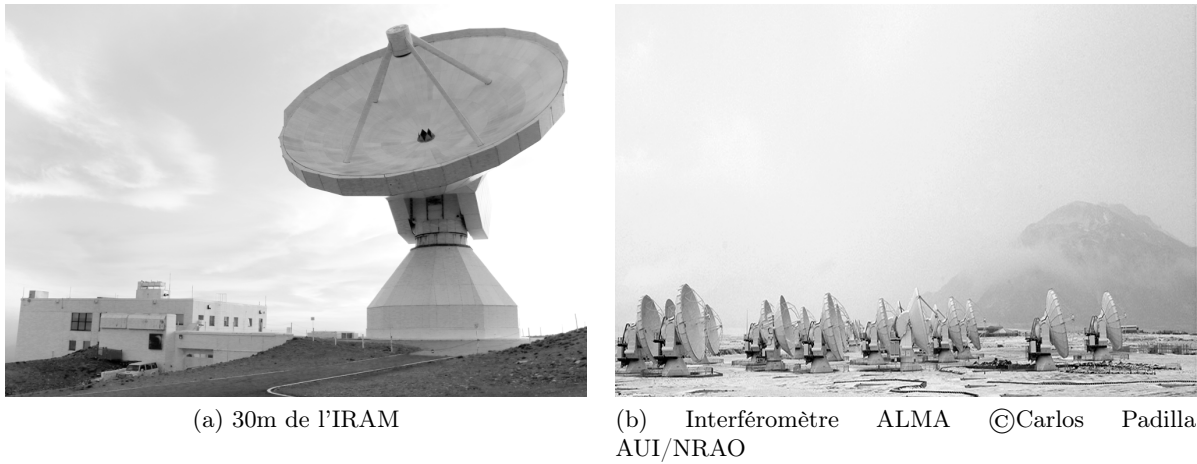
$$\phi = \omega \tau_g = \frac{\omega}{c} b \cos \theta \quad (2.24)$$

Le signal provenant d’une source, localisée dans un plan image (x, y) , se retrouve alors représenté dans l’espace des fréquences spatiales (u, v) , qui correspond à la transformée de Fourier de la distribution spatiale d’intensité. Les « visibilités », ainsi sont appelées les données dans le plan (u, v) , sont caractérisées par une amplitude, représentation quantitative d’une longueur d’onde donnée, et une phase, qui renseigne sur la localisation de la composante. Grâce à l’amplitude et la phase, il est possible de passer de la figure d’interférence à la structure de la source par transformée de Fourier inverse. Pour une meilleure qualité d’image, il faut balayer l’espace des fréquences spatiales afin d’obtenir une bonne « couverture uv ». Ceci se fait grâce à l’utilisation d’un grand nombre d’antennes, pour avoir un maximum de lignes de base, et en allongeant le temps d’intégration pour mieux profiter de la rotation de la Terre (voir l’exemple de la figure 2.13). Un poids, déterminé en fonction de bruit, est ensuite attribué aux différentes lignes de base dans le plan (u, v) pour pouvoir reconstruire une image homogène.

Résolution

L’avantage d’un tel dispositif est que le pouvoir de résolution ne dépend pas de la taille des réflecteurs primaires des antennes, mais de la distance b qui les sépare :

$$\theta_1 \approx \frac{\lambda}{b} \quad (2.25)$$



(a) 30m de l'IRAM

(b) Interféromètre ALMA ©Carlos Padilla AUI/NRAO

FIGURE 2.10 – Radiotélescopes utilisés pour cette étude.

Ainsi la résolution maximale d'un interféromètre, c'est à dire la plus petite échelle qu'il peut observer, dépend de sa plus longue ligne de base. Au contraire, l'échelle la plus large dépend de la ligne de base la plus courte. Donc plus les antennes qui constituent un interféromètre sont distantes, plus il va avoir tendance à filtrer le signal provenant de l'émission étendue et ne récupérer que celui des sources compactes. Afin de régler ce problème, qui correspond à un manque d'information dit d' « espacement court », les données à longue ligne de base sont combinées à des données de moins bonne résolution, qui peuvent par exemple être obtenues avec un réseau plus compact ou une antenne unique, et qui correspondent aux lignes de base courtes manquantes. De plus, dans le cas d'une faible élévation de la source observée, un phénomène de *shadowing* peut avoir lieu pour des observations interférométriques. Il s'agit de la mise en ombre d'une antenne par les antennes adjacentes, qui vont intercepter une part du signal de l'antenne qui se trouve derrière.

2.3 Données observationnelles

Afin d'étudier W43-MM1 sous différents aspects, nous avons collecté des données de W43-MM1 avec l'antenne de 30m de l'IRAM et l'interféromètre ALMA. Alors que la première nous permet une étude spectrale sur l'ensemble des domaines à 1,3, 2 et 3mm mais intégrée sur une zone étendue de la région ($\sim 0,5$ pc), le second permet d'étudier chaque coeur indépendamment grâce à sa grande résolution spatiale ($\sim 0,5''$, 0,01 pc) mais ne permet pas actuellement en pratique d'aussi grandes bandes spectrales.

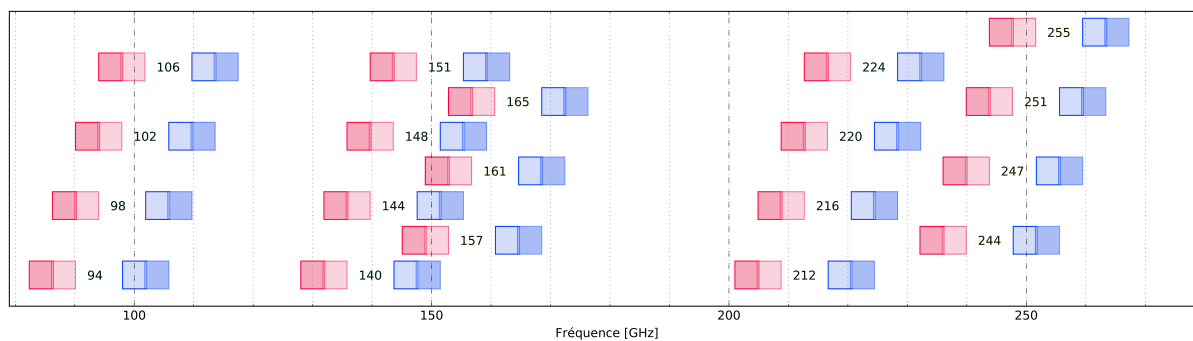
2.3.1 30m de l'IRAM – 1,3, 2 et 3 mm

Présentation du télescope

L'antenne unique de 30 mètres de diamètre de l'IRAM (Figure 2.10a) se situe à Pico Veleta, dans le massif espagnol la Sierra Nevada, à une altitude de 2850m. Comme présenté dans le §1.2.1, cette antenne a joué un rôle majeur dans la détection de nombreuses espèces dans le milieu interstellaire. Cela est notamment dû à sa large surface collectrice qui offre une grande sensibilité, et rend cette antenne adaptée à la détection des émissions les plus faibles. Par définition de l'antenne unique, le 30m de l'IRAM va produire un spectre intégré sur le lobe centré sur la ligne de visée. Cependant, il est également possible de produire des cartes en observant successivement plusieurs positions contiguës.

Deux récepteurs hétérodynes différents sont associés à l'antenne :

- *Eight MIxer Receiver (EMIR)*, conçu pour l'étude des raies spectrales.
- *HEterodyne Receiver Array (HERA)*, un récepteur composé de 9 pixels adapté pour faire des cartes.



Notes : Les 19 configurations d'observation. Pour chacune d'entre elles, les bandes latérales **LSB** (rouge) et **USB** (bleu) sont observées simultanément de part et d'autre de l'oscillateur local dont la fréquence est indiquée.

FIGURE 2.11 – Configuration spectrale des observations 30m de W43-MM1.

Alors que **EMIR** couvre les bandes à 0,9, 1,3, 2 et 3mm (73 – 375 GHz), nommées E330, E230, E150 et E090, **HERA** ne permet d'observer que sur la gamme 210 – 276 GHz. Dans notre cas, nous nous intéressons à **EMIR** car il s'agit du récepteur que j'ai utilisé pour couvrir plus de fréquences. Ses fréquences d'observations correspondent à des résolutions spatiales allant de 7" à 34". Différents *back-ends* peuvent être connectés au récepteur :

- le **Fast Fourier Transform Spectrometer (FTS)** est composé de 24 modules qui permettent d'atteindre jusqu'à 50 kHz de résolution spectrale sur des larges bandes de 16 GHz.
- le **Versatile Spectrometric and Polarimetric Array (VESPA)** peut descendre jusqu'à des résolutions < 10 kHz mais sur des bandes réduites (10 MHz). Il est surtout conçu pour être utilisé avec **HERA** ou l'utilisation de son mode polarimétrie.
- le **Wideband Line Multiple Autocorrelator (WILMA)** est composé de 18 modules qui offrent 2 MHz de résolution. Il peut être utilisé pour compléter le **FTS** sur les larges raies faibles.

Même si le **FTS** est adapté pour les surveys spectraux, il produit des différences de niveaux entre les multiples fenêtres spectrales des modules, qui peuvent être corrigées lors de la réduction de données. Les bandes latérales **LSB** et **USB** sont centrées à 8 GHz du **LO** et ont chacune une largeur de 8 GHz. De plus, **EMIR** offre la possibilité de combiner deux bandes spectrales, ce qui permet d'observer jusqu'à 32 GHz simultanément avec **WILMA** ou avec le **FTS** à une résolution de 200 kHz.

Acquisition des données

Les données du 30m que j'utilise ont été obtenues à partir du projet 019-17 « *Complex molecules in young hot cores: W43-MM1 and DR21-OH* », initié par Sylvain Bontemps (Laboratoire d'Astrophysique de Bordeaux). En tant que co-investigateur, j'ai pu aller sur place pour me charger de l'acquisition des données, au cours des 5 nuits d'observations du 26 au 30 mai 2017. Le programme d'observation, basé sur les capacités d'**EMIR** couplées au *back-end* **FTS**, a été pensé de manière à observer l'intégralité des bandes à 1.3, 2 et 3mm en un minimum d'observations, soit en sélectionnant successivement 19 **LOs** (Figure 2.11). La bande à 0.9mm n'a pas été choisie car le bruit et les contraintes météorologiques sont trop importants. Certaines fréquences sont couvertes par plusieurs observations, ce qui permet de réduire le bruit qui varie avec la racine du temps d'intégration.

Malgré des conditions météorologiques quelque peu capricieuses, j'ai pu effectuer les observations désirées en adaptant le planning des fenêtres d'observations. En effet, les observations à haute fréquence, ici 1.3mm, sont plus sensible au vent (le lobe primaire est plus petit, il faut être plus précis sur le pointage) et à l'humidité (voir Figure 2.6) ; j'ai cherché à observer ces fenêtres dans les meilleures conditions possibles.

Source	RA	Dec	Type
Science			
W43MM1	18:47:47	-01:54:26	Coeur dense massif
DR21OH	20:39:00	42:22:48	Coeur dense massif
Sources de pointage			
1226+023	12:29:06	02:03:08	BL Lac
1730-130	17:33:02	-13:04:49	Quasar
1741-038	17:43:58	-03:50:04	Quasar
1749+096	17:51:32	09:39:00	BL Lac
2251+158	22:53:57	16:08:53	Quasar
K3-50A	20:01:45	33:32:43	Région HII
W3(OH)	02:27:03	61:52:24	Région HII

TABLE 2.4 – Liste des sources observées avec le 30m.

Une session s’organise de la manière suivante :

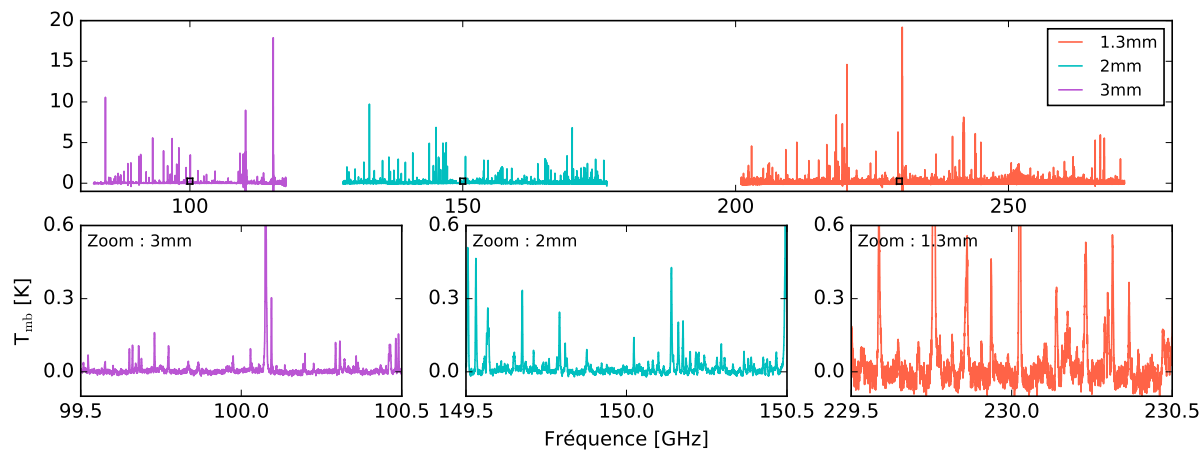
- Sélection du récepteur, de l’oscillateur local et du *back-end*.
- Calibration, pour une bonne estimation des échelles d’intensité en tenant compte des variations atmosphériques.
- Pointage du télescope sur une source pour détecter un éventuel correctif (« *offset* ») à apporter à la position d’observation.
- Focus du réflecteur secondaire, qui s’effectue sur la même source que celle de pointage.
- Observation de la source désirée.

Une fois un récepteur sélectionné et la calibration correctement effectuée, il est possible de faire plusieurs observations successives à des fréquences proches. Cependant il est nécessaire de refaire un pointage assez fréquemment, toutes les heures ou toutes les deux heures dans de bonnes conditions météorologiques. Lorsque les conditions changent rapidement, comme par exemple une forte variation de température sur la surface de l’antenne au cours du lever et du coucher de soleil, ainsi que lors d’un changement de bande d’observations, le pointage doit être refait. Les sources de pointage utilisées pour ces observations sont répertoriées dans la table 2.4. Elles ont été choisies pour leur intensité et leur position assez proche de la cible, cependant la variation de l’élévation au cours de la journée ne permet pas de sélectionner une unique source de pointage. Il s’agit généralement de noyaux actifs de galaxie, sources relativement ponctuelles assez intenses pour être détectées. D’autres objets comme K3-50A et W3(OH) sont également de très bonnes sources pour la calibration [Reuter and Kramer, 1998].

Les observations ont été réalisées en mode « *wobbler* ». Le miroir secondaire vibre avec une fréquence de 33 mHz et permet d’alterner la position visée : source (position « *ON* ») et positions écartées de $\pm 180''$ (positions « *OFF* »). La soustraction des spectres *OFF* au spectre *ON* permet de ne garder que le signal de la source et de s’affranchir des variations lentes du récepteur et de l’atmosphère. Les lignes de base spectrales obtenues avec ce mode d’observation sont meilleures mais dans le cas d’une source très étendue, il peut y avoir du signal dans les positions *OFF* qui apparaîtra comme un signal négatif dans le spectre final.

Présentation des données

Une fois les calibrations effectuées sur chacune des bandes d’observations, la ligne de base doit être uniforme et le spectre global cohérent. Les spectres calibrés finaux de W43-MM1 sont affichés dans la figure 2.12. Ils sont représentés sur l’intégralité des 3 bandes à 1,3, 2 et 3mm, séparés par 2 intervalles de fréquences non observés (fréquences pour lesquelles l’atmosphère est opaque, voir figure 2.6). Les spectres montrent de nombreuses raies, et cette richesse est d’autant plus flagrante en zoomant, laissant apparaître de multiples autres petites raies. Sur environ 150 GHz, on observe plus de 4000 raies qui sortent du bruit, ce qui équivaut à une densité moyenne de 26 raies/GHz, ou 1 raie tous les 40 MHz. Le tableau 2.5 répertorie les caractéristiques de



Note : Cette figure montre (*haut*) l'ensemble des spectres obtenus, et (*bas*) des fenêtres de 1 GHz sur lesquelles on a zoomé. Les carrés noirs sur les spectres du haut indiquent les fenêtres de zoom.

FIGURE 2.12 – Spectres 30m de W43-MM1 obtenus après calibration.

Bande	Fréquence [GHz]	HPBW ["]	Résolution [km/s]	<rms> [mK]
3mm	82 – 117	21 – 30	0,5 – 0,7	5
2mm	128 – 176	14 – 19	0,3 – 0,5	10
1.3mm	201 – 271	9 – 12	0,2 – 0,3	50

TABLE 2.5 – Caractéristiques des spectres obtenus avec le 30m.

ces différents spectres. Les fréquences d'observations se situent entre 82 et 271 GHz, ce qui correspond à une taille de lobe – *Half-Power Beam Width* (HPBW) – variant entre 9 et 30", et une résolution spectrale de 0,195 MHz, soit 0,2–0,7 km/s. La largeur des raies est d'environ 5 km/s, ou 1,4-4,5 MHz, la résolution spectrale est donc suffisante pour les résoudre. La confusion spectrale est importante et l'identification des petites raies est d'autant plus difficile à 1,3mm car le bruit est plus grand, jusqu'à 5 à 10 fois supérieur aux autres bandes. A cette confusion et cette difficulté à caractériser les raies s'ajoute le problème de la résolution spatiale, la taille du lobe de nos observations ne permet pas de résoudre les coeurs dans W43-MM1, le spectre observé avec le 30m correspond donc à un mélange de spectres provenant de sources aux vitesses et contenus moléculaires différents (voir Chapitre 5).

2.3.2 ALMA – 1,3 mm

Présentation

Le grand réseau d'antennes millimétriques/submillimétriques de l'Atacama est localisé dans le nord du grand désert chilien, à 5000m d'altitude. Cette région est connue pour être la région la plus aride sur Terre, ce qui fait d'elle le lieu idéal pour l'observation du ciel, malgré les vents intenses, les variations de température (de -20 à +20 °C) et l'éventuelle présence de neige. Depuis sa mise en service en 2011, ce sont plus de 1500 articles publiés qui utilisent des données provenant d'ALMA, et la forte demande que cet interféromètre subit atteste de son importance dans l'étude radio du ciel. Afin d'atteindre de telles performances, c'est un ensemble de 66 antennes qui sont mises à disposition des scientifiques. Le réseau principal d'ALMA se compose de 50 antennes de 12m pour des images dont la résolution spatiale peut atteindre des valeurs plus petites que l'arcseconde. Les antennes restantes forment l'*Atacama Compact Array* (ACA), qui est constitué de 12 antennes de 7m rapprochées et de 4 antennes de 12m qui peuvent servir pour des observations d'antenne unique, dites de *Total Power* (TP). Les récepteurs ALMA couvrent différentes bandes, notées de 3 à 10 et permettant de balayer les fréquences de 84 à 950 GHz. Je ne vais parler ici que des bandes à 1,3, 2 et 3mm, notées respectivement bandes 6, 5 et 3 (Figure

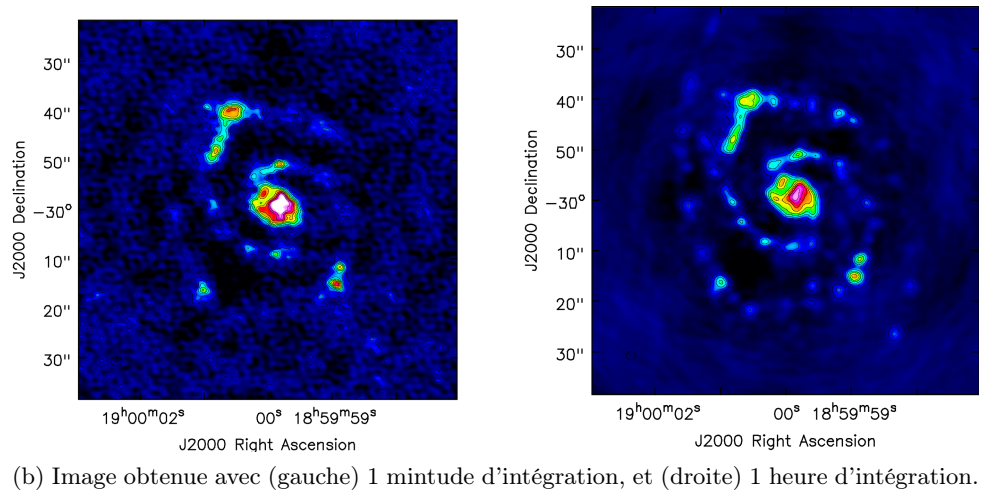
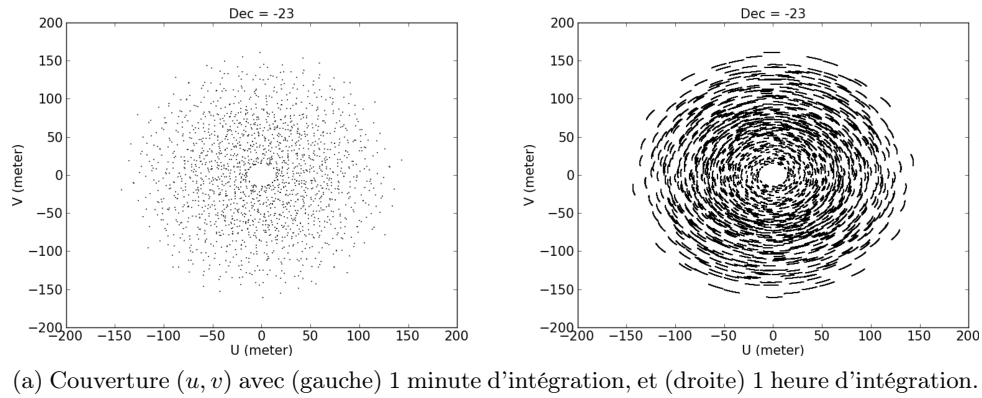


FIGURE 2.13 – Simulation montrant l'effet de la couverture (u, v) sur les observations avec ALMA.

2.6). Ce sont des récepteurs de type 2SB comme pour le 30m, qui couvrent simultanément des bandes de fréquences de 4–8 GHz en fonction de la résolution spectrale demandée.

En 2019, ALMA a lancé son 7ème cycle d'observations, dont les performances annoncées par le manuel technique⁹ sont les suivantes. Pour les observations de raies spectrales, le corrélateur *BaseLine Correlator* (BLC) couplé au mode de division en fréquence – *Frequency Division Mode* (FDM) – permet pour une observation à 2 polarisations d'obtenir jusqu'à un total de 3840 canaux, espacés de 15 à 488 kHz, pour une largeur totale de 58,6 à 1875 MHz. Augmenter la résolution spectrale par deux diminue la largeur des bandes de fréquence par deux, ceci contraint la possibilité d'observer sur des larges bandes avec une très haute résolution. Pour le réseau d'antennes de 12m, 10 configurations différentes sont proposées. Les lignes de bases maximales correspondantes, allant de 0,16 à 16,2 km, permettent d'obtenir des résolutions 0,01–3,4". Cependant des observations à haute résolution sont sensiblement plus longues. Les effets de *shadowing* sont importants lorsque la source observée a une déclinaison plus petite que -67° ou plus grande que $+20^\circ$.

Enfin, l'un des points forts d'ALMA est sa très bonne couverture uv atteinte grâce à ses nombreuses antennes. La figure 2.13, extraite du manuel technique d'ALMA, montre à quel point profiter de la rotation de la Terre en intégrant sur une durée plus longue permet d'améliorer encore la couverture uv et ainsi d'accroître la qualité des données. Toutefois on remarque que l'utilisation seule de configuration 12m ne permet pas de couvrir les espacements courts, qui détectent les structures à grande échelle. Ceci illustre l'importance des lignes de bases plus courtes et notamment l'utilisation d'ACA pour détecter l'intégralité de l'émission.

9. ALMA Cycle 7 Technical Handbook : https://www.iram.fr/IRAMFR/ARC/documents/cycle7/ALMA_Cycle7_Technical_Handbook.pdf

Données Cycle 2 et Cycle 3 – 1,3mm

Les données sur lesquelles j’ai travaillé en majorité proviennent du projet 2013.1.01365.S du Cycle 2, coordonné par Frédérique Motte (Institut de Planétologie et d’Astrophysique de Grenoble) et intitulé « *Investigating the origin of the IMF and constraining SFR models in the W43-MM1 mini-starburst ridge* ». C’est à partir de ces données, obtenues entre juillet 2014 et juin 2015, que Motte et al. [2018b] ont identifié les 131 sources continuum et observé une différence entre l’IMF et la CMF dans W43-MM1.

La carte est une mosaïque de $78'' \times 53''$ ($2,1 \text{ pc} \times 1,4 \text{ pc}$), composée de 33 champs d’observations de 12m avec un lobe primaire de $26,7''$ et 11 champs avec ACA de $45,8''$ de lobe primaire, tous décalés d’un demi-champ d’observations afin de couvrir efficacement la région (Figure 2.14). La résolution spatiale finale est d’environ $\sim 0,5''$ ($\sim 2400 \text{ au}$ à $5,5 \text{ kpc}$), avec des tailles de sources détectables maximales de $12''$ pour les antennes 12m et $21''$ avec ACA. Cette résolution a permis de cartographier la structure filamentaire de la région et d’extraire les coeurs denses.

La gamme de fréquences couverte par ces observations va de 216 à 234.5 GHz, mais ne couvre qu’une bande totale de 3,7 GHz. Les capacités de l’interféromètre ne permettant pas d’observer l’intégralité de la bande à haute résolution spectrale et spatiale avec des temps d’observation raisonnables (ici 8 heures avec le réseau 12m), seules quelques petites bandes peuvent être observées à haute résolution spectrale. Le jeu de données se compose donc de 7 fenêtres spectrales centrées sur des raies d’intérêt et une bande continuum. La Table 2.6 regroupe les caractéristiques de ces bandes. La première colonne correspond aux noms que j’utiliserai pour les distinguer dans la suite de ce manuscrit. Les bandes moléculaires sont relativement étroites, avec des largeurs de 110 à 460 MHz, pour optimiser la résolution ($122 - 244 \text{ kHz}$, ou $0,17 - 0,34 \text{ km.s}^{-1}$), et caractériser au mieux la raie désirée. La raie de CO(2-1) est une exception, avec une largeur de bande de 460 MHz pour une résolution de 976 kHz ($\sim 1,26 \text{ km.s}^{-1}$), car la raie est relativement large. La bande continuum, nommée ici cont-cy2, est une bande supposée « vide » de raies moléculaires intenses et a été observée dans le seul but d’étudier l’émission continuum. Sa résolution spectrale est donc faible (976 kHz, $1,26 \text{ km.s}^{-1}$). Afin d’enrichir mon jeu de données, j’ai également récupéré la bande continuum cont-cy3 du projet 2015.1.01273.S qui est la continuité du projet Cycle 2. La configuration est identique à celle des premières observations, hormis la bande continuum qui a été déplacée de $232,5 - 234,5 \text{ GHz}$ à $231,5 - 233,5 \text{ GHz}$, ce qui offre 1 GHz de données supplémentaires.

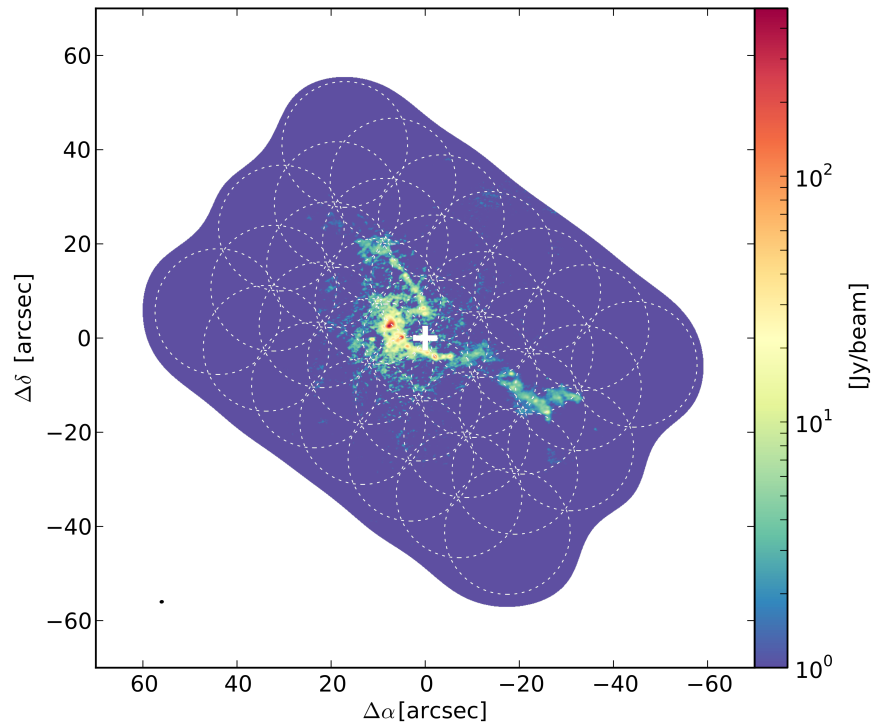
Un aperçu des spectres obtenus se trouve en figure 2.15. Il s’agit de spectres moyennés sur la 3ème source continuum la plus intense de W43-MM1, la ligne de base a été retirée. La couverture spectrale est nettement moins bonne qu’avec l’antenne unique de 30m. Les zooms permettent de se rendre compte des profils des raies, qui peuvent être optiquement épaisses ou filtrées spatialement (H_2CO , CO), et la richesse en raies dans les bandes continuum. Les bandes larges de type continuum jouent donc un rôle important pour l’analyse moléculaire des coeurs denses, mais leur exploitation est plus difficile à cause de la faible résolution spectrale, de l’ordre de $1/3$ à $1/5$ des largeurs moyennes de raies.

2.3.3 ALMA – 3 mm

Des observations 3mm à haute résolution spatiale viennent d’être réalisées avec ALMA pour le projet ALMA-IMF. Faisant partie de ce large programme, j’ai pu avoir accès aux données pour participer aux phases de calibrations et de traitement. Dans cette sous-section, je vais principalement présenter le large programme et les premières étapes de la réduction de données ALMA qui sont les étapes de calibration. La suite, c’est-à-dire le passage dans le plan image et la soustraction du continuum, constitue le chapitre 3 de ce manuscrit et portera seulement sur les données à 1,3 mm.

Projet ALMA-IMF

ALMA-IMF est un large programme émanant d’une collaboration internationale, suite aux résultats de Motte et al. [2018b] sur la fonction de masse initiale des étoiles massives (voir 1.4.3). Les résultats surprenants du désaccord entre la fonction de masse initiale (IMF) et celle des



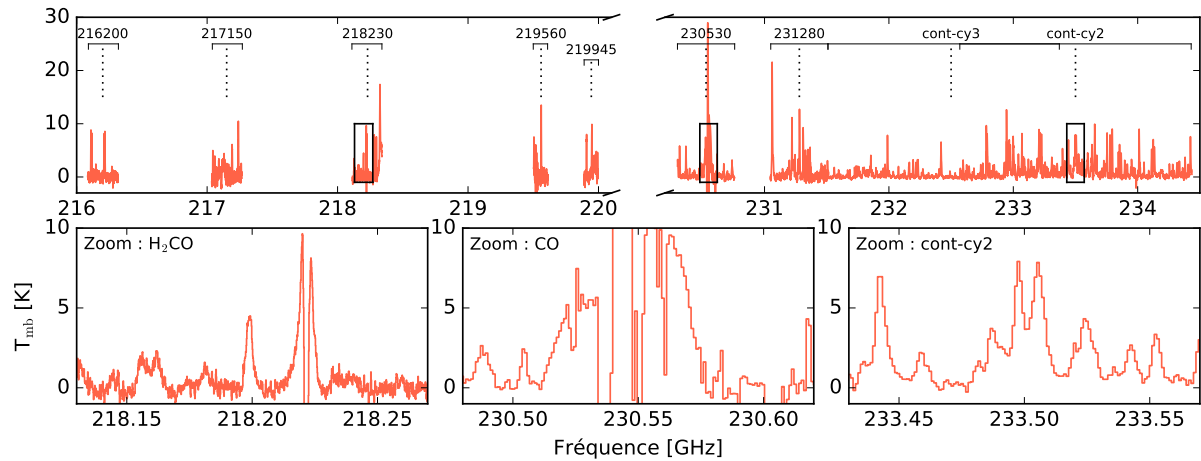
Notes : Les 33 champs d'observations avec les antennes de 12m tracés en pointillés sont superposés à la carte continuum de Motte et al. [2018b]. La croix blanche pointe le centre de la mosaïque et le lobe est représenté dans le coin inférieur gauche de l'image.

FIGURE 2.14 – Configuration de la mosaïque pour les observations de W43-MM1.

Bande	Fréquence [GHz]	θ [$''$]	Résolution [km/s]	$\langle \text{rms} \rangle$ [K]	Raie d'intérêt
Cycle 2 : Projet 2013.1.01365.S					
216200	216,09 – 216,32	0,47	0,17	0,37	DCO+(3-2)
217150	217,04 – 217,27	0,46	0,34	0,42	SiO(5-4)
218230	218,11 – 218,34	0,46	0,17	0,38	H ₂ CO(3-2)
219560	219,50 – 219,61	0,45	0,17	0,49	C ¹⁸ O(2-1)
219945	219,89 – 220,00	0,46	0,33	0,44	SO(6-5)
230530	230,30 – 230,76	0,44	1,27	0,25	CO(2-1)
231280	231,05 – 231,51	0,44	0,32	0,28	¹³ CS(5-4)
cont-cy2	232,57 – 234,43	0,43	1,26	0,22	–
Cycle 3 : Projet 2015.1.01273.S					
cont-cy3	231,51 – 233,37	0,57	1,26	0,12	–

Notes : Les gammes de fréquences sont celles après avoir extrait les bords non exploitables des bandes. $\theta = \sqrt{\theta_a \theta_b}$ avec θ_a et θ_b les tailles des petit et grand axes du lobe.

TABLE 2.6 – Caractéristiques des spectres obtenus avec ALMA à 1,3 mm.



Note : Cette figure montre (*haut*) l'ensemble des spectres obtenus, sur lesquels figurent des carrés noirs indiquant la fenêtre de zoom (*bas*) sur trois des bandes. Les spectres sont moyennés spatialement sur le coeur W43-MM1#3.

FIGURE 2.15 – Spectres ALMA de W43-MM1 obtenus après calibration – 1,3 mm.

coeurs (**CMF**) observé dans W43-MM1 a encouragé l'étude d'autres régions de formation d'étoiles massives pour répondre à la question des origines de l'**IMF**. Ce projet a permis l'observation de 15 nuages moléculaires d'âges différents (Table 2.7), avec des mosaïques de taille moyenne $\sim 80 \times 80''$ et des résolutions spatiales maximales de $0.4''$ à $1''$. Parmi ces sources se trouve W51, un proto-amas massif plus évolué que W43-MM1, pour lequel le **CMF** est très proche de l'**IMF** [Ginsburg et al., 2017]. La différence de leur stade d'évolution pourrait être la clé pour comprendre la relation entre les deux fonctions de masse. La taille des mosaïques et la gamme de résolutions spatiales obtenues avec le réseau 12m et **ACA**, permet de couvrir tous les processus de formation des étoiles à des échelles allant de 0,01 à 1 pc. Pour cette analyse, les bandes spectrales ont été sélectionnées à 1,3 mm et 3 mm, afin :

- de mesurer l'éjection et l'effondrement du gaz, avec $\text{CO}(2-1)$ et $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$,
- d'estimer les niveaux de turbulence des coeurs, avec ^{13}CS et N_2D^+ ,
- d'identifier les régions H_{II} , avec la raie de recombinaison $\text{H}41\alpha$,
- de déterminer la température du gaz, avec les molécules organiques complexes (**COMs**) telles que CH_3OH , CH_3CN et CH_3CCH .

Afin de déterminer correctement la **CMF**, il est important de bien estimer la masse des coeurs. Cette masse s'obtient à partir de la température des poussières, elle-même modélisée à partir des cartes continuum et des températures d'excitation dans les coeurs chauds. C'est dans cette dernière partie que mon travail s'inscrit dans le cadre du projet ALMA-IMF, pour déterminer la température du gaz à partir des raies moléculaires.

Calibration de données ALMA

Avant de pouvoir les utiliser, les données vont passer des tests d'assurance qualité (abrégée QA) en passant par plusieurs étapes depuis les tests automatiques lors de l'acquisition de données (QA0) jusqu'aux problèmes détectés par les investigateurs (QA3), qui vont permettre d'attester de la confiance que l'utilisateur peut leur attribuer. Au cours de ces étapes, les antennes ou les canaux de fréquences qui ont rencontré des problèmes lors des observations sont signalés via des drapeaux (« *flags* »). Les procédures automatiques n'étant pas parfaites, les utilisateurs peuvent accéder aux résultats du QA2 via l'interface dédiée à cet effet, identifiée *weblog*. Je vais présenter cette étape d'assurance qualité dans le cas de nos observation W43-MM1 seulement.

Les observations sont effectuées en plusieurs sessions avec des configurations d'antennes différentes. Elles se répartissent en plusieurs catégories : TM1, TM2, 7m et **TP** (*Total Power*). Les observations 7m et **TP** concernent **ACA**, tandis que TM1 et TM2 sont les observations 12m de très longues lignes de bases. Ici, les lignes de base maximales sont 2,5 km pour TM1, 484 m

Nom	Position ICRS		d [kpc]	$M(<pc^2)$ [M_{\odot}]	L_{bol}/M [L_{\odot}/M_{\odot}]
	[RA]	[Dec]			
Proto-amas jeunes					
W43-MM1	18:47:47,00	-01:54:26,00	5,5	16×10^3	3,9
W43-MM2	18:47:36,61	-02:00:51,10	5,5	13×10^3	11
G338.93	16:40:34,42	-45:41:40,60	3,9	$8,0 \times 10^3$	9,3
G327.29	15:53:08,62	-54:35:30,80	2,8	$6,5 \times 10^3$	10
G328.25	15:57:59,68	-53:58:00,20	2,8	$4,2 \times 10^3$	13
G353.41	17:30:26,28	-34:41:49,70	2,0	$3,3 \times 10^3$	13
G008.67	18:06:19,26	-21:37:26,70	3,4	$2,7 \times 10^3$	16
Proto-amas intermédiaires					
W51-E	19:23:44,18	14:30:29,50	5,4	22×10^3	25
W43-MM3	18:47:41,46	-02:00:27,60	5,5	$6,6 \times 10^3$	30
W33	18:14:13,37	-17:55:45,20	2,4	$5,2 \times 10^3$	46
G351.77	17:26:42,62	-36:09:20,50	2,0	$2,2 \times 10^3$	29
Proto-amas évolués					
W51-IRS2	19:23:39,81	14:31:03,50	5,4	14×10^3	69
G333.60	16:22:09,36	-50:05:58,90	4,2	13×10^3	130
W31C	18:10:28,84	-19:55:48,30	4,9	$7,4 \times 10^3$	54
G337.92	16:41:10,62	-47:08:02,90	3,6	$3,0 \times 10^3$	50

TABLE 2.7 – Sources observées pour le projet ALMA-IMF.

pour TM2, 49 m pour les 7m et 91 m pour le TP. A la fin de chaque session, un ou plusieurs jeux de données – *Measurement Set (MS)* – sont créés. Ils contiennent les données provenant de la source, mais aussi celles des calibrateurs, les configurations et les conditions d’observations. Le *weblog* permet à l’utilisateur d’avoir un aperçu visuel de l’ensemble de ces informations, les figures 2.16 et 2.17 sont des aperçus fournis par l’interface pour des données ALMA-IMF afin d’illustrer ces explications.

Pour cet exemple, j’ai sélectionné un MS parmi la liste des données TM1 (figure 2.16a), qui montre le récepteur et le nombre d’antennes utilisés, la date et la durée des observations, ainsi que les lignes de bases minimales et maximales. Une session d’observations se décompose en plusieurs étapes (figure 2.16b), des phases de calibrations viennent segmenter les phases d’observations de W43-MM1 (appelée la source SCIENCE). Avant de débiter les observations de la source SCIENCE, des phases uniques de pointage, de mesure de bande passante et d’amplitude ont lieu. La calibration de bande passante permet de déterminer les variations de la phase, puis de l’amplitude, avec la fréquence. La calibration d’amplitude permet de déterminer la sensibilité des récepteurs et la température radiative du ciel, ces valeurs sont assez stables pour des fréquences inférieures à 350 GHz.

Au cours des observations, plusieurs mesures de la colonne de vapeur d’eau dans l’atmosphère (reliée à son opacité dans le domaine sub-millimétrique) et de la phase sont effectuées. La phase est un élément important pour la qualité des images car elle varie dans le temps, c’est pourquoi il est nécessaire que cette alternance soit effectuée. Comme le montre la figure 2.16c, ces mesures sont effectuées sur des sources d’observations différentes de la source SCIENCE, hormis l’émission atmosphérique qui est mesurée pour chaque antenne en direction de la source principale afin de corriger correctement les effets d’opacité de l’atmosphère. Ces sources sont deux quasars : J1751+0939 est une source très intense, assez éloignée de W43-MM1 en projection, mais utile pour le pointage, la calibration de bande passante et de l’amplitude, et J1851+0035 est une source qui est proche de la cible tout le long des observations, adaptée à la calibration de phase. Les conditions météorologiques (figure 2.16d), sont déterminées dans des stations dédiées sur le site, et renseignent sur la pression, l’humidité, la température et la température de rosée, ainsi que la vitesse et la direction du vent. La quantité de vapeur d’eau précipitable – PWV – (figure 2.16e) est quant à elle mesurée au-dessus de chaque antenne grâce à des radiomètres, afin de réduire les fluctuations de phase. Pour ces observations, elle vaut en moyenne 1,3 mm, ce qui est

très bon pour des observations à 100 GHz.

A partir du *weblog*, il est possible de remonter toute la chaîne de calibration et voir les *flags* qui ont été effectués par la chaîne de procédures automatique (« *pipeline* ») d'ALMA. Bien que la liste soit longue, nous avons remarqué que des anomalies récurrentes sur les calibrateurs n'ont pas été signalées automatiquement. C'est notamment le cas de la calibration de la température système et de la calibration de phase. La figure 2.17a montre l'évolution de la température totale du système T_{sys} , qui correspond au bruit total incluant la température d'antenne et le bruit provenant des récepteurs, à deux gammes fréquentielles différentes. Dans l'exemple de gauche, la T_{sys} reste constante avec la fréquence pour chaque antenne, elle est correctement estimée. A droite, on observe un pic centré à 231.3 GHz dans la T_{sys} , dû à une raie atmosphérique qui doit-être gardée en considération. Cependant, le même profil peut se présenter lorsqu'une raie astronomique intense, comme celles de CO à 3 mm ou N₂H+ à 1,3 mm, contamine la calibration de la T_{sys} et il faut mettre un *flag* sur ces fréquences. Une autre exemple est la calibration de phase qui, comme nous l'avons vu, est essentielle pour la qualité de l'image. Les visibilités aberrantes sont identifiées à partir d'une comparaison du modèle et des amplitudes corrigées, ce sont donc ces dernières qui sont utilisées pour cette calibration. L'amplitude doit rester fixe dans le temps, comme montré sur la partie gauche de la figure 2.17b. Cependant nous avons souvent remarqué des chutes d'amplitude plus ou moins intenses au cours du temps. Dans le cas où elles sont aussi importantes que sur la figure de droite, toute la fenêtre spectrale du MS est corrompue et doit-être signalée au *pipeline*. Si les diminutions sont plus rares, elle peuvent être ignorées sans dégrader la qualité finale. Une fois que toutes ces modifications sont renseignées manuellement au *pipeline*, il doit être relancé afin de construire des nouveaux MSs correctement calibrés. Les tests que nous avons menés montrent que même si plusieurs lignes de base ont rencontré des problèmes, la plupart des modifications restent bénignes.

Un moyen d'augmenter drastiquement la qualité de nos données est d'appliquer la *self-calibration*. Les calibrations effectuées jusqu'à présent étaient basées sur des sources compactes autres que la source d'observation. Cependant, une fois les premières images produites, une ou plusieurs sources intenses et compactes peuvent être définies dans la région observée. Ces sources SCIENCE vont pouvoir être utilisées au même titre que les sources de calibration, afin d'améliorer la calibration des visibilités et d'augmenter la précision des images en sortie. La *self-calibration* s'effectue de manière itérative, pour optimiser au maximum les données finales. La figure 2.17c est un exemple d'images obtenues avant et après *self-calibration*, le bruit est réduit et les sources mieux définies. Pour une présentation plus détaillée de la technique, voir Brogan et al. [2018]. A la finalisation de ce manuscrit, je n'ai pas eu le temps d'appliquer la *self-calibration* aux données 3mm de W43-MM1 et ne pourrai donc pas en présenter les résultats.

Présentation du jeu de données

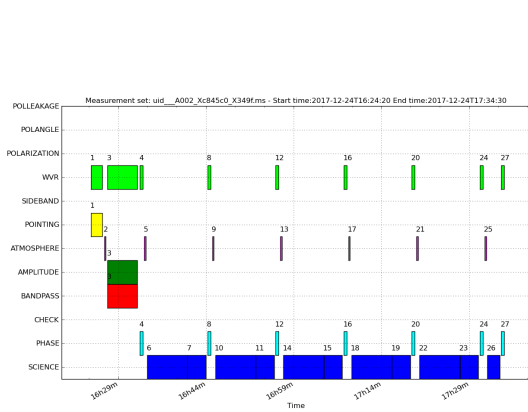
Le jeu de données qui va être présenté est celui obtenu au cours du Cycle 6 pour le projet 2017.1.01355.L de ALMA-IMF. Pour ce projet, seules des données à 3mm ont été demandées pour W43-MM1 car nous possédions déjà des données à 1,3 mm. Les observations de la source se sont déroulées entre décembre 2017 et septembre 2018.

La mosaïque, représentée en figure 2.18, est centrée sur le coeur principal avec une taille totale de 120"×80" (3.2 pc × 2.1 pc) et se constitue de 11 champs d'observations 12m, là encore décalés d'un demi-champ, et de 6 champs ACA. Le nombre de champs est réduit par rapport aux observation à 1,3 mm, car ils couvrent une surface plus importante (62,0" pour les 12m, 106,4" pour les 7m).

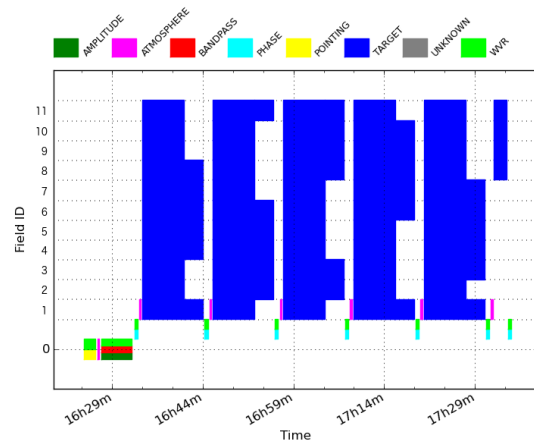
Ces observations couvrent une bande spectrale totale de 3 GHz, répartie sur 4 bandes comprises entre 91,7 et 105,5 GHz. Tout comme pour les observations à 1,3mm, les largeurs de bandes et la résolution sont contraintes par le temps d'observation. Les caractéristiques des quatre bandes sont indiquées dans la table 2.8. Les trois premières fenêtres spectrales ont été choisies de manière à observer une partie des raies mentionnées précédemment. Le CO et le N₂D+ n'apparaissent pas dans nos observations à 3mm mais sont inclus dans les bandes à 1,3mm. La dernière bande, à 105 GHz, est considérée comme une bande « continuum » et sera surtout utilisée pour l'étude des COMs. Les bandes ont des résolutions spectrales assez faibles d'environ 1,5 km.s⁻¹ pour

Measurement Set	Receivers	Num Antennas	Time (UTC)			Baseline Length			Size
			Start	End	On Source	Min	Max	RMS	
Observing Unit Set Status: uid://A001/X1296/X1ad Scheduling Block ID: uid://A001/X1296/Xd8									
Session: session_2									
uid__A002_Xc845c0_X349f.ms	ALMA Band 3	43	2017-12-24 16:24:20	2017-12-24 17:34:30	0:52:17	15.3 m	2.5 km	816.7 m	69.8 GB
uid__A002_Xc845c0_X349f_target.ms	ALMA Band 3	43	2017-12-24 16:34:00	2017-12-24 17:32:08	0:52:09	15.3 m	2.5 km	816.7 m	55.2 GB
uid__A002_Xc845c0_X3911.ms	ALMA Band 3	43	2017-12-24 17:36:57	2017-12-24 18:50:47	0:52:14	15.3 m	2.5 km	816.7 m	69.8 GB
uid__A002_Xc845c0_X3911_target.ms	ALMA Band 3	43	2017-12-24 17:46:38	2017-12-24 18:47:21	0:52:09	15.3 m	2.5 km	816.7 m	55.2 GB
Session: session_3									
uid__A002_Xc845c0_X4842.ms	ALMA Band 3	45	2017-12-24 19:29:28	2017-12-24 20:42:40	0:52:14	15.1 m	2.5 km	818.5 m	76.9 GB
uid__A002_Xc845c0_X4842_target.ms	ALMA Band 3	45	2017-12-24 19:42:05	2017-12-24 20:40:19	0:52:09	15.1 m	2.5 km	818.5 m	60.3 GB

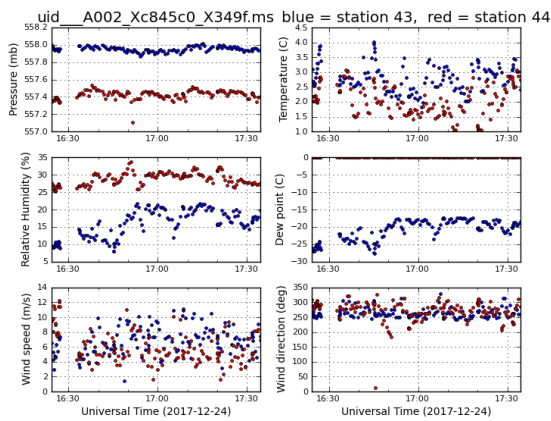
(a) Liste des jeux de données obtenus au cours des sessions TM1



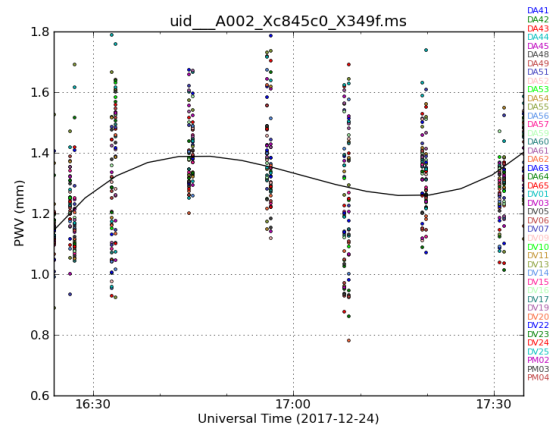
(b) Sessions d'observations



(c) Champ d'observations

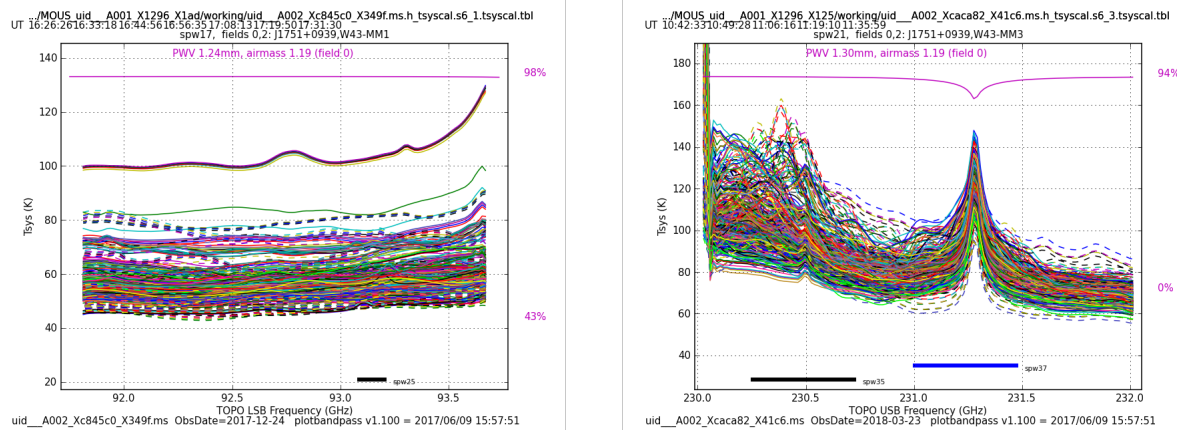


(d) Données météorologiques

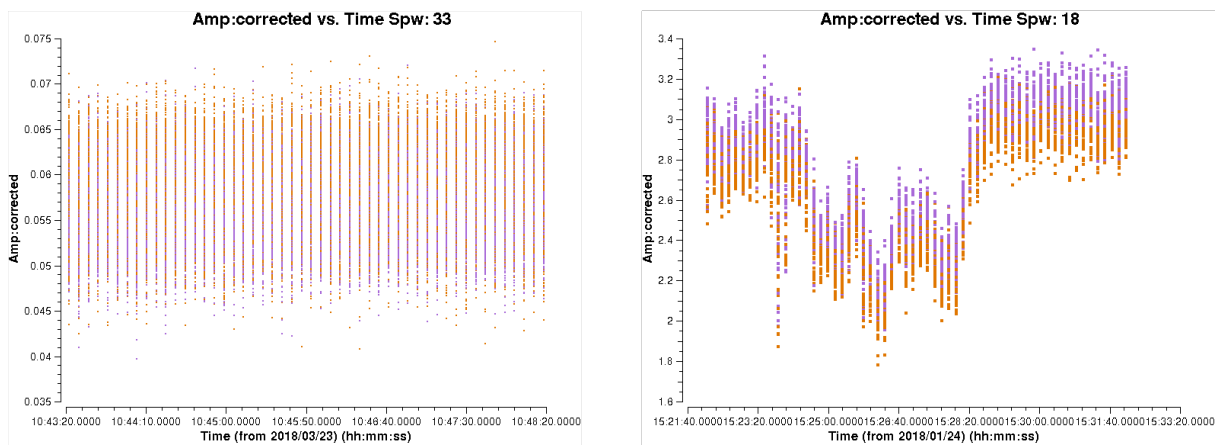


(e) Vapeur d'eau précipitable (PWV)

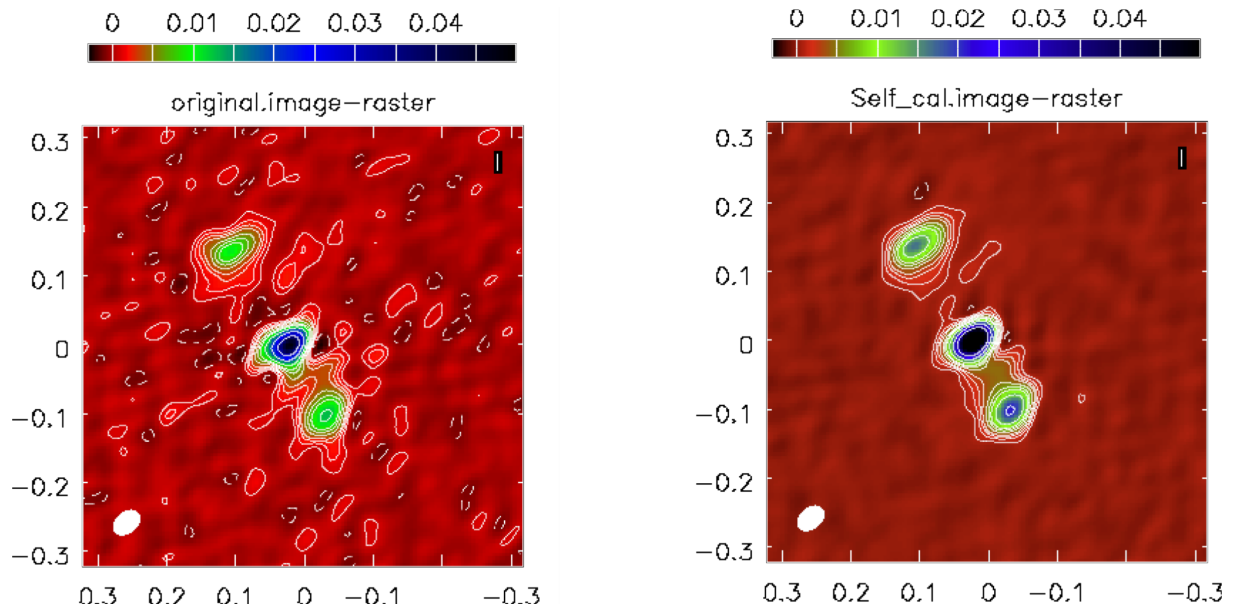
FIGURE 2.16 – Conditions d'observations pour W43-MM1 TM1.



(a) Evolution fréquentielle de la température système.

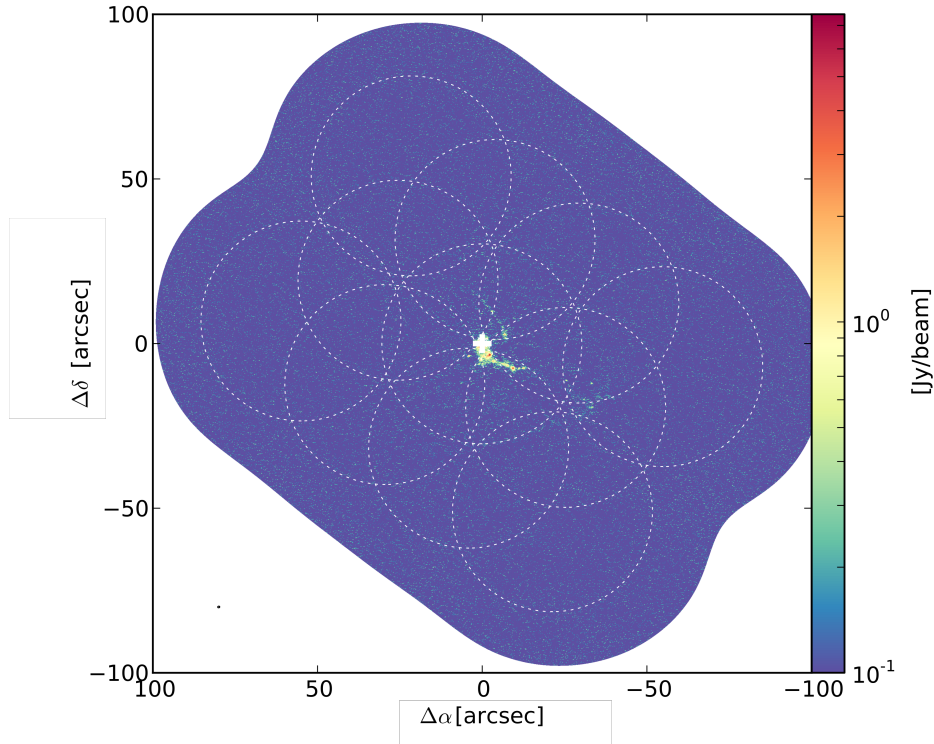


(b) Evolution temporelle de l'amplitude sur le calibrateur de phase.



(c) Exemple des performances de la *self-calibration* (extrait du manuel technique)

FIGURE 2.17 – Vérification et amélioration de la calibration.



Notes : Les 11 champs d'observations avec les antennes de 12m tracés en pointillés sont superposés à la carte continuum à 3mm. La croix blanche pointe le centre de la mosaïque et le lobe est représenté dans le coin inférieur gauche de l'image.

FIGURE 2.18 – Configuration de la mosaïque pour les observations ALMA-IMF à 3mm de W43-MM1.

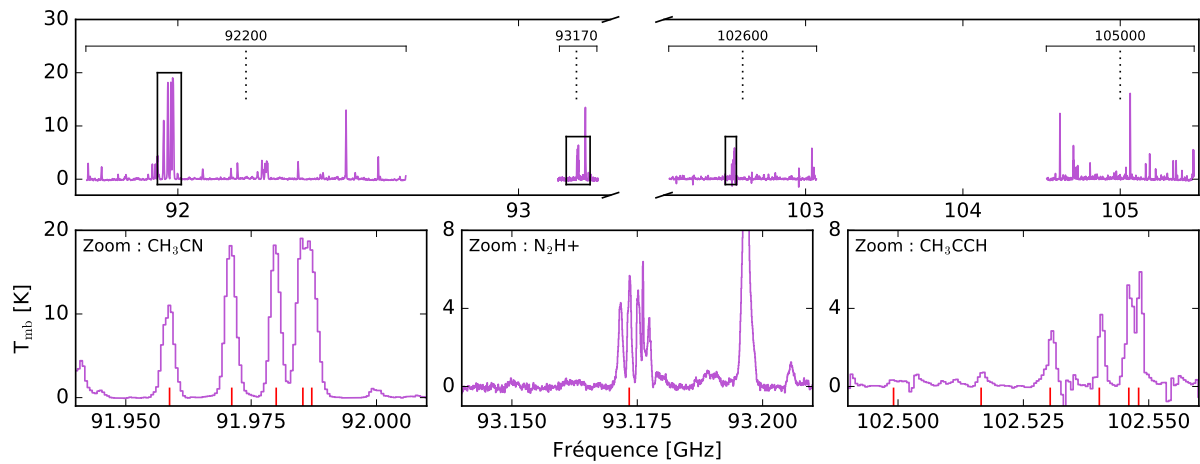
élargir la fenêtre spectrale jusqu'à une taille de 940 MHz, à l'exception de la bande 93170 qui privilégie la résolution ($0,2 \text{ km.s}^{-1}$) à défaut de la largeur de la fenêtre spectrale (110 MHz), afin de correctement étudier le $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$ spectralement.

En effet, les raies de $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$ sont étroites et sensibles aux vitesses des coeurs denses, car elles tracent majoritairement la partie la plus dense. Dans l'enveloppe, N_2H^+ est détruit par réaction $\text{N}_2\text{H}^+ + \text{CO} \rightarrow \text{HCO}^+ + \text{N}_2$ [e.g. Lee et al., 2004]. Dans la figure 2.19 qui correspond au spectre moyenné sur la région, plusieurs composantes apparaissent pour $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$, associées à la structure hyperfine de la molécule. Cette figure met également en avant CH_3CN et CH_3CCH qui sont considérés comme de très bonnes molécules pour mesurer la température car ils émettent plusieurs raies proches avec des E_u différents. Pour le CH_3CN , il y a 5 raies de 91,96 à 91,99 GHz avec des E_u allant de 13 à 127 K, tandis que CH_3CCH émet 6 raies de 102,50 à 102,55 GHz associées à des E_u compris entre 17 et 197 K.

Bande	Fréquence [GHz]	θ ["]	Résolution [km.s ⁻¹]	<rms> [K]	Raies d'intérêt
Cycle 6 : 2017.1.01355.L					
92200	91,73 – 92,67	1,8	1,58	0,1	CH ₃ CN(5-4), H41 α , ¹³ CS(2-1)
93170	93,12 – 93,23	1,7	0,20	0,2	N ₂ H ⁺ (1-0)
102600	102,13 – 103,07	0,4	1,43	1,6	CH ₃ CCH(6-5)
105000	104,53 – 105,47	1,7	1,39	0,1	–

Notes : Les gammes de fréquences sont celles après avoir extrait les bords non exploitables des bandes.
 $\theta = \sqrt{\theta_a \theta_b}$ avec θ_a et θ_b les tailles des petit et grand axes du lobe.

TABLE 2.8 – Caractéristiques des spectres obtenus avec ALMA à 3mm.



Notes : Cette figure montre (*haut*) l'ensemble des spectres obtenus, sur lesquels figurent des carrés noirs indiquant la fenêtre de zoom (*bas*) sur trois des bandes. Les traits rouges renseignent la position des raies attendues. Les spectres sont moyennés sur la région.

FIGURE 2.19 – Spectres ALMA de W43-MM1 obtenus après calibration – 3mm

Chapitre 3

Préparation des données interférométriques

Ici nous parlerons de plusieurs étapes nécessaires en amont de l'analyse de données interférométriques, et qui font suite à la phase de calibration présentée dans le chapitre précédent. Les premières étapes importantes consistent à passer du plan (u,v) au plan image, et de bien nettoyer les cartes produites de tout effet interférométrique pour une meilleure qualité d'image. Pour étudier convenablement les raies et la distribution des molécules qui y sont associées, il est indispensable de soustraire l'émission continue de la manière la plus efficace possible. Cette étape constitue la deuxième partie de la préparation de données développée dans ce chapitre. Pour cela, j'ai utilisé le *Common Astronomy Software Applications package (CASA)*, développé pour le traitement de données fournies par les radiotélescopes, provenant tant bien d'antennes uniques que de réseaux interférométriques.

3.1 Nettoyage de données avec CASA

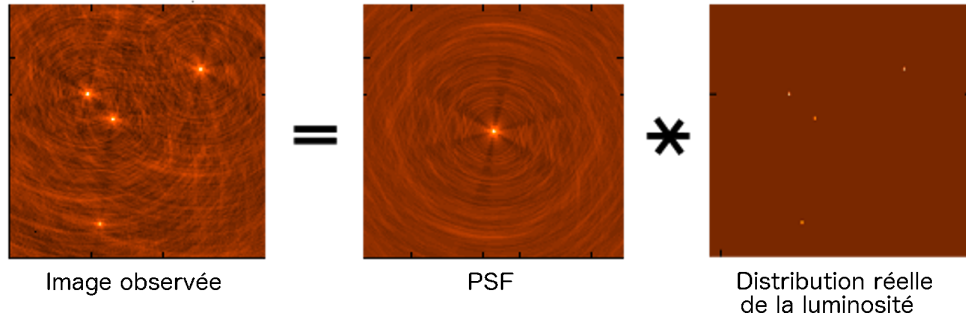
La procédure de création et de nettoyage de cartes, qui s'applique aux données calibrées contenues dans le *MS (Measurement Set)*, s'effectue sous *CASA* avec l'utilisation de la fonction *clean*. Elle comporte divers paramètres, tels que la taille des pixels en sortie ou le nombre d'itérations à effectuer, qui peuvent influencer l'image produite. Avant de présenter une comparaison des résultats obtenus avec différents paramètres, le début de cette section exposera la procédure de nettoyage et la notion de cube de données. La dernière partie de la section, quant à elle, a pour but de montrer que bien choisir la valeur des différents paramètres permet d'améliorer la qualité des cartes de manière significative.

3.1.1 Procédure de nettoyage (« CLEAN »)

Comme nous l'avons vu dans le §2.2.5 puis dans §2.3.3, les données (« visibilitées ») sont obtenues dans le plan (u,v) et soumises à des calibrations. Bien que dans le cas de sources simples, par exemple des sources ponctuelles ou des disques, il soit possible d'effectuer les analyses dans le plan (u,v) , l'étude de structures plus complexes telles que les nuages moléculaires nécessite le passage dans le plan image. La procédure *clean* de *CASA* permet de passer dans le plan image et de nettoyer les données interférométriques calibrées en deux étapes : l'inversion, puis la déconvolution des images.

Inversion

Nous rappelons que dans le plan (u,v) , les visibilitées sont représentées, à une fréquence donnée, par une amplitude et une phase pour chaque ligne de base. Avant de procéder, des poids sont associés aux visibilitées, en suivant une distribution naturelle (qui dépend du poids des données, calculé lors de l'acquisition et la calibration) ou uniforme (pour revaloriser les données avec un poids faible pour une meilleure résolution, au détriment d'une augmentation du bruit). *Briggs [1995]* a introduit un paramètre permettant de varier progressivement entre les pondérations



Source : <https://casa.nrao.edu/casadocs>

FIGURE 3.1 – Illustration du produit de convolution de la fonction d'étalement de l'instrument (PSF) sur des sources ponctuelles.

naturelle et uniforme pour offrir une meilleure flexibilité. La fonction de pondération $p(u, v)$ appliquée aux visibilitées $V(u, v)$ donne les visibilitées pondérées :

$$V'(u, v) = p(u, v)V(u, v) \quad (3.1)$$

Le passage du plan (u, v) au plan image s'effectue par transformée de Fourier inverse. Pour un gain de temps, c'est la transformée de Fourier inverse rapide – *inverse Fast Fourier Transform (iFFT)* – qui est utilisée dans les algorithmes de nettoyage, mais celle-ci nécessite une discrétisation de l'espace (u, v) . Les données, dont les positions u et v sont continues, vont être rééchantillonnées vers une grille. On parle de procédure de « *gridding* ». Les visibilitées $V''(u, v)$ réparties sur la grille sont le produit de la fonction d'échantillonnage $\text{III}(u, v)$, introduite par [Bracewell and Roberts \[1954\]](#), avec la convolution des visibilitées pondérées par la fonction de convolution $C(u, v)$.

$$V''(u, v) = \text{III}(u, v) [C(u, v) * V'(u, v)] \quad (3.2)$$

Différentes fonctions de convolution existent, et un meilleur choix permet de réduire les effets d'*aliasing* sur les images. Il est alors possible d'obtenir une première image, dite « image sale », avec des intensités $I_{\text{dirty}}(x, y)$, en appliquant la *iFFT* pour chaque ligne de base k :

$$I_{\text{dirty}}(x, y) = \sum_k V''(u_k, v_k) e^{-i2\pi(u_k x + v_k y)} \quad (3.3)$$

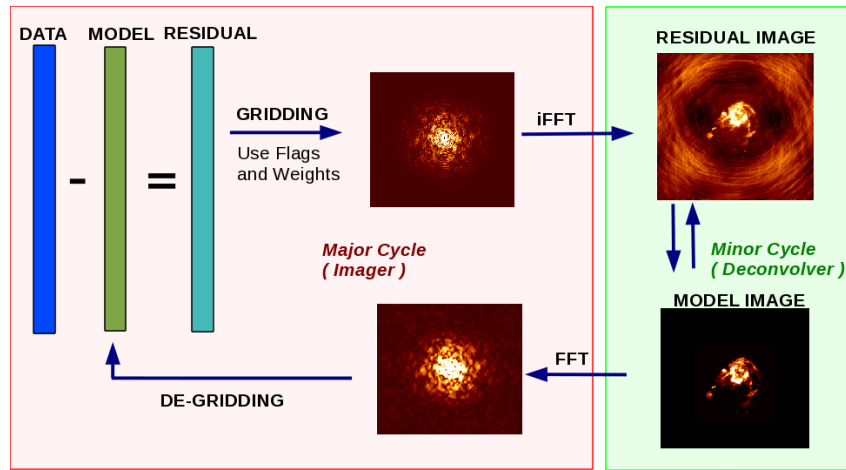
L'image sale est l'équivalent de la convolution des intensités réelles $I(x, y)$ par un lobe sale B_{dirty} , ou fonction d'étalement du point – *Point Spread Function (PSF)*, qui est la réponse de l'interféromètre à une source ponctuelle :

$$I_{\text{dirty}}(x, y) = B_{\text{dirty}}(x, y) * I(x, y) \quad (3.4)$$

La figure 3.1 est une illustration de cette équation. La qualité de la *PSF*, qui correspond à la figure de diffraction, va dépendre de la couverture uv . Pour un interféromètre contenant beaucoup d'antennes, la *PSF* va être moins étalée spatialement et les lobes secondaires négligeables, et donc une bonne estimation de la répartition des luminosités peut avoir lieu. Mais pour une représentation la plus fidèle possible de la région observée, il faut nettoyer les cartes en déconvoluant l'image sale par le lobe sale.

Déconvolution

Le nettoyage de l'image ne peut pas s'effectuer par une simple déconvolution par le lobe sale, car cette opération mathématique conduit à une infinité de solutions possibles. Au lieu de cela, la procédure consiste à trouver un modèle de distribution des intensités compatible avec les données. Cette méthode permet de corriger les erreurs induites par le processus de *gridding*. Le schéma d'itération de *CASA* est représenté en figure 3.2. Il est basé sur l'algorithme de



Source : <https://casa.nrao.edu/casadocs>

FIGURE 3.2 – Algorithme du processus itératif de la déconvolution de CASA.

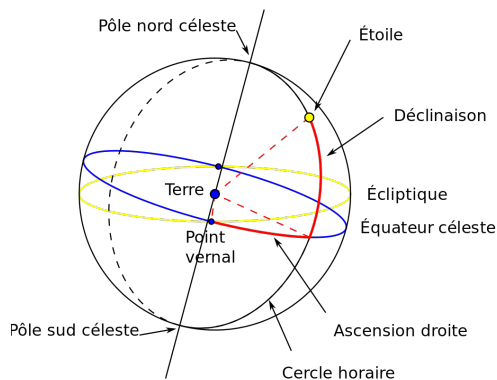
CLEAN [Högbom, 1974], tout comme la plupart des algorithmes de déconvolution utilisés en interférométrie radio.

Tout d’abord, des résidus sont obtenus en comparant l’image sale aux données calibrées. L’image résiduelle générée va alors suivre une série de cycles dans le plan image, appelés cycles mineurs, qui consiste à produire de façon itérative un modèle d’image par convolutions, via une minimisation de type χ^2 . A chaque itération, le maximum des résidus donne la position et l’intensité d’une source ponctuelle, qui est ajoutée au modèle et soustraite des résidus. Le modèle de sources ainsi produit est indépendant du lobe sale, i.e. la réponse de l’interféromètre. Ce modèle est retransféré vers le plan (u,v) par FFT, subit un démaillage, puis est comparé aux données calibrées. La différence des deux donne de nouveaux résidus qui, s’ils sont trop importants face au critère exigé, vont permettre de relancer un cycle majeur après passage dans le plan image. Le lobe sale n’étant pas purement gaussien, mais incluant des lobes secondaires, il est commun que la soustraction de deux sources ponctuelles convoluées par le lobe sale produise des composantes négatives, à cause de la superposition de leurs lobes. Cet effet peut devenir important en cas de sur-nettoyage, ce qui a tendance à creuser des trous autour des sources les plus intenses. C’est pourquoi le critère d’arrêt des cycles doit être choisi avec soin.

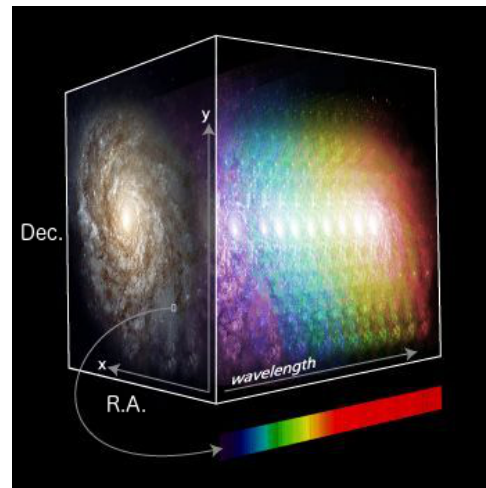
3.1.2 Les cubes de données

Dans le plan image, les résultats des observations sont structurés sous forme de cubes de données, ce qui permet de facilement les manipuler. Ils sont représentés par trois axes : 2 axes spatiaux, usuellement exprimés dans le système de coordonnées équatoriales (schématisé en figure 3.3a), et 1 axe spectral. Par exemple, la figure 3.3b est la représentation d’un cube de données d’une galaxie. On y retrouve les trois axes, associés à :

- **l’Ascension Droite α – Right Ascension (R.A.)**, qui est la dimension spatiale définie par l’angle horaire depuis le point vernal ($\alpha = 0^\circ$) le long de l’équateur céleste ($\delta = 0^\circ$). Elle correspond à l’axe des x du cube. Cette valeur est généralement exprimée en unités de temps, en suivant la nomenclature $H:M:S$ telle que 1 heure (H) équivaut à 15° , 1 minute (M) à $1/4^\circ$ et 1 seconde (S) à $1/240^\circ$. Par projection, la représentation du ciel sur une carte inverse l’axe R.A., dont les valeurs croissent en allant vers la gauche, associée à l’Est, et décroissent vers la droite, l’Ouest.
- **la Déclinaison δ – Declinaison (Dec.)**, qui est la dimension spatiale définie par l’angle depuis l’équateur céleste ($\delta = 0^\circ$) vers le pôle nord céleste ($\delta = +90^\circ$) ou le pôle sud céleste ($\delta = -90^\circ$). Elle correspond à l’axe des y du cube. Il s’exprime en $d:m:s$, avec la minute d’arc (m) et la seconde d’arc (s) des sous-unités du degré (d), notées et valant respectivement $1' = 1/60^\circ$ et $1'' = 1/3600^\circ$.
- **la Fréquence ν** , est directement liée à la longueur d’onde λ par la relation $\nu = c/\lambda$. Elle



(a) Schéma des coordonnées équatoriales. L'ascension droite (R.A.) et la déclinaison (Dec.) de l'étoile sont représentées sur la sphère céleste par les traits rouges. Source : https://fr.wikipedia.org/wiki/Système_de_coordonnées_équatoriales



(b) Exemple de la représentation d'un cube de données pour une galaxie. Les coordonnées R.A./Dec. sont projetées sur un plan. Crédit : Marc White (RSAA-ANU)

FIGURE 3.3 – Coordonnées équatoriales et représentation d'un cube de données.

s'exprime en GHz pour les observations dans le domaine millimétrique ($1 \text{ mm} \simeq 300 \text{ GHz}$). Les sources d'émission étant en mouvement par rapport à l'observateur, l'axe spectral peut également être représenté en vitesse, par conversion d'effet Doppler par rapport à une fréquence de référence. Pour une raie moléculaire, la fréquence de référence est celle figurant dans les bases spectroscopiques.

Les cubes sont donc une superposition d'images, ou plans, observées à différentes fréquences. Pour un pixel ou une région donnée, l'évolution des valeurs le long de l'axe des fréquences forme un spectre, dont chaque canal représente la valeur dans un des plans. Les cubes incluent également une quatrième dimension, l'axe de Stokes, qui correspond à l'état de polarisation. Cependant pour nos observations, l'émission n'étant pas polarisée, nous avons combiné les deux polarisations pour réduire le bruit par $\sqrt{2}$. Toutes les informations relatives à la structure du cube sont indiquées dans son *header*, accessible sous **CASA** avec la fonction `imhead`. Les cartes de ce manuscrit sont représentées dans le système de référence J2000, mais d'autres systèmes sont aussi utilisés couramment, comme le Système de Référence Céleste International – *International Celestial Reference System (ICRS)* (e.g. le *proposal* ALMA-IMF en annexe C.2).

En sortie de la procédure de nettoyage, un cube d'images résiduelles est produit en plus du cube d'images reconstruites. Vérifier les images résiduelles permet de se rendre compte de la qualité du nettoyage. On considère qu'une image est bien nettoyée si elle ne présente pas d'artéfacts interférométriques (e.g. des franges d'interférences) et qu'aucune structure ou source intense n'est présente dans les résidus. S'agissant d'une méthode itérative, il est toujours possible de reprendre le nettoyage à partir des images produites. **CASA** propose une interface interactive de nettoyage, mais cette façon de procéder peut se révéler relativement longue et fastidieuse, car chaque plan du cube est traité indépendamment. C'est pourquoi on préférera une méthode automatique qui peut être optimisée grâce à une bonne maîtrise des différents paramètres de nettoyage.

3.1.3 Les paramètres de nettoyage

Dans cette sous-section, je vais présenter les différents paramètres de la fonction `clean` que j'ai testés avec la version 4.7.2 de **CASA**. Bien choisir les paramètres permet de diminuer le temps et d'améliorer les performances de cette procédure. A noter que ces paramètres et leurs effets peuvent varier d'une fonction à une autre de **CASA**, et notamment de la fonction `tclean`,

qui est la nouvelle fonction de nettoyage améliorée implantée depuis la version 4.7 du logiciel. Les paramètres explorés concernent la taille des cartes (`imsize`), le nombre de cycles itératifs (`cyclofactor` et `gain`), la prise en considération de la structure de la source (`robust`, `multiscale` et `smallscalebias`) et la profondeur du nettoyage (`niter` et `threshold`). Pour chacun de paramètres testés, j'ai appliqué la fonction avec trois valeurs différentes puis comparé les résidus, représentés dans les figures 3.4 et 3.5. Une de ces trois valeurs est la valeur par défaut du paramètre, hormis pour certains paramètres, auquel cas cela sera mentionné. Toutes les cartes partagent la même échelle de couleur, choisie symétrique pour une meilleure visualisation. Sur ces cartes, un excès de signal (en rouge) dans les résidus signifie que le nettoyage n'a pas été effectué assez en profondeur, tandis que la présence de zones bleues marque un nettoyage trop profond. Tous deux indiquent que le signal est mal reconstruit dans l'image finale. Nous souhaitons obtenir des résidus uniformes sur l'ensemble de la zone observée, proches du niveau du bruit minimum représenté en jaune.

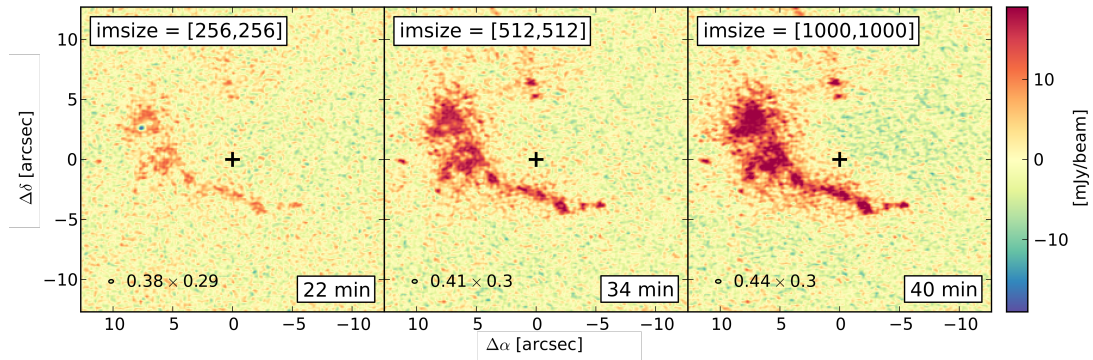
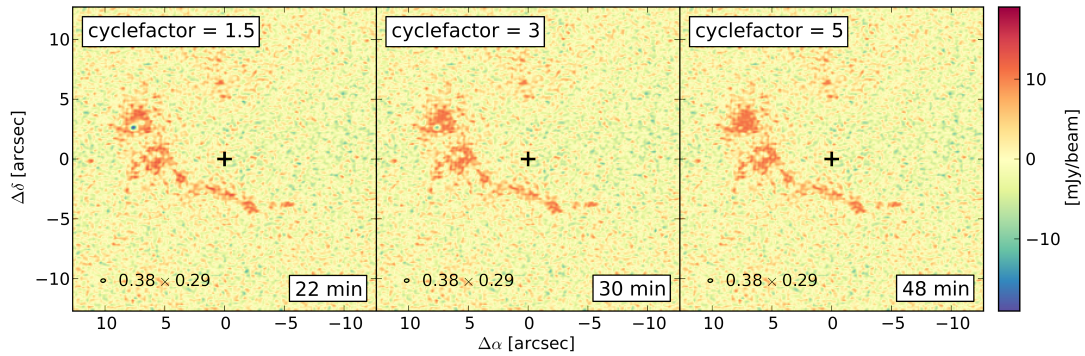
Ces tests sont effectués sur la bande cont-cy2 de nos données W43-MM1 (c.f. table 2.6), avec les antennes de 7 m et de 12 m. Pour plus de rapidité, j'ai effectué les tests sur un même canal choisi au hasard (`mode="channel"`, `start=1000`, `nchan=1`). Les résultats peuvent être différents pour d'autres canaux. La taille minimale du lobe est d'environ 0,5", j'ai choisi une taille de pixel de l'ordre de 1/5 de cette taille (`cell="0,1arcsec"`), comme il est conseillé aux utilisateurs. Enfin, les images représentées ici correspondent toutes à la même région de 256×256 pixels ($25,6'' \times 25,6''$), ce qui ne couvre qu'une partie de la mosaïque dont la taille est de $78'' \times 53''$.

Choix de la taille de la région à nettoyer (paramètre `imsize`)

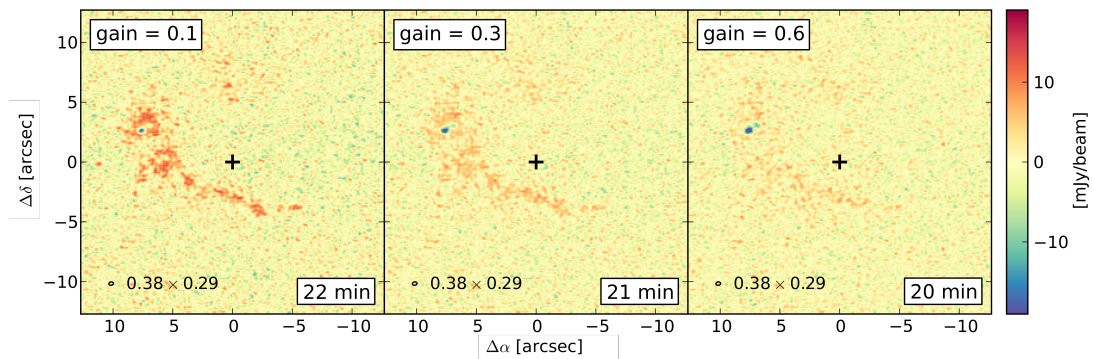
Le paramètre `imsize` (figure 3.4a) permet de sélectionner la taille de la région à nettoyer et de l'image résultante, définie à partir du centre et exprimée en pixels. Le centre de l'image peut être sélectionné avec la paramètre `phasecenter`; ici j'ai pris le centre du champ central de la mosaïque, c'est-à-dire le champ numéro 6 (`phasecenter=6`). La taille par défaut, de 256×256 pixels, doit être augmentée pour avoir une image simultanée de l'ensemble de la mosaïque. En augmentant la taille de l'image, on remarque que la taille du lobe croît légèrement, mais surtout que la carte devient de moins en moins bien nettoyée. Cela vient du fait que, par défaut, la fonction effectue le nettoyage en se basant sur le quart intérieur de l'image, pour éviter les effets des structures à larges échelles. Plus la région considérée est grande, moins l'émission dans le quart intérieur est représentative et donc moins le nettoyage s'effectue correctement. Heureusement, il est également possible de sélectionner la région à considérer, en appliquant un masque qui suit la structure principale, avec le paramètre `mask`. Cependant cela implique d'avoir fait des images préliminaires et peut induire un biais. L'échantillonnage discret de la mosaïque en plusieurs champs va également induire des problèmes : des effets d'*aliasing* apparaissent, il est donc conseillé de prendre une image deux fois plus grande que la mosaïque. Cependant, j'ai remarqué que prendre une région qui inclut les bords de la mosaïque perturbe le nettoyage, car ils sont moins bien couverts par la configuration des champs (voir figure 2.14). J'ai donc préféré prendre une région de 512×512 pixels (le choix d'une puissance de 2 n'est pas obligatoire), qui permet de produire une carte représentant une bonne partie de la mosaïque, mais excluant les bords.

Compromis vitesse - fiabilité du nettoyage (paramètre `cyclofactor`)

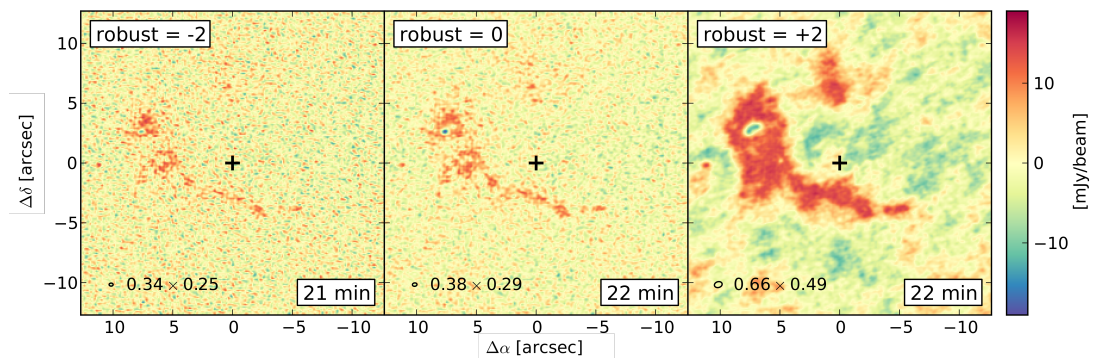
Afin de réduire le temps de calcul, il est préférable de minimiser le nombre de cycles majeurs, qui nécessitent de repasser par le plan (u, v) et de ré-échantillonner (cf. figure 3.2). Ceci peut s'effectuer avec le paramètre `cyclofactor` (figure 3.4b), qui est un facteur appliqué sur le seuil à atteindre pour changer de cycle majeur. Avec une bonne PSF, ce paramètre peut être descendu jusqu'à 1,5 ou 2 pour plus de vitesse, tandis qu'une valeur de 4 ou 5 donnera une meilleure fiabilité. Dans le cas de W43-MM1, on remarque qu'avec un facteur de cycle égal à 1,5, le coeur principal ($\Delta\alpha = 7,5''$, $\Delta\delta = 2,5''$) est beaucoup trop nettoyé par rapport au reste. Ceci s'explique par le fait qu'il y a un changement de cycle majeur trop tôt, avant d'avoir pris en compte assez de composantes moins intenses lors des cycles mineurs. En choisissant un facteur de 5, le nettoyage

(a) Influence de la taille de l'image nettoyée (par défaut : 256×256 pixels).

(b) Effet de l'augmentation du nombre de cycles sur la qualité du nettoyage et le temps de calcul (par défaut : 1,5).

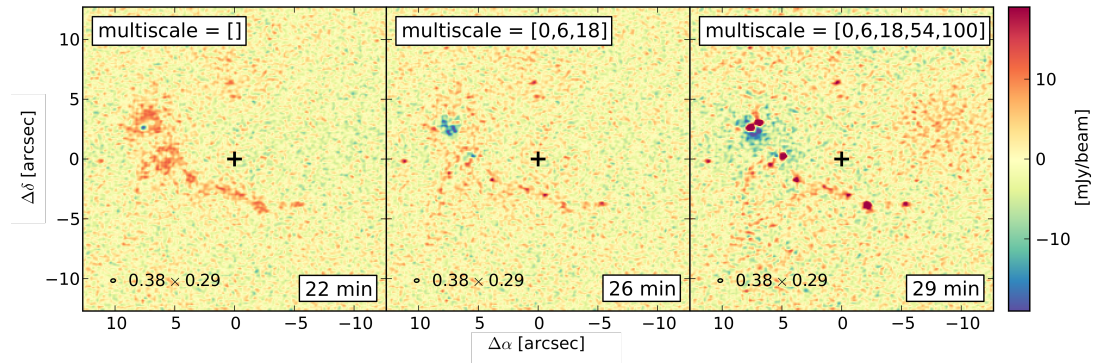


(c) Effet du gain (par défaut : 0,1). Plus le gain est grand, plus une large fraction de chaque composante est retirée.

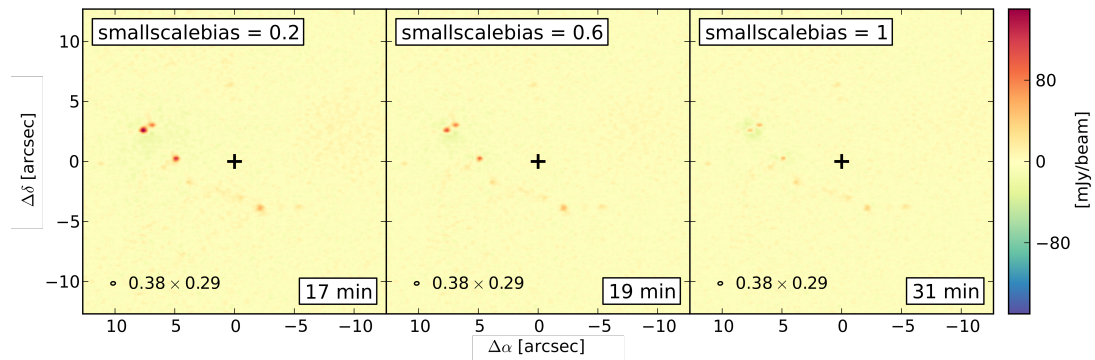
(d) Compromis entre forte résolution (à gauche) et grande sensibilité (à droite) selon la valeur du paramètre **robust** (par défaut : 0,0).

Notes : Les zones rouges marquent un nettoyage qui n'a pas été effectué assez en profondeur, les zones bleues un nettoyage trop profond.

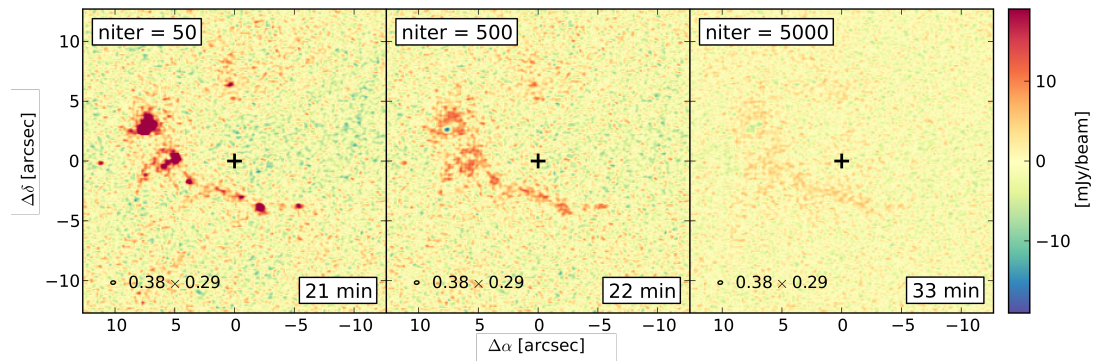
FIGURE 3.4 – Evolution des résidus avec différents paramètres.



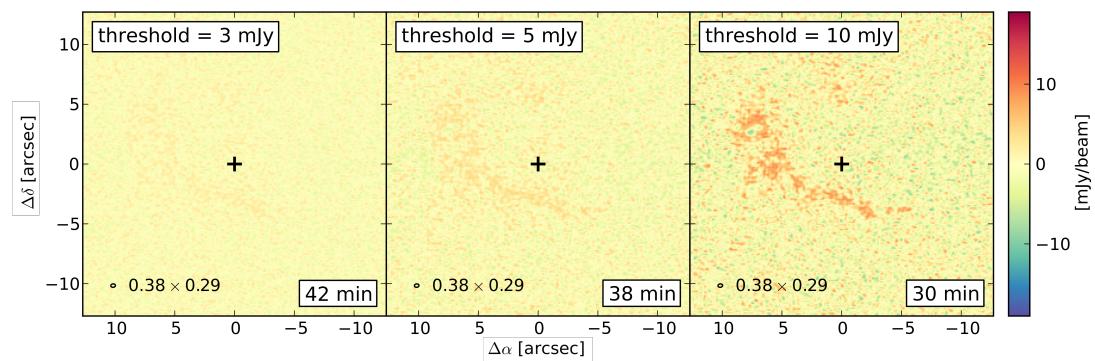
(a) Impact de la déconvolution à différentes échelles sur la structure des sources (par défaut : aucune).



(b) Biais sur le nettoyage des sources compactes (par défaut : 0,6).



(c) Nombre d'itérations maximum (par défaut : 500).



(d) Seuil à atteindre sur le flux résiduel (par défaut : 0 mJy).

Notes : Les zones rouges marquent un nettoyage qui n'a pas été effectué assez en profondeur, les zones bleues un nettoyage trop profond.

FIGURE 3.5 – Evolution des résidus avec différents paramètres. (suite)

global est toujours insuffisant mais le résultat devient effectivement homogène, au prix d'une augmentation significative du temps d'exécution (ici d'un facteur 2). Ce paramètre est crucial en cas de présence d'une source intense dominante, le choix `cyclefactor=5` semble nécessaire ici malgré la grande différence de temps.

Influence du gain de boucle (paramètre `gain`)

Le gain γ (figure 3.4c) est le facteur appliqué au pic maximum des résidus lors de la phase de déconvolution. Il contrôle la quantité de source modélisée à chaque étape, avec un impact sur les performances de l'imagerie et du taux de convergence. Le nombre de cycles nécessaire pour atteindre un niveau de bruit SNR avec une source ponctuelle équivaut à $-\ln(SNR)/\ln(1-\gamma)$ [Thompson et al., 2001]. Le paramètre γ varie entre 0 et 1, mais il est recommandé de prendre une valeur entre 0,1 à 0,3. En effet, une très petite valeur va rapidement augmenter le nombre de cycles : pour un `gain=0,1` il faut 3,4 fois plus de cycles que pour un `gain=0,3`. Cependant, prendre une trop grande valeur peut ne pas bien représenter les structures étendues. Dans notre cas, en montant jusqu'à 0,6, il n'y a pas d'effets notables de dégradation des résidus, car la couverture u, v est bonne. Pour des durées de temps équivalentes, on recouvre du signal sur les structures étendues et le coeur dominant est encore plus nettoyé. Cependant, il s'agit des résultats sur une seule fréquence, et j'ai préféré choisir `gain=0,3` pour une meilleure fiabilité tout en diminuant légèrement le nombre de cycles.

Compromis résolution spatiale - sensibilité (paramètre `weighting`, option `robust`)

L'attribution des poids aux visibilitées peut être choisie avec le paramètre `weighting`. Elle est soit uniforme (`uniform`), pour une meilleure résolution, soit naturelle (`natural`) pour une meilleure sensibilité, ou dans un état intermédiaire grâce au paramètre décrit par Briggs [1995]. En sélectionnant `weighting="briggs"`, il est possible de faire varier le paramètre de robustesse (`robust`, figure 3.4d) afin de tendre soit vers une pondération uniforme (`robust=-2`), soit une pondération naturelle (`robust=+2`). Pour nos données, en passant d'une pondération uniforme vers une pondération naturelle, on remarque bien une dégradation de la résolution (le lobe devient deux fois plus grand) mais une meilleure considération des structures plus diffuses grâce à l'augmentation de la sensibilité, sans impact sur le temps d'exécution. La valeur par défaut est `robust=0` car elle est considérée comme étant un bon compromis, mais j'ai préféré prendre 0,5 pour privilégier légèrement la sensibilité aux dépens de la résolution. Notons qu'en complément du paramètre de robustesse, il est possible d'utiliser un « taper », avec l'activation du paramètre `uvtaper=True`, qui permet de contrôler la pondération radiale des visibilitées.

Déconvolution à plusieurs échelles spatiales (paramètre `multiscale`)

Par défaut, le processus de déconvolution s'effectue sur l'ensemble de la carte avec des composantes de type Dirac, ce qui peut induire un biais pour la récupération de l'émission étendue si des sources intenses dominent la région. La paramètre `multiscale` (figure 3.5a) permet d'effectuer la déconvolution à différentes échelles, ce qui coûte du temps de calcul supplémentaire. Les échelles auxquelles sont lissées les cartes sont définies en nombre de pixels, et il est conseillé de choisir l'équivalent de 0, 1, 3-5, etc. tailles du lobe. Dans cet exemple, j'ai pris les échelles 0, 6, 18, 54 et 100, qui correspondent respectivement, pour une taille de pixel de 0,1", à 0, 2, 5, 16 et 30 tailles du lobe. Les échelles trop grandes n'ont pas besoin d'être représentées, car l'interféromètre filtre les structures à très grandes échelles. Dans la figure 3.5a, on voit bien que l'émission à plus large échelle, associée au filament principal, est mieux estimée en prenant en compte différentes échelles. Cependant, prendre trop de larges échelles va sous-nettoyer les coeurs les plus compacts et sur-nettoyer les régions alentours. C'est ce que l'on observe avec `multiscale=[0,6,18,54,100]`. Pour éviter le sur-nettoyage, le paramètre `negcomponent` permet de définir le nombre de composantes négatives, détectées à l'échelle la plus large, à partir duquel le nettoyage s'arrête. Ce paramètre a tendance à arrêter le nettoyage trop tôt, beaucoup de signal manque dans les coeurs denses en sortie. D'après mes tests je déconseille de l'utiliser et

il n'est d'ailleurs pas inclus dans la fonction `tclean` de `CASA`. Au lieu de cela, il est préférable de redéfinir le poids donné aux différentes échelles, via le paramètre `smallscalebias`.

Pondération relative des différentes échelles spatiales (paramètre `smallscalebias`)

Ce paramètre permet d'induire un biais vers les plus petites échelles définies par le paramètre `multiscale` (figure 3.5b). Lorsqu'une composante est sélectionnée dans les résidus, un facteur supplémentaire, en plus du gain, est appliqué sur le maximum du pic. Ce facteur équivaut à $1 - \text{smallscalebias} \times \text{multiscale}(i) / \max(\text{multiscale})$, pour chaque échelle i du paramètre `multiscale`. Les valeurs typiques vont de 0,2 à 1,0. Avec une valeur de 0,2, peu de poids est donné aux petites échelles par rapport aux grandes, alors qu'en prenant une valeur de 1,0, les petites échelles prennent beaucoup plus d'importance et la plus large échelle est ignorée. Comme par défaut `multiscale=[]`, j'ai choisi de comparer l'effet des différentes valeurs de `smallscalebias` sur les résidus avec `multiscale=[0,6,18,54,100]`. Par défaut, plus de poids est donné aux petites échelles, avec `smallscalebias=0.6`. En augmentant le facteur associé aux petites échelles (`smallscalebias=1`), l'émission est mieux caractérisée car elle provient principalement de structures compactes, mais le sur-nettoyage autour de la source principale est plus contrasté. Diminuer ce facteur avec `smallscalebias=0,2` permet de diminuer l'effet de ce contraste, les régions négatives sont moins concentrées près du coeur #1. Dans cet exemple, la différence du nombre d'itérations est importante comme en témoignent les temps d'exécution, et les échelles de couleur sont biaisées aux fortes valeurs. En prenant des échelles de couleurs différentes pour chaque image (non montré ici), pour une comparaison relative, on se rend compte que pour `smallscalebias=1`, le centre des coeurs denses est moins bien nettoyé et la région entourant le coeur #1 est plus sur-nettoyée que pour `smallscalebias=0,2`. J'ai choisi cette dernière valeur car elle me semble mieux adaptée à la région, où coeurs denses et filaments plus diffus sont associés. De plus, lors de mes tests, il y avait moins d'*aliasing* avec un faible biais pour les petites échelles.

Nombre maximal d'itérations (paramètre `niter`)

Le nombre d'itérations maximum pour les cycles mineurs est défini par le paramètre `niter` (figure 3.5c). Par défaut le nombre d'itérations est fixé à 500, ce qui est insuffisant pour nos données. En effet, dans notre exemple il reste beaucoup d'émission qui n'est pas associée aux coeurs les plus denses. Cependant, avec `niter=500`, le coeur principal est déjà trop nettoyé. En diminuant le nombre d'itérations, le coeur #1 devient sous-nettoyé, tout comme l'ensemble des coeurs denses. En augmentant le nombre d'itération à 5000, le résultat est bien meilleur : l'ensemble du filament est presque correctement nettoyé et le coeur #1 n'est plus sur-nettoyé. Ceci est possible seulement en laissant `negcomponent=-1`, pour éviter que le CLEAN s'arrête trop rapidement à cause des composantes négatives. Le temps augmente de manière significative avec le nombre d'itérations, mais ce paramètre est important pour obtenir une bonne qualité d'image. Comme il est difficile d'estimer le nombre d'itérations désiré, il est préférable de fixer le seuil de nettoyage avec le paramètre `threshold`.

Utilisation d'un seuil sur le flux résiduel pour arrêter les itérations (paramètre `threshold`)

Le `threshold` (figure 3.5d) est le seuil de flux à atteindre pour arrêter la procédure de CLEAN. Ce paramètre, exprimé en unité de flux, est fixé à 0,0 mJy par défaut, car le critère d'arrêt favorisé est le nombre d'itérations `niter`. Pour privilégier le `threshold`, j'impose un grand nombre d'itérations maximum (`niter=100000`). Si l'on compare les figures 3.5c et 3.5d, on remarque que `threshold = 10mJy` nettoie plus en profondeur que `niter=500`, et que la carte avec `niter=500` est moins bien nettoyée qu'avec `threshold = 5mJy`. Les effets sur le nettoyage et les temps d'exécution sont cohérents, ces deux paramètres sont bien équivalents. Pour la bande cont-cy2 de nos données de W43-MM1, j'ai pu descendre jusqu'à un seuil de 3 mJy sans qu'il n'y ait de problème de divergence. Ceci demande un temps d'exécution plus long (ici d'un facteur

Paramètre	Valeurs Possibles	Valeur par défaut	Valeur Sélectionnée
Imsize	Nombres pairs	[256, 256]	[512,512]
CycleFactor	>0	1.5	5
Gain	0 – 1	0,1	0,3
Robust (Briggs)	-2,0 (unif.) – 2,0 (nat.)	0,0	0,5
Multiscale	Toute	[]	[0, 6, 18, 54,100]
Smallscalebias	0 – 1,0	0,6	0,2
Niter	≥ 0	500	100000
Threshold	≥ 0 mJy	0,0 mJy	3,0 mJy

TABLE 3.1 – Différents paramètres de clean.

1,5), mais atteindre un niveau de signal faible est crucial pour l'étude des sources continuum et des raies d'émission les moins intenses.

3.1.4 Cubes finaux obtenus avec l'optimisation de la procédure de nettoyage

La Figure 3.6 compare les cubes de la bande continuum cont-cy2 nettoyés avec deux ensembles de paramètres différents. La figure 3.6a, en haut, est le résultat obtenu après clean en appliquant les paramètres par défaut, mentionnés dans la colonne 3 de la table 3.1. La taille de l'image 256×256 étant trop petite pour prendre en compte toute la structure, j'ai pris pour cette image une taille de 1400×1400 qui inclut l'ensemble de la mosaïque. Ces résultats préliminaires sont comparés aux résultats obtenus en appliquant les paramètres choisis (colonne 4 de la table 3.1), représentés en figure 3.6b. Il s'agit de cartes moyennées, avec la fonction `imcollapse` de `CASA` selon l'axe des fréquences, sur les 1940 canaux qui composent le cube. En outre, les résultats peuvent varier entre les canaux contenant seulement de l'émission continuum et ceux avec une émission moléculaire intense. A gauche se trouvent les cartes nettoyées, tandis qu'à droite se situent les résidus. Les échelles de couleurs de chaque carte sont définies par les valeurs minimales et maximales des pixels.

Comparaison des cartes

La première différence est la taille du lobe principal, qui possède une surface 40% plus importante dans la figure 3.6b. Ceci est dû à la valeur du paramètre de Briggs qui tend vers une pondération plus naturelle, et donc avec un lobe plus grand. Au premier coup d'oeil, ces cartes sont identiques, ce qui signifie qu'elles ont récupéré les mêmes structures et qu'elles ont une plage dynamique comparable. Cependant, si on se base sur le pic d'émission maximum, il équivaut en moyenne à 407 mJy/beam avec les paramètres sélectionnés contre 335 mJy/beam avec les paramètres par défaut, soit une augmentation de 20% de la brillance. En tenant compte de l'aire du lobe respective, ceci équivaut à une augmentation du flux de 70%. Pour voir dans quelles parties du nuage le flux a été récupéré avec les paramètres sélectionnés, il est plus commode de comparer les résidus.

Comparaison des résidus

Dans la figure 3.6a, la carte des résidus est dominée par les valeurs positives, ce qui signifie qu'il reste du signal qui n'a pas été nettoyé. Ceci se constate très clairement pour les coeurs denses, associés à une zone contenant beaucoup de résidus ($\sim 12 - 22$ mJy/beam, en rouge), ainsi que pour le reste du filament ($\sim 4 - 12$ mJy/beam, en jaune). Au contraire, pour 3.6b, l'échelle de couleurs est quasi-symétrique et proche du niveau de bruit de 3 mJy/beam, la carte a été nettoyée plus en profondeur et de manière presque homogène. Les variations les plus importantes se trouvent au niveau des zones continuum les plus intenses, dont les contours à 1, 5 et 50% sont tracés en gris. La tendance va toujours vers un sous-nettoyage des coeurs les plus denses, bien plus léger cette fois, et un sur-nettoyage des zones environnantes.

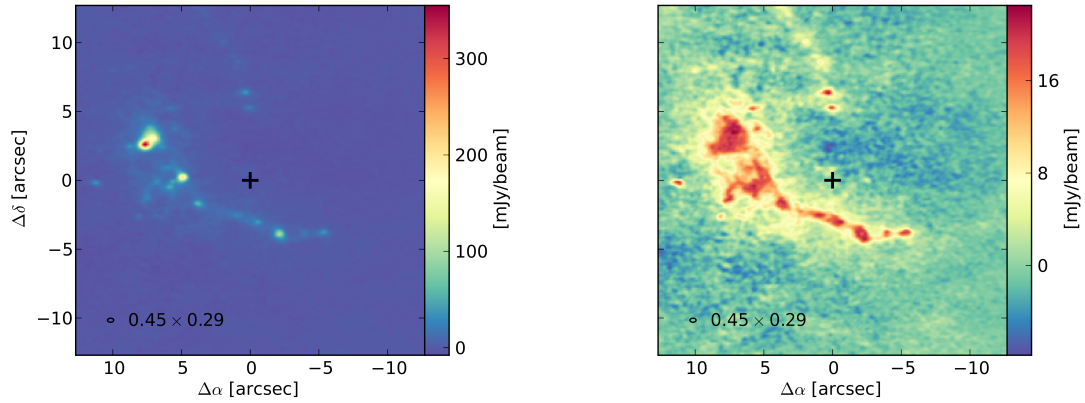
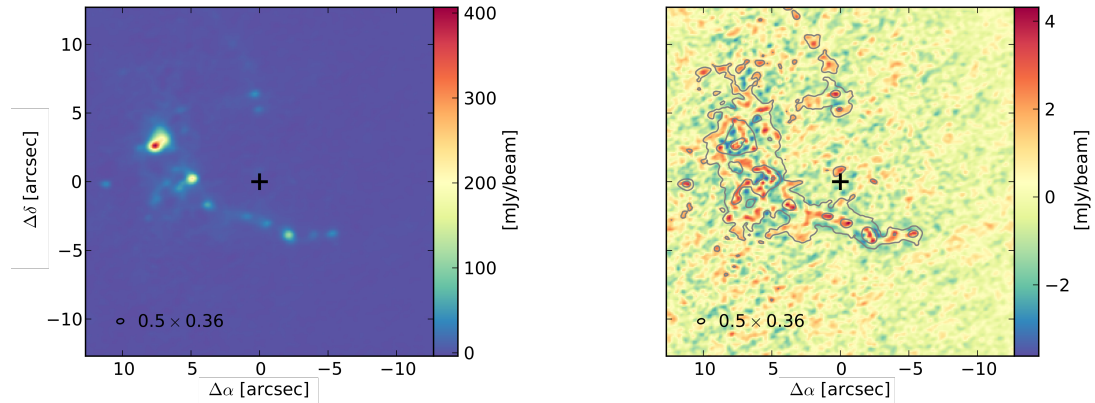
(a) Carte nettoyée avec les paramètres par défaut : (*gauche*) image moyenne (*droite*) résidus moyens.(b) Carte nettoyée avec les paramètres optimisés (table 3.1) : (*gauche*) image moyenne (*droite*) résidus moyens.

FIGURE 3.6 – Comparaison des cartes sans et avec l'optimisation du nettoyage.

Il est difficile d'obtenir des résidus parfaits par un traitement automatique, surtout lorsque les canaux sont très différents à cause de l'émission moléculaire, mais la quantité des données interférométriques et le temps d'exécution de l'algorithme de CLEAN encouragent les utilisateurs à se tourner vers une optimisation automatique des paramètres plutôt qu'une détermination manuelle interactive. Les valeurs que j'ai sélectionnées pour les paramètres (Table 3.1) m'ont permis de reconstruire une image de bonne qualité, avec peu de structures et des flux négligeables dans les résidus, dans des échelles de temps de l'ordre de la journée pour environ 2000 canaux. Ceci est vrai pour la plupart des données, à l'exception des canaux associés aux raies intenses, comme CO et SiO, pour lesquels des effets d'*aliasing* et d'artéfacts persistent. Ces problèmes ne m'ont pas gêné dans mon analyse de raies de molécules complexes, et étaient très faibles pour les raies les plus intenses en intégrant sur les vitesses.

3.2 Soustraction de l'émission continuum

L'émission continuum est l'émission principalement associée aux grains de poussières ; elle est due à l'émission thermique suite au chauffage au sein des coeurs denses et à l'activité des proto-étoiles, avec une contribution plus faible voire – selon la fréquence – négligeable du rayonnement continu de freinage des électrons dans le gas (émission *free-free*). Afin de pouvoir étudier le flux d'émission moléculaire et sa distribution sur les cartes interférométriques, il faut au préalable soustraire l'émission continuum. En effet, la contribution des poussières peut être tellement importante face à celle des molécules qu'elle domine complètement le signal des espèces les moins abondantes (c.f. chapitre 4). La recherche d'un candidat pré-stellaire massif nécessite de déterminer au mieux l'émission continuum, afin de pouvoir caractériser les raies provenant des molécules complexes organiques (COMs), qui y sont théoriquement faibles car il s'agit d'un milieu

froid. Dans cette section, je vais introduire différentes techniques de soustraction de continuum, puis présenter la méthode automatique que j'ai développée et testée.

3.2.1 Evolution de l'émission des poussières avec la fréquence

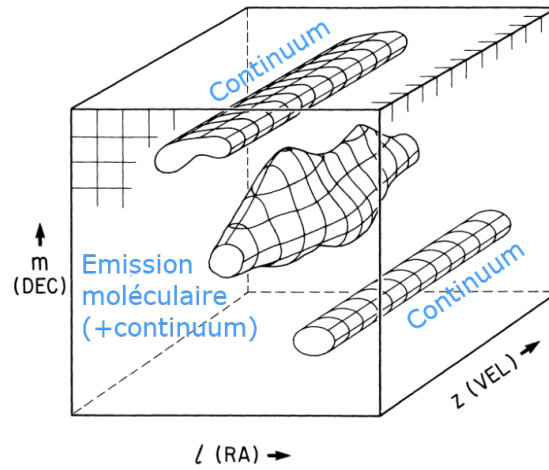
Comme définie par son appellation, l'émission continuum est un signal dont le flux ne dépend que faiblement de la fréquence. En faisant évoluer la fréquence, elle se distingue facilement de l'émission moléculaire, comme illustré dans la figure 3.7a. L'intensité et la structure de l'émission des poussières restent les mêmes, tandis que l'intensité et la forme de l'émission provenant des molécules évoluent selon l'axe des fréquences. Les variations de l'émission continuum sont beaucoup moins importantes que celles des émissions moléculaires sur des bandes de fréquence étroites. Avant de construire une méthode pour soustraire cette émission, il est important de savoir si elle évolue de manière significative sur nos bandes d'observations qui peuvent couvrir jusqu'à 2 GHz. Dans ce cas, il faut prendre en compte cette variation pour une meilleure précision, alors que si elle n'est pas significative, il suffit d'estimer une seule valeur du continuum pour chaque bande. Pour tester cela, j'ai estimé les valeurs continuum, associées à différents coeurs denses dans W43-MM1 et pour chaque bande d'observation, à partir de ma méthode qui sera présentée plus tard. Les résultats sont représentés dans la figure 3.7b. Chaque coeur est associé à une couleur différente, et les valeurs du continuum moyennées sur les pixels inclus dans le coeur sont représentées par des croix qui sont positionnées à la fréquence centrale de chaque bande. Ces valeurs sont comparées à la valeur moyenne pour les 8 bandes, représentée par un trait pour chaque coeur, et l'écart relatif est représenté en bas de l'image. On remarque que sur les 20 GHz d'observation, les valeurs continuum obtenues sont très proches pour un même coeur, elles ne varient pas beaucoup de la moyenne. Certaines variations, qui peuvent sembler importantes d'une bande à la suivante, sont probablement dues à des différences lors de la procédure de CLEAN. Cependant, en regardant l'écart relatif, on remarque que la valeur du continuum a tendance à augmenter avec la fréquence. Cette variation est inférieure à 20% entre la première et la dernière bande, ce qui équivaut à une variation maximale de 1% sur 1 GHz. On peut donc considérer que le continuum est constant sur nos bandes d'observation, il est possible de n'estimer qu'une seule valeur pour chaque bande.

3.2.2 Les problèmes de la confusion et du pseudo-continuum

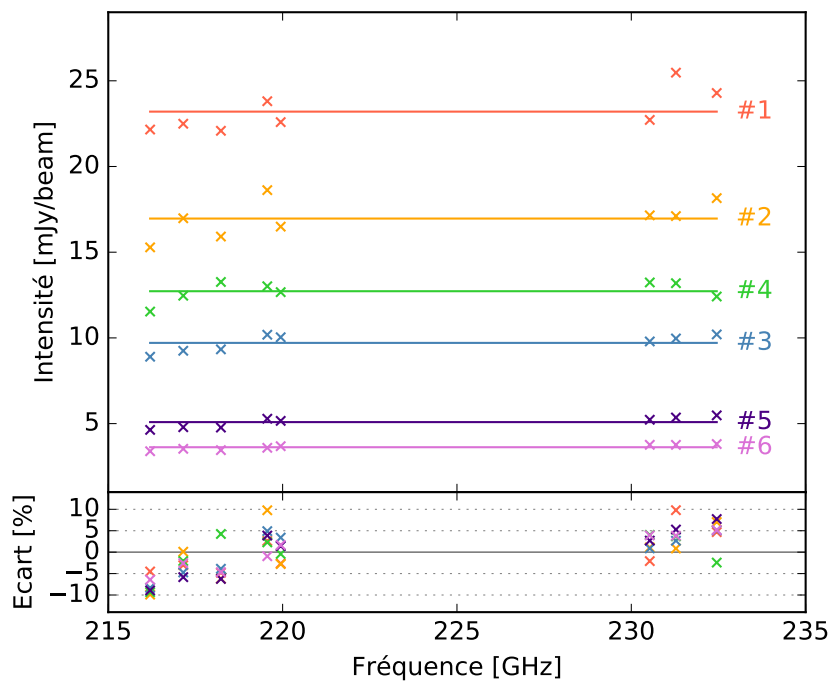
De par leur richesse moléculaire, les régions de formation d'étoiles dévoilent une quantité importante de raies moléculaires, qui forment généralement des « forêts de raies ». Bien qu'une telle abondance se révèle très intéressante pour l'étude de la chimie dans le milieu interstellaire, elle pose plusieurs problèmes. En effet, si pour une largeur de bande donnée la quantité de raies est plus importante, la probabilité qu'elles se superposent est plus grande. La figure 3.8 est le résultat de spectres simulés, avec des raies de même largeur et une distribution des intensités qui suit une loi normale. Dans le cas où le spectre comporte peu de raies, e.g. dans le premier exemple où il y a seulement 5 raies, il y a peu de chances qu'elles se superposent.

Cependant, en augmentant le nombre de raies à 20, on remarque que plusieurs raies se superposent. On parle alors de « confusion spectrale », car il devient difficile de distinguer les raies les unes des autres. Ceci dépend bien entendu de la fréquence d'observation des raies, mais également de leur largeur, qui, rappelons-le, est associée aux vitesses des molécules par effet Doppler. La confusion peut entraîner diverses erreurs, dont des exemples sont repérés en rouge dans la figure 3.8. 1) Dans le cas où une petite raie chevauche une grande raie, cela pose le doute entre le cas d'une aile de raie, qui correspond à une seconde composante en vitesse de la même molécule, et la présence d'émission d'une autre molécule. 2) Lorsque deux raies gaussiennes de même intensité sont proches, elles peuvent former une gaussienne plus large, dont la fréquence centrale n'est pas associée à une espèce moléculaire présente.

En augmentant le nombre de raies jusqu'à 100, on remarque que le phénomène s'amplifie. Dans les régions les plus riches, comme les coeurs chauds, il y a de nombreuses molécules complexes, associées à une multitude de raies faibles. Comme cela est montré en 3), il arrive que certaines des raies faibles se trouvent complètement dissimulées dans les raies intenses des es-

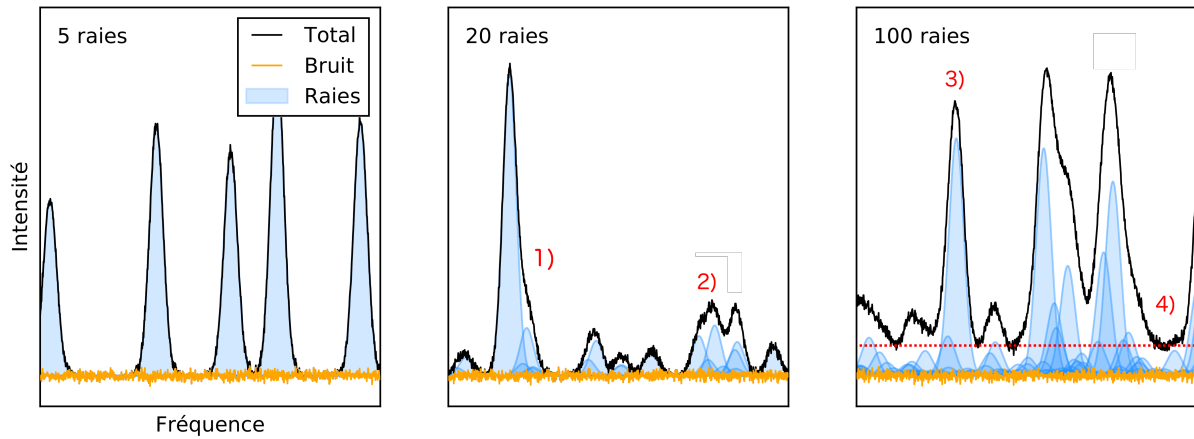


(a) Schéma montrant l'évolution des structures avec la fréquence, au sein d'un nuage moléculaire [Roelfsema, 1989].



(b) Valeurs continuum estimées pour les 6 principaux coeurs de W43-MM1 sur les différentes bandes. Etude sur les données de Cycle 2 à 1,3 mm.

FIGURE 3.7 – Evolution de l'émission continuum avec la fréquence.



Notes : Le spectre simulé total (noir) est le résultat de la somme du bruit (orange) et de N raies (bleu), dont N est indiqué dans le coin supérieur gauche de chaque case. Les chiffres en rouge marquent les différents cas de confusion présentés dans le texte. La ligne rouge correspond au niveau de pseudo-continuum formé par les raies.

FIGURE 3.8 – Mise en évidence de la confusion et du pseudo-continuum, à partir de spectres simulés.

pièces les plus abondantes. Autrement dit, les raies intenses peuvent être légèrement surestimées par la présence de raies plus faibles mais invisibles. Toute cette confusion implique un autre problème important dans les régions les plus actives des nuages moléculaires, qui est l'apparition d'un pseudo-continuum. 4) La superposition des nombreuses petites raies se présente sous la forme d'un continuum, ce qui décale la ligne de base (en pointillés rouge) au-delà de l'intensité continuum réelle.

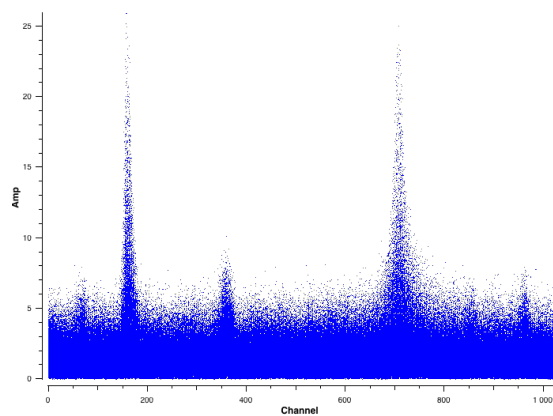
La confusion des raies et la présence d'un pseudo-continuum sont difficiles à estimer au premier abord, mais elles peuvent être traitées dans un second temps grâce à la construction de spectres synthétiques estimés à partir des raies les moins contaminées. Dans W43-MM1, la confusion est bel et bien présente mais la plupart des coeurs denses ne semblent pas présenter de pseudo-continuum car plusieurs de leurs canaux successifs ne contiennent pas de raie. Ceci est moins sûr pour le coeur majeur #1, car il présente une ligne de base moins uniforme. Connaître le niveau du pseudo-continuum d'un spectre permet d'éviter une surestimation du niveau continuum, ce qui est important pour une étude des cartes d'émission continuum. Mais cela permet également d'échapper à une sous-estimation de l'émission moléculaire, dont une partie contribue au pseudo-continuum, ce qui peut être non négligeable pour les raies les plus faibles. Généralement, les méthodes qui permettent d'estimer l'émission continuum ne la distinguent pas d'un éventuel pseudo-continuum. Au même titre, la méthode que j'ai développée et que je vais présenter permet d'estimer la ligne de base des spectres, qu'elle cache la présence d'un pseudo-continuum ou non.

3.2.3 Méthodes de soustraction usuelles

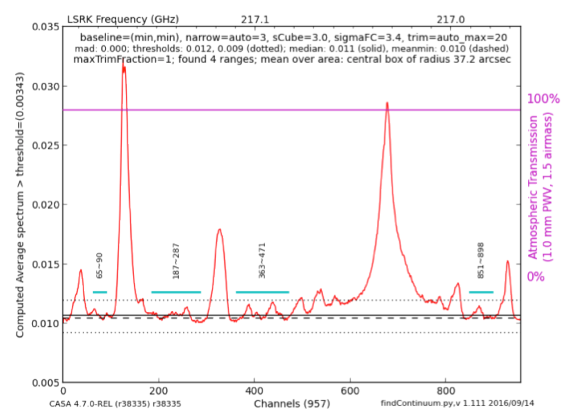
Afin d'étudier l'émission moléculaire sur les cartes, l'émission continuum peut être retirée via diverses méthodes. Cette soustraction peut s'effectuer dans le plan (u, v) , c'est-à-dire directement à partir des visibilité, tout autant que dans l'image reconstruite. Le choix du plan dans lequel travailler dépend principalement de la distribution et de l'intensité du continuum lui-même, mais aucune des deux méthodes n'est idéale. S'il est intense, il est conseillé de soustraire le continuum dans le plan (u, v) , afin de diminuer les erreurs sur l'estimation de l'émission moléculaire lors de la déconvolution. Au contraire, si le continuum est faible, il est préférable de garder toute l'information pour former l'image, puis de le retirer dans le plan image. Ici, je vais présenter différentes façons d'utiliser ces deux types de méthodes.

Soustraction dans le plan (u,v)

La présence d'un continuum intense peut gêner la procédure de CLEAN, qui va avoir des difficultés à nettoyer les résidus jusqu'à la profondeur désirée pour l'analyse des raies moléculaires. Pour éviter cela, il est possible de dissocier les données continuum des données moléculaires, en identifiant les canaux (en parlant de spectres) ou les plans (en parlant d'images) associés à chacun. Pour estimer quels canaux sont vides de raies, qu'on nommera pour la suite « canaux continuum », on peut distinguer deux façons de procéder, représentées dans la figure 3.9. La première méthode consiste à utiliser directement les visibilitées contenues dans le jeu de données (MS) avec la fonction `plotms` de CASA, pour tracer le profil de l'amplitude en fonction des canaux, moyennée dans le temps et sur les lignes de bases. Comme l'illustre la figure 3.9a, cette façon de procéder fonctionne bien pour les raies intenses, qui sont facilement distinguables. Cependant, de nombreuses raies qui ne ressortent pas ici se trouvent dans les autres canaux. C'est pourquoi, pour mieux estimer la contamination moléculaire des spectres, il est préférable de produire une image préliminaire. La figure 3.9b, réalisée par le script `findContinuum.py` lors de l'exécution du pipeline ALMA, montre une première estimation automatique des canaux continuum. A partir du spectre moyenné sur la carte, la localisation des canaux considérés comme vides de raies (repérés par les traits verts) est beaucoup plus évidente qu'en figure 3.9a. On remarque toutefois que le seuil fixé par le pipeline, au-delà duquel les canaux sont dit contaminés, ne permet pas de prendre en compte les plus petites raies. Il vaut mieux prendre une sélection réduite de canaux, par exemple les moins intenses sur le spectre moyen, plutôt que d'inclure des canaux contaminés par des raies. Une fois les canaux continuum identifiés, CASA propose la fonction `uvcontsub`, qui permet de séparer les données calibrées de type continuum et celles associées aux raies, pour former deux MSs distincts. Les nettoyages de l'émission continuum et de l'émission moléculaire peuvent alors s'effectuer indépendamment, réduisant ainsi les erreurs de déconvolution induites par l'une des émissions sur le nettoyage de l'autre.



(a) Estimation à partir de la variation de l'amplitude pour les différents canaux, obtenue avec l'interface de la fonction `plotms` de CASA. Les raies les plus intenses sont observées directement à partir des visibilitées.

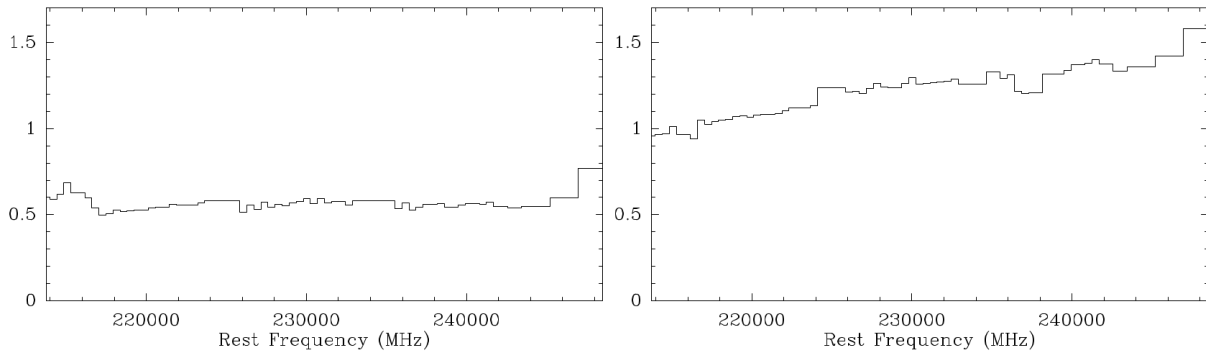


(b) Spectres moyens (rouge) et position des canaux continuum (vert) estimés dans le plan image en sortie du pipeline avec le script `findContinuum.py`. Cette méthode permet de mieux considérer les raies plus faibles.

FIGURE 3.9 – Outils d'estimation de canaux continuum, exemple de la bande 217150 de W43-MM1.

Soustraction dans le plan image

Si la déconvolution est effectuée sans distinction entre l'émission du gaz et des poussières, il reste possible d'estimer la contribution du continuum dans le plan image. La méthode présentée ci-dessous ne se base pas sur la simple recherche de canaux vides de raies, mais consiste à identifier un ensemble de plans – c'est-à-dire des cartes à des canaux donnés – qui sont les plus représentatifs d'une carte continuum non contaminée. La carte continuum considérée peut ensuite être analysée indépendamment, ou soustraite au cube image pour donner un cube ne contenant que l'émission



Notes : Figure extraite de [Brouillet et al. \[2015\]](#). La brillance est définie en Jy/beam. Les positions considérées sont : (à gauche) le pic d'éthylène glycol et (à droite) le coeur chaud.

FIGURE 3.10 – Evolution de la brillance du continuum avec la fréquence dans OrionKL.

moléculaire.

[Brouillet et al. \[2015\]](#) décrivent dans leur analyse d'Orion-KL la méthode qu'ils ont utilisée pour soustraire le continuum dans le plan image. Ils considèrent que pour un cube, les meilleurs candidats de plans vides de raies sont ceux dont la différence entre le maximum et le minimum d'émission est la plus faible. Les plans candidats sont ensuite comparés deux à deux, car plus petite est leur différence, moins ils sont susceptibles de contenir de l'émission moléculaire. Bien sûr, ceci n'est valable que s'ils sont assez éloignés en fréquence, typiquement d'une largeur de raie. Ils sélectionnent la paire de plans dont la somme est la plus faible, et estiment que leur moyenne représente un bon plan continuum. Ils ont opéré cette méthode sur 80 cubes de 1000 canaux, et les résultats obtenus sont cohérents sur la gamme de fréquences considérée, allant de 214 à 247 GHz. Néanmoins leur méthode n'a pas pu être utilisée pour certains cubes, car aucun plan vide d'émission moléculaire n'a été identifié. Ils ont remarqué qu'en fonction de la position étudiée sur la carte, l'évolution de l'émission continuum avec la fréquence peut être différente (Figure 3.10). En considérant que la structure continuum du coeur chaud est compacte et diluée dans le lobe, ils interprètent l'augmentation de la valeur continuum comme étant associée à la diminution de la taille du lobe avec la fréquence.

Problèmes rencontrés

Si chacune des deux philosophies de soustraction du continuum possède ses avantages et inconvénients, il est sûrement préférable de favoriser l'une plutôt que l'autre en fonction des analyses à effectuer. La soustraction dans le plan (u,v) , en se basant sur les visibilitées, se montre grossière vis-à-vis de l'émission moléculaire car elle ne prend en compte ni la présence des plus petites raies, ni la distribution spatiale de l'émission. Une image préliminaire permet de mieux identifier les canaux continuum, mais leur quantité très faible réduit considérablement le nombre de visibilitées utilisables pour la construction d'une carte purement continuum. Toutefois, il est sûrement préférable de nettoyer les données continuum sans l'émission moléculaire, car : 1) le signal dans les raies va agir sur la déconvolution et, (2) comme le continuum est presque constant avec la fréquence, il suffit de nettoyer un seul canal, ce qui est beaucoup plus rapide. Pour les raies moléculaires, le choix de soustraire le continuum dans le plan image semble mieux adapté. Considérer que des plans peuvent être purement continuum n'est qu'une approximation dans les nuages moléculaires, il est généralement impossible d'identifier des canaux pour une soustraction dans le plan (u,v) . En effet, comme l'ont montré les résultats de [Brouillet et al. \[2015\]](#) présentés en figure 3.10, il ne faut pas faire une généralité du continuum en chaque point d'une carte. Les cartes de nuages moléculaires, produites grâce aux interféromètres, peuvent contenir de nombreuses sources aux vitesses et contenus différents. Dans une région riche en sources moléculaires il n'existe donc pas une carte continuum unique, associée à un seul canal vide de raie, car cela signifierait que l'ensemble des sources émettent les mêmes raies avec la même vitesse. Au contraire, chaque source doit être traitée indépendamment pour former une carte continuum à partir de canaux différents.

3.2.4 Approche statistique

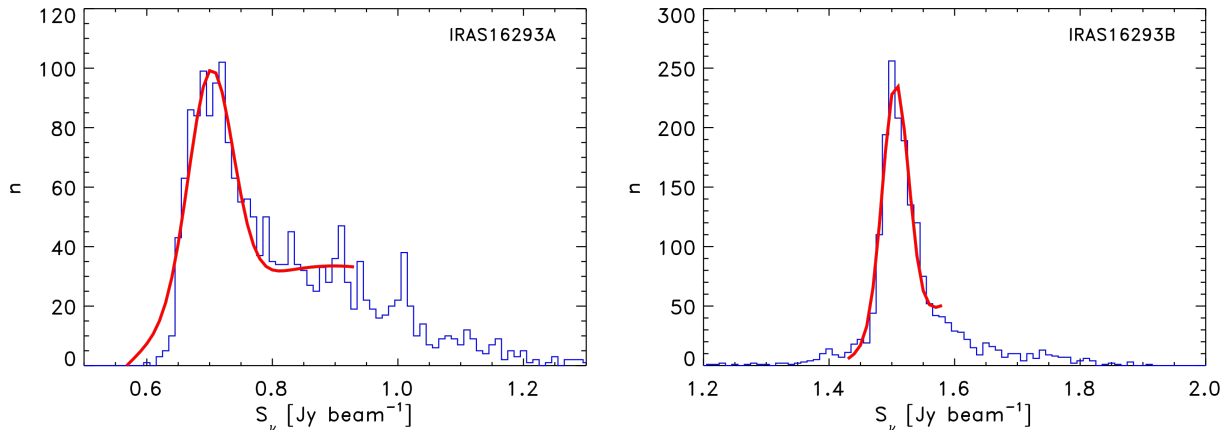
La haute résolution des interféromètres, spatiale comme spectrale, ainsi que la haute sensibilité, permettent de révéler la complexité des nuages moléculaires. Bien que cela soit un atout majeur pour l'intérêt scientifique, il devient alors impossible d'observer des canaux spectraux vides de raies, utilisés jusqu'à présent pour déterminer la contribution de l'émission continuum. Ceci demande de redéfinir de nouvelles méthodes plus efficaces d'estimation du continuum, et une analyse en chaque pixel des cartes semble nécessaire pour les régions les plus riches. Une telle méthode s'applique après reconstruction des images, afin de discerner l'émission associée aux différentes structures, ce qui n'est pas possible dans le plan uv . Etant donné que les cartes contiennent généralement des millions de pixels, la méthode doit être statistique (i.e. automatique) et rapide.

Estimation du continuum avec la densité de flux

La méthode la plus efficace pour estimer le continuum dans un cube contenant des sources riches en raies est probablement d'utiliser le profil de densité des intensités. Cette méthode, présentée par Jørgensen et al. [2016] à travers l'exemple repris en figure 3.11, s'applique comme suit :

- **Étape 1** : Un profil de densité du flux est généré pour chaque pixel de la carte (histogramme bleu). Dans le cas d'une émission purement continuum, le profil est de type gaussien, centré sur la valeur continuum et avec une largeur reliée au bruit. C'est ce qui est observé près de IRAS16293B. Si le spectre contient des raies, comme pour IRAS16293A, elles vont ajouter une queue de distribution au profil. Cette queue est d'autant plus intense que les raies sont nombreuses, et d'autant plus étendue qu'il y a de raies intenses.
- **Étape 2** : Un ajustement est appliqué au profil (courbe rouge). Pour les pixels vides d'émission moléculaire, l'utilisation d'une simple gaussienne est suffisante, tandis que pour les pixels contaminés, une autre fonction doit être utilisée. Dans cet article, les auteurs usent de gaussiennes asymétriques sur le pic de la distribution et ne prennent pas en considération la queue de distribution.
- **Étape 3** : La valeur continuum d'un pixel correspond à la position du maximum de la distribution. Dans le cas d'une gaussienne, cette position correspond au centre de la distribution, tandis qu'avec une autre fonction, le résultat n'est pas nécessairement symétrique.
- **Étape 4** : Une carte continuum peut être construite, en associant les valeurs continuum estimées en chaque pixel à leurs positions. Cette carte ne correspond alors pas exactement ni à l'un des plans originaux du cube, ni à une moyenne des meilleurs plans continuum comme présenté en 3.2.3, mais à une sélection des meilleurs pixels continuum contenus dans l'ensemble des plans du cube.

Cette méthode donne des cartes cohérentes, c'est-à-dire que l'on observe, au bruit près, une continuité de l'intensité entre les pixels adjacents qui est en accord avec la réalité physique, ce qui contribue en faveur de ses performances. Cependant, dans le cas de la distribution déformée par la présence de raies moléculaires, l'estimation de la position du maximum est moins précise et l'utilisation du choix de la gaussienne asymétrique est à débattre. En effet, la présence de la queue de distribution va déformer le pic de la partie gaussienne, en l'élargissant vers les valeurs supérieures, ce qui peut conduire à une surestimation de la vraie valeur continuum. Sanchez-Monge et al. [2017] ont étudié l'impact du choix de la méthode d'estimation de la valeur continuum, en générant des spectres synthétiques correspondant à différents types de distributions. Les différentes méthodes d'estimation de la valeur continuum considérées sont : la moyenne, la médiane, les 25^{ème} et 75^{ème} centiles, le pic de la distribution réelle, ou alors le pic du fit gaussien, de l'estimation par noyau – *Kernel Density Estimation* (KDE) – ou d'une coupure de type *sigma-clipping*. Les résultats obtenus sont répertoriés dans la table 3.2. Dans notre cas, ce sont les résultats pour les spectres contenant peu de raies (*a*) et ceux dominés par l'émission moléculaire (*b*) qui nous intéressent, typiques des profils extraits des pixels de nos cartes de W43-MM1. Les méthodes utilisant une gaussienne (8) et une gaussienne avec sélection



Notes : Figure extraite de [Jørgensen et al. \[2016\]](#). Les histogrammes bleus représentent la densité de flux de deux pixels provenant de chacune des deux composantes radio : *IRAS16293A* et *IRAS16293B*. L'ajustement des profils est représenté par la courbe rouge.

FIGURE 3.11 – Exemple de profils de densités dans IRAS16293.

Type of spectra (1)	maximum (2)	mean (3)	mean (sel.) (4)	median (5)	median (sel.) (6)
(a) Few lines	51.01	56.42	50.54	50.00	50.00
(b) Emission dominated	52.39	106.70	52.81	60.43	52.55
(c) Absorption dominated	49.22	33.89	45.95	35.32	46.19
(d) Emission and absorption	49.55	83.65	47.19	50.72	48.93
(e) Broad lines	51.48	129.09	52.03	95.27	53.05
(f) Narrow frequency range	50.34	112.74	49.80	65.09	51.13
	percentile 25 th / 75 th (7)	Gaussian (8)	Gaussian (sel.) (9)	KDE max (10)	sigma clip (11)
(a) Few lines	50.00 / 50.47	43.84 ± 2.34	43.84 ± 2.34	50.00	50.00 ± 0.01
(b) Emission dominated	52.16 / 127.28	52.60 ± 2.12	52.60 ± 2.12	52.86	51.58 ± 0.86
(c) Absorption dominated	24.21 / 44.97	35.33 ± 14.9	45.15 ± 5.03	48.43	48.62 ± 1.02
(d) Emission and absorption	39.83 / 99.49	48.96 ± 5.76	49.20 ± 4.46	50.65	50.00 ± 0.01
(e) Broad lines	59.94 / 149.40	73.83 ± 51.2	55.61 ± 5.61	59.56	56.20 ± 3.83
(f) Narrow frequency range	51.03 / 131.33	51.53 ± 2.04	51.53 ± 2.04	51.08	50.77 ± 0.31

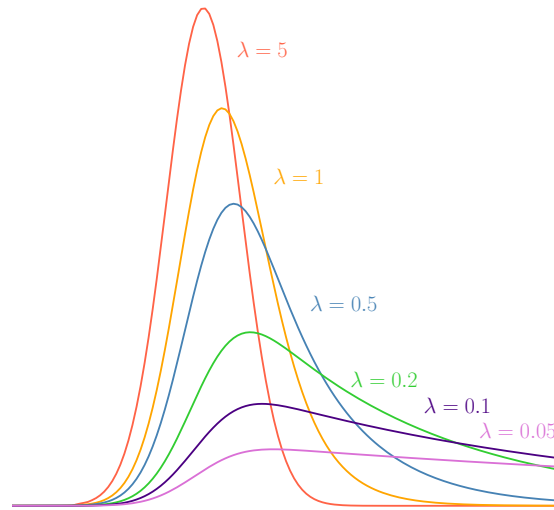
Notes : Table extraite de [Sanchez-Monge et al. \[2017\]](#). Les valeurs affichées sont en K. Les résultats ont été obtenus à partir de spectres synthétiques, avec une valeur continuum fixée à 50 K.

TABLE 3.2 – Estimation de la valeur continuum pour différents types de spectres avec plusieurs méthodes.

(9), analogues à la méthode utilisée par [Jørgensen et al. \[2016\]](#), montrent une erreur importante sur l'estimation du continuum, de l'ordre de 5–15%. Ce résultat est biaisé par le choix du nombre de canaux dans la distribution, que l'on qualifiera de « *bins* » pour éviter toute confusion avec les canaux spectraux, qui influencent fortement l'ajustement. Cela n'est pas le cas de la méthode de *sigma-clipping*, que les auteurs considèrent comme la plus précise pour déterminer le niveau du continuum. Ils rapportent que grâce à l'estimation de l'incertitude sur la détermination, une version améliorée de cette méthode, la *corrected Sigma-Clipping Method (cSCM)*, permet de déterminer de manière précise le continuum dans des sources à la chimie riche, avec un désaccord inférieur à 5–10 %.

Ajustement par une gaussienne modifiée exponentiellement

En parallèle des travaux de [Sanchez-Monge et al. \[2017\]](#), j'ai développé une méthode d'estimation du continuum basée sur le profil de densité en utilisant une autre fonction d'ajustement, la fonction de la *Gaussienne Modifiée Exponentiellement (GME)*. Cette fonction est le résultat de la convolution d'une Gaussienne avec une fonction à décroissance exponentielle, présentée par exemple par [Kalambet et al. \[2011\]](#) sous la forme :



Notes : Le profil varie d'une faible symétrie vers une forte symétrie avec le paramètre $\lambda = 1/\tau$.

FIGURE 3.12 – Variations de la GME pour différentes valeurs de λ .

$$f_{\text{GME}}(x, \mu, \sigma, \tau) = \frac{h\sigma}{\tau} \sqrt{\frac{\pi}{2}} e^{\left(\frac{\mu-x}{\tau} + \frac{\sigma^2}{2\tau^2}\right)} \operatorname{erfc}\left(\frac{1}{\sqrt{2}} \left(\frac{\mu-x}{\tau} + \frac{\sigma}{\tau}\right)\right) \quad (3.5)$$

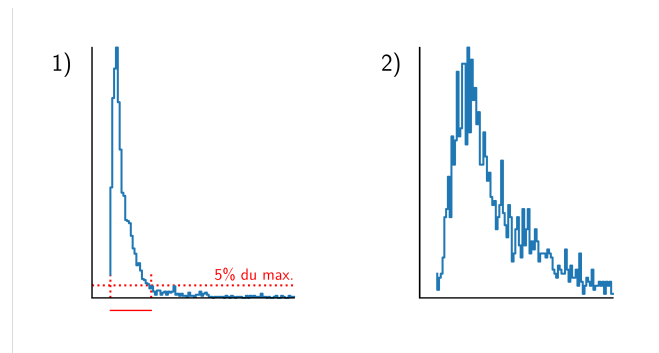
où h , σ et μ sont la hauteur, l'écart type et la position de la gaussienne, τ est la constante de temps de la décroissance exponentielle et $\operatorname{erfc}()$ est la fonction d'erreur complémentaire définie comme :

$$\operatorname{erfc}(x) = \frac{2}{\sqrt{\pi}} \int_x^{\infty} e^{-t^2} dt. \quad (3.6)$$

L'asymétrie du pic dépend du ratio τ/σ . On trouve la GME également écrite avec le paramètre λ , défini comme $1/\tau$, qui peut être considéré comme le taux de symétrie de la fonction. Plus λ est grand, plus la fonction se rapproche d'un profil gaussien (figure 3.12). La GME est utilisée en chromatographie [e.g. Grushka, 1972], car il est reconnu que l'instrumentation utilisée modifie exponentiellement les pics observés. Dans notre cas, c'est le profil de densité qui est modifié, non pas pour des raisons instrumentales, mais par la présence de raies moléculaires. La raison est donc différente. Cependant, les distributions que nous observons dans les régions d'émission, comme pour les coeurs denses de W43-MM1, ont un profil qui semble très bien ajusté par une fonction GME. Cette fonction, qui est beaucoup plus flexible que les fonctions gaussienne et gaussienne asymétrique, permet généralement de mieux englober l'ensemble de la distribution, et ainsi, de réduire la surestimation du niveau continuum causée par la queue de distribution.

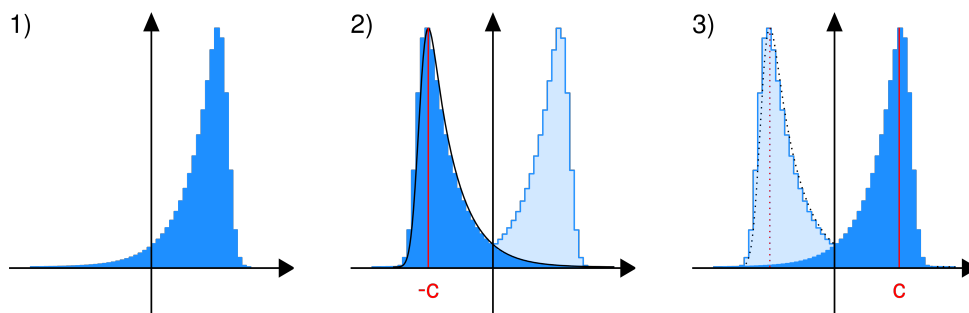
Méthode de soustraction

La méthode de soustraction du continuum que je propose s'effectue à partir d'un cube nettoyé. J'ai développé un script en Python, en utilisant les bibliothèques `scipy` et `numpy`, qui peut être lancé simplement sous `CASA` avec la commande `execfile` après avoir renseigné le nom de l'image à traiter. Les spectres contenus dans chacun des pixels du cube sont extraits avec la commande `ia.getchunk`, et stockés dans une liste afin d'être traités indépendamment. La taille de la liste est limitée par la mémoire de l'ordinateur, mais ce problème est évité en divisant spatialement le cube en plusieurs sous-cubes. A partir de chaque spectre, un histogramme est formé avec la fonction `numpy.histogram` pour représenter la densité du flux. Au vu de la variété des spectres rencontrés dans une même carte, la procédure nécessite quelques ajustements qui permettront de traiter tous les cas de la meilleure façon possible.



Notes : 1) La distribution est divisée en 100 *bins*. En pointillés rouges, le trait horizontal correspond au niveau à 5% du pic, et les deux traits verticaux indiquent les *bins* à partir desquels la distribution est en-dessous de ce niveau. 2) Nouvelle distribution, toujours divisée en 100 *bins*, mais formée seulement à partir des intensités sélectionnées, repérées par le trait plein rouge.

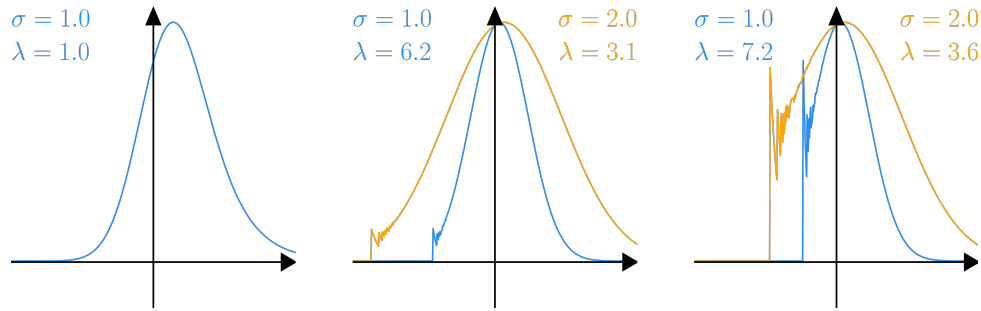
FIGURE 3.13 – Redéfinition des *bins* de la distribution par coupe.



Notes : Méthode en 3 étapes, où sont représentées la distribution de l'étape actuelle (en bleu foncé) et celle de l'étape précédente (en bleu clair). 1) La queue de distribution se situe à gauche. 2) La distribution est renversée par symétrie, le niveau continuum (rouge) est identifié grâce à un ajustement GME (noir). 3) L'opposé de la valeur obtenue correspond au niveau continuum de la distribution originelle.

FIGURE 3.14 – Renversement de la distribution pour le cas en absorption.

- **Adapter le nombre de *bins*** : Tout comme avec la fonction gaussienne, le nombre de *bins* utilisé pour la distribution affecte la précision de l'ajustement. Le nombre de *bins* est limité par le nombre de canaux spectraux. Pour bien représenter la distribution il doit être ni trop petit, ni trop grand. Pour W43-MM1, j'ai constaté qu'un ratio *bins*:canaux d'environ 5 à 10 % fonctionne bien. Si le spectre contient au moins une raie intense, la queue de distribution va s'allonger sur la droite, sans forcément affecter la partie gaussienne mais en élargissant considérablement la largeur des *bins*. La partie gaussienne peut alors rapidement se trouver représentée par seulement quelques *bins* (figure 3.13). Pour éviter cela, il est judicieux de faire une coupure pour les flux trop intenses. Pour estimer la coupure, je fais une première distribution qui inclut tous les canaux du spectre et sélectionne les deux premiers *bins*, à gauche et à droite du pic, qui sont inférieurs à 5% de la hauteur du pic. En rejetant les *bins* qui sont au-delà de ces valeurs, on obtient une distribution beaucoup plus précise.
- **Vérifier le sens de la distribution** : Etant donné que la fonction GME n'est utilisable que pour une queue de distribution vers les fortes valeurs ($x > \mu$), elle n'est pas adaptée en cas d'élargissement vers les faibles valeurs ($x < \mu$). En particulier, un cube non nettoyé ou contenant des sources d'absorption ne pourra pas être traité directement par cette fonction, car l'ajustement n'arrivera pas à converger. Cependant, il est possible d'adapter la distribution pour pouvoir effectuer l'ajustement. Comme illustré dans la figure 3.14, il suffit de renverser la distribution en prenant l'opposé des valeurs (symétrie selon l'axe y), pour que la GME puisse être appliquée et donner l'inverse de la valeur continuum. Je n'ai pas traité le cas où l'émission et l'absorption sont toutes les deux importantes.
- **Estimer les valeurs de paramètres** : Les algorithmes d'optimisation d'ajustement nu-



Notes : Les trois figures correspondent aux produits $\sigma\lambda = 1, 6,2$ et $7,2$. Pour une même valeur du produit, les courbes orange et bleue représentent un ratio différent entre σ et $\lambda = 1/\tau$.

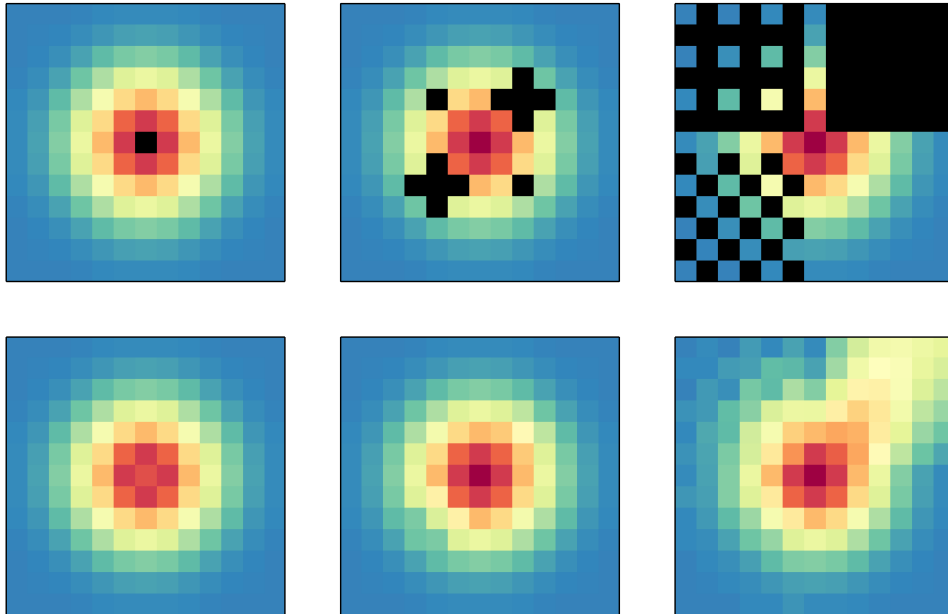
FIGURE 3.15 – Problème de la fonction GME.

mérique, tels que la fonction `curve_fit` de `scipy`, proposent d'utiliser une estimation des valeurs des paramètres pour converger plus facilement et rapidement. Bien estimer ces valeurs est d'autant plus crucial que le nombre de pixels est important, car cela va réduire considérablement le temps d'exécution et les probabilités que la procédure rencontre une erreur. Les estimations des paramètres d'ajustement de la distribution, notées $\hat{\mu}$, $\hat{\sigma}$ et $\hat{\tau}$, peuvent être obtenues à partir des formules proposées par [Olivier and Norberg \[2010\]](#) :

$$\begin{cases} \hat{\tau} = s(\frac{\gamma}{2})^{1/3} \\ \hat{\mu} = \bar{y} - \hat{\tau} \\ \hat{\sigma} = [s^2 - \hat{\tau}^2]^{1/2} \end{cases}, \quad (3.7)$$

où \bar{y} , s^2 et γ sont la moyenne, la variance et l'asymétrie du spectre à l'origine de la distribution. Ces trois valeurs sont déterminées par les fonctions statistiques `scipy.stats` suivantes : `mean`, `std` et `skew`. Notons que $(\frac{\gamma}{2})^{2/3}$ doit être supérieur à 1, dans le cas contraire on fait l'approximation plus simple $\hat{\sigma} = s$.

- **Faire un choix sur la fonction** : La gaussienne modifiée exponentiellement peut rencontrer des soucis lors du calcul informatique, qui la rendent inexploitable pour des grandes valeurs de $\sigma\lambda$, comme illustré dans la figure 3.15. En effet, on remarque qu'en augmentant $\sigma\lambda$, une erreur présentée sous la forme d'une perturbation apparaît et s'amplifie depuis la partie négative de la distribution. Cette perturbation atteint plus de 10% du maximum de la distribution lorsque $\sigma\lambda > 6,2$, tandis que la fonction ne rencontre pas de problème pour les valeurs faibles de $\sigma\lambda$. Heureusement, au-delà de la limite imposée par $\sigma\lambda$, la distribution est proche de la gaussienne. Pour plus de sécurité et parce que cela reste relativement correct, le script passe d'une `GME` à une gaussienne lorsque $\sigma\lambda > 2$. Notons que cette erreur était également présente dans la fonction `exponnorm` de `scipy`, mais elle a été réparée en avril 2019 par une reformulation de l'expression.
- **Correction des mauvais pixels** : Il a été montré dans [Sanchez-Monge et al. \[2017\]](#) qu'il y a toujours une probabilité que le continuum soit mal déterminé, quelle que soit la méthode utilisée par l'auteur. En fabriquant les cartes continuum pixel par pixel, cela se traduit par l'apparition de « mauvais » pixels, c'est-à-dire qu'ils ne correspondent pas à la continuité physique du milieu. Statistiquement il y a des pixels pour lesquels l'ajustement peut ne pas ou mal converger. Si la fonction `curve_fit` ne trouve pas de solutions pour une distribution, ou que l'une des solutions obtenues pour σ , λ ou h est négative, je considère que l'ajustement a rencontré une erreur et que le pixel est mauvais. Dans ce cas, l'utilisateur peut soit choisir de ne pas donner de valeur au pixel, soit d'estimer sa valeur comme la moyenne des « bons » pixels contigus (figure 3.16). Si le pixel est isolé, cette méthode permet d'obtenir des résultats corrects sur des cartes de haute résolution où les sources sont bien définies. Lorsque plusieurs mauvais pixels sont regroupés, la qualité peut se trouver fortement réduite. Dans le cas d'un nombre important de mauvais pixels accolés, il apparaît un effet d'étalement dans le sens de correction des pixels, tandis que s'il y a quelques bons



Notes : (en haut) Une source gaussienne est centrée sur les cartes. Les pixels noirs correspondent aux mauvais pixels dont il faut déterminer la valeur. (en bas) Cartes obtenues après correction des mauvais pixels indiqués au-dessus.

FIGURE 3.16 – Correction des pixels.

pixels entre eux, cette procédure fonctionne de façon plutôt correcte. Grâce à l’optimisation de l’ajustement présentée dans les points précédents, la part des mauvais pixels est très faible ($<1\%$) et arrive principalement sur le bord de la mosaïque.

A partir de la liste des valeurs continuum en chaque pixel et de la structure contenue dans le *header* du cube en entrée, un cube continuum est créé avec la fonction `ia.fromarray()`. Ce cube est ensuite soustrait au cube original grâce à la fonction `immath`, pour donner un cube ne contenant que l’émission moléculaire.

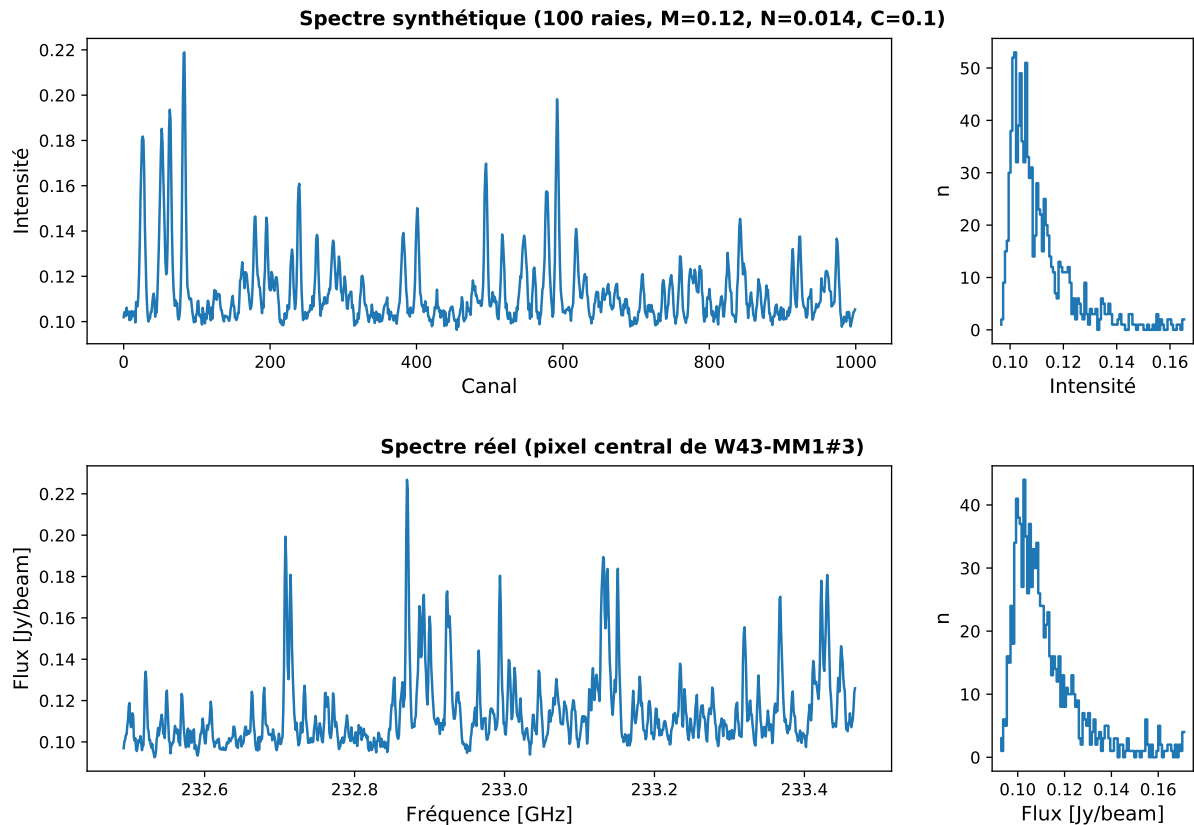
Création de données synthétiques

Afin de tester l’efficacité de ma méthode, j’ai dû générer des spectres et des cubes synthétiques. Utiliser des données synthétiques permet de connaître tous les paramètres d’entrée correspondant à la formation d’une carte, dont notamment la distribution et les valeurs du continuum, ce qui rend possible la détermination des erreurs. Afin d’estimer les erreurs obtenues dans W43-MM1, mes tests ont été effectués avec des spectres générés de façon à être semblables à ceux provenant de cette région.

- **Création de spectres** : Les spectres $I(x)$, qui représentent chacun l’évolution d’une intensité le long de l’axe x , sont générés à partir de la somme d’un ensemble de raies moléculaires $I_M(x)$, d’un bruit $I_N(x)$, et du continuum $I_C(x)$:

$$I(x) = I_M(x) + I_N(x) + I_C(x) \quad (3.8)$$

La continuum est supposé constant sur le spectre, avec pour valeur C . Le bruit correspond à un tirage aléatoire gaussien, opéré par la fonction `np.random.normal` avec un écart type σ_n et centré sur la valeur continuum. Les raies, de forme gaussienne, dont la largeur en vitesse est caractérisée par l’écart type σ_r , sont définies par des positions et des intensités aléatoires, suivant respectivement une distribution uniforme et une distribution en loi de puissance tronquée de constante de proportionnalité -2 [voir e.g. [Avery, 1987](#)]. Si l’on fixe σ_r , la distribution des molécules et le bruit ne sont représentés que par le maximum des raies et σ_n , appelés M et N dans la suite. Pour les tests j’ai formé des spectres de 1000 canaux, contenant 100 raies avec $\sigma_r = 3$ canaux, équivalents à ce qui est observé dans nos



Notes : (à gauche) Spectres et (à droite) profil des intensités pour un spectre synthétique comprenant 100 raies réparties sur 1000 canaux et pour un spectre réel extrait du coeur #3 de W43-MM1 (respectivement *en haut* et *en bas*). Les valeurs M, N et C du spectre synthétique correspondent au maximum d'émission moléculaire, à la valeur du bruit et au niveau continuum. Pour une meilleure comparaison avec le spectre synthétique, seuls les 1000 premiers canaux du spectre réel de la bande cont-cy2 sont affichés. La forme des deux profils d'intensités obtenus est comparable.

FIGURE 3.17 – Comparaison d'un spectre synthétique avec un spectre réel.

données de W43-MM1. La Figure 3.17 présente un spectre synthétique et le spectre extrait du pixel le plus intense du coeur #3 de W43-MM1 dans la bande continuum cont-cy2. Ils sont très semblables et la distribution des intensités est bien comparable. Ainsi, on peut supposer que les erreurs d'ajustements sur les distributions des spectres synthétiques sont fidèles aux erreurs obtenues sur les spectres réels.

- **Création de cubes** : Au même titre que la création de spectres synthétiques, j'ai construit les cubes de données en associant continuum, bruit et raies sous **CASA**, en 5 étapes :

- 1) Création d'une carte continuum. Il est possible de créer une carte synthétique, ou de simplement utiliser une vraie carte.
- 2) Plusieurs sources gaussiennes sont créées et stockées dans une liste de composantes avec la fonction `componentlist.addcomponent`.
- 3) Chaque composante de la liste est multipliée par un spectre synthétique unique et sans bruit, afin de simuler des sources différentes. Il est également possible, entre deux sources moléculaires, de faire varier les intensités ou les vitesses des spectres. La création d'images à partir de spectres stockés dans des listes, s'effectue avec la fonction `ia.fromarray`.
- 4) De la même manière, un spectre de bruit pur est généré et utilisé pour former un cube de bruit. Ne pas inclure le bruit lors de la construction du cube moléculaire permet d'obtenir un bruit uniforme, c'est-à-dire qu'il ne sera pas plus important au centre des sources. J'ai pris le même spectre de bruit pour chaque pixel du cube.
- 5) Les cubes continuum, moléculaires et bruit sont sommés avec la fonction `immath` pour ne former qu'un seul cube, comparable à ceux obtenus lors des observations. Au

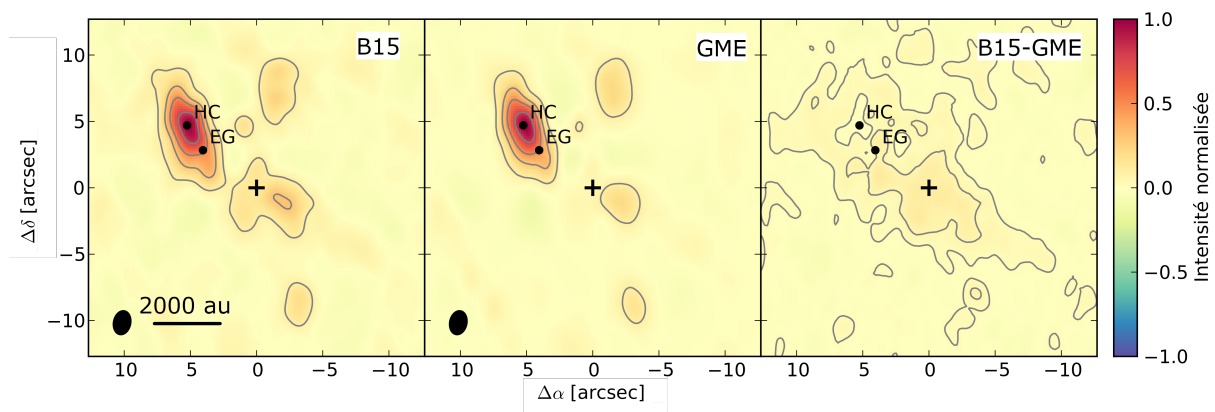
contraire de données réelles, on connaît cette fois chaque composante qui contribue aux émissions contenues dans le cube. La disposition des sources moléculaires a été choisie de manière à prendre en compte les différents cas de figure : source moléculaire et source continuum, source moléculaire seule, source continuum seule, pas de source du tout.

Vérification de la qualité

Avant de vérifier la précision de la détermination du continuum, j'ai voulu comparer les résultats que j'obtiens, en appliquant la gaussienne modifiée exponentiellement sur le profil de densité, avec d'autres résultats. J'ai également pu confronter les performances de ma méthode par rapport à STATCONT¹, l'outil de soustraction du continuum présenté par Sanchez-Monge et al. [2017].

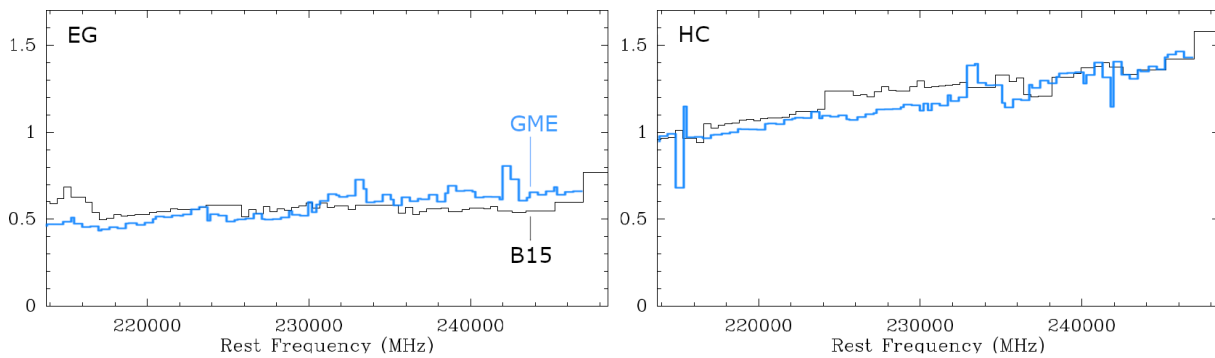
- **Orion** : Les données d'Orion de *Science Verification* sont celles présentées en §3.2.3. J'ai appliqué ma procédure automatique sur les 80 cubes, et confronté les résultats avec ceux de l'article Brouillet et al. [2015]. La figure 3.18a représente une carte utilisée pour l'article, la carte que j'obtiens et leurs différences. Les trois cartes possèdent la même échelle de couleur, normalisée par rapport au maximum de la première carte. On remarque que les cartes sont comparables, avec des structures et une dynamique équivalente. La source au milieu de la carte est un peu moins intense sur ma carte. Ces différences peuvent provenir de la procédure de nettoyage qui n'est pas la même. La figure 3.18b reprend la figure 3.10, en ajoutant les résultats que j'ai obtenus (en bleu). Bien que j'observe la même tendance au niveau du coeur chaud (HC), il semblerait qu'il y a une légère augmentation au pic d'éthylène glycol également (EG). Comme dans le §3.2.1, j'ai comparé l'évolution du continuum de 214 à 246 GHz avec sa valeur moyenne. Il a effectivement une évolution d'environ 30–40% pour le point EG, tout autant que pour HC, soit une augmentation de 1%/GHz, équivalente à ce que j'observe pour les coeurs denses de W43-MM1.
- **W43-MM1** : Les objectifs du projet ALMA-IMF nécessitent une bonne caractérisation du continuum (voir 2.3.3), c'est pourquoi il était intéressant de confronter la soustraction dans le plan (u,v) , à partir d'une approximation sur les canaux vides, et ma procédure dans le plan image. Les résultats obtenus sont très similaires (3.19), ici encore les cartes sont normalisées sur la même échelle définie par le maximum de la première carte. On voit les mêmes structures sur les deux cartes, mais des intensités sont plus importantes pour la carte continuum extraite dans le plan (u,v) . L'image extraite dans le plan (u,v) semble plus lisse que celle que j'ai obtenue, car je n'ai pas nettoyé ma carte au maximum. La différence globale d'intensité dans la première image par rapport à la deuxième peut provenir d'un meilleur nettoyage, car les données ne sont pas contaminées par l'émission moléculaire, ou d'une surestimation du continuum, à cause d'une sélection approximative des canaux continuum. Il est difficile de comparer les deux méthodes pour juger laquelle est meilleure que l'autre afin de générer une carte continuum, car il s'agit de deux philosophies différentes. Ce travail n'a pas été fait, mais une façon de les comparer serait de produire, de façon synthétique, des observations d'images modèles vues par un interféromètre et leurs visibilités [voir e.g. Galametz et al., 2019, pour la méthodologie]. La procédure que j'utilise reste néanmoins efficace pour la soustraction une fois l'image produite.
- **STATCONT** : Le programme STATCONT propose à l'utilisateur de choisir la méthode de détermination du continuum parmi la liste présentée dans Sanchez-Monge et al. [2017]. Etant donné que le *sigma-clipping* est considéré comme la plus efficace, j'ai confronté ma méthode à celle-ci. Pour cela j'ai utilisé les deux méthodes sur les mêmes cubes synthétiques, qui sont soit un cube que j'ai créé (figure 3.20), soit le cube fourni lors du téléchargement de STATCONT (3.21). Pour créer le premier cube, j'ai associé une carte continuum réelle (figure 3.20a) à 3 sources moléculaires (figure 3.20b) dont l'un des spectres est représenté en figure 3.20d. Dans la figure 3.20c, sont affichées les erreurs relatives obtenues avec les deux méthodes. Les résultats ont été restreints aux régions supérieures à 5% du maximum,

1. <https://hera.ph1.uni-koeln.de/~sanchez/statcont>



(a) Comparaison d'une carte continuum parmi les 80 obtenues.

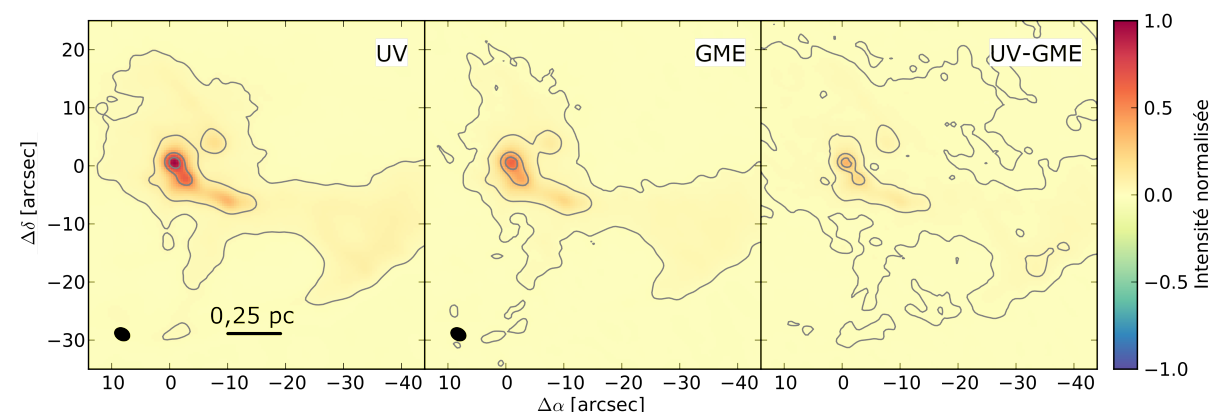
Notes : Les deux points représentent le coeur chaud (HC) et le pic d'éthylène glycol (EG). Les contours gris représentent 10, 30, 50 et 80% du maximum de chaque carte. L'ellipse en bas à gauche correspond au lobe principal. (gauche) Carte obtenue par Brouillet et al. [2015] (B15), moyenne des meilleurs plans continuum identifiés dans le plan image. (centre) Carte obtenue avec la GME, appliquée dans le plan image. (droite) Différence des deux cartes.



(b) Evolution de la brillance du continuum avec la fréquence dans Orion-KL.

Notes : (en noir) Figure extraite de Brouillet et al. [2015] (B15). La brillance est définie en Jy/beam. Les positions considérées sont : (à gauche) le pic d'éthylène glycol (EG) et (à droite) le coeur chaud (HC). (en bleu) Résultats de la procédure automatique (GME).

FIGURE 3.18 – Estimation du continuum de Orion-KL avec deux méthodes.



Notes : Les contours gris représentent 2, 10, 50 et 80% du maximum de chaque carte. L'ellipse en bas à gauche correspond au lobe principal. (gauche) Carte obtenue après soustraction dans le plan (u,v) (UV). (centre) Carte obtenue avec la GME, dans le plan image. (droite) Différence des deux cartes.

FIGURE 3.19 – Estimation du continuum de W43-MM1 avec deux méthodes (projet ALMA-IMF).

pour une meilleure lisibilité. Tandis que l'erreur est de $\pm 10\%$ avec STATCONT, elle est inférieure à 5% avec ma méthode. Il semblerait que pour le type de spectre présenté, typique de W43-MM1, STATCONT a tendance à surestimer le continuum dans les régions pauvres en raies, et le sous-estimer au niveau des sources moléculaires. Malgré tout, ces erreurs ne sont pas flagrantes et l'estimation reste bonne (trait rouge, figure 3.20c) pour cette méthode. Avec ma procédure, l'estimation du continuum est bien meilleure au niveau des sources moléculaires. L'un des autres avantages, c'est qu'elle est ~ 10 fois plus rapide (300 pixels/s lors du test) que STATCONT (20 pixels/s).

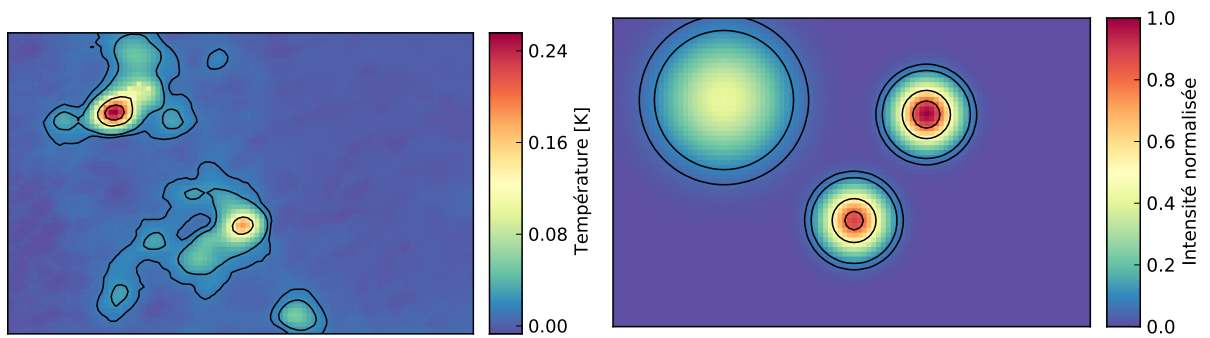
Les résultats de l'estimation du continuum sur le deuxième cube sont présentés en figure 3.21a. Même si les deux méthodes retrouvent la forme gaussienne de la source continuum synthétique, il y a des différences d'intensité importantes. En effet, ma procédure surestime le continuum en chaque point de la carte, car elle n'est pas optimisée pour le spectre utilisé (figure 3.21b). La distribution du spectre n'est pas la simple association d'une gaussienne et d'une aile de raie, comme vu jusqu'à présent. Cette distribution, qui ne correspond pas aux distributions habituellement observées dans les régions de formation stellaire, ne peut pas être ajustée par une GME et ma procédure utilise une simple gaussienne. Les résultats obtenus sont d'ailleurs très proches en utilisant la gaussienne à la place du *sigma-clipping* avec STATCONT, on observe la même surestimation. Notons tout de même que contrairement à la gaussienne et à la GME, l'utilisation du *sigma-clipping* semble ne pas toujours respecter la continuité attendue dans les cartes continuum. En effet un trait à ~ 45 K apparaît dans l'image estimée (figure 3.21a, à gauche), sans réelle justification.

En résumé, la procédure que j'ai présentée fournit des résultats comparables, voire équivalents, à l'ensemble des méthodes présentées et couramment utilisées. L'utilisation de la gaussienne modifiée exponentiellement est particulièrement adaptée aux types de spectres traités au cours de cette thèse, présents dans les nuages riches en molécules. Il est difficile de comparer de manière quantitative (intensité réelle du continuum) les résultats obtenus par cette méthode à ceux des méthodes de soustraction dans le plan (u,v) car le déroulement de la procédure de nettoyage est différente, mais elle constitue un moyen rapide et efficace pour soustraire la ligne de base en vue d'une analyse moléculaire.

Erreur sur les cartes continuum obtenues pour W43-MM1.

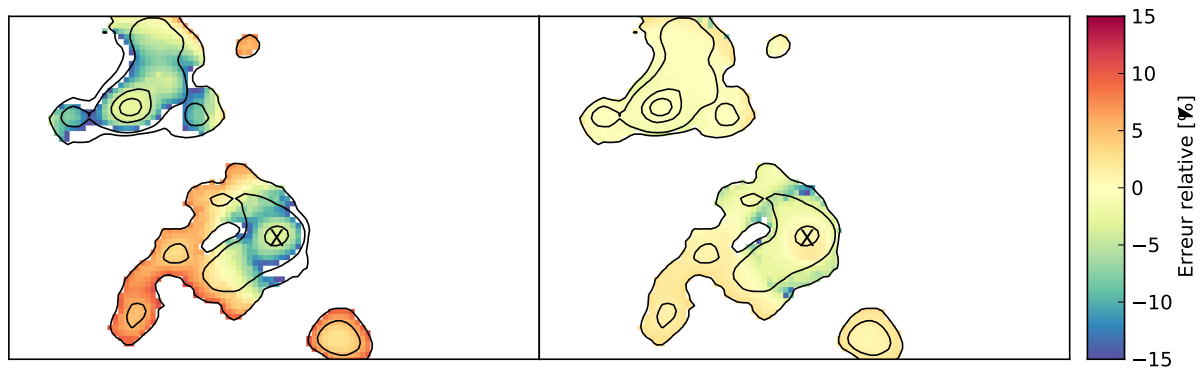
D'après Sanchez-Monge et al. [2017], l'erreur sur la détermination du niveau continuum obtenu à partir d'un ajustement gaussien ou par la méthode *sigma-clipping* semble liée à la largeur de la distribution. Si cela a l'air évident pour la distribution d'un spectre sans raies, dont la largeur dépend seulement du niveau de bruit, une telle considération paraît plus approximative en cas de présence de raies, surtout avec l'utilisation de la gaussienne, qui ne reproduit pas correctement la forme de la distribution. Pour estimer l'erreur de la façon la plus fidèle possible sur mes cartes continuum, j'ai créé une multitude de spectres synthétiques de 1000 canaux avec une résolution spectrale de 1 MHz et incluant 100 raies gaussiennes aléatoires de largeur 5 km.s^{-1} , comparables à ceux observés dans les cubes de la bande cont-cy2 de W43-MM1. Afin de simuler un ensemble de cas possibles, j'ai fait varier la valeur maximale atteinte par les raies (M) et le niveau de bruit (N), tout en fixant le niveau continuum (C) à 1. J'ai ainsi créé une grille de spectres, avec des rapports M/C et C/N variant de 0,1 à 20, par pas de 0,1, ce qui ne couvre pas tous les rapports présents dans W43-MM1, mais suffit pour bien estimer l'erreur associée aux coeurs denses et leur environnement. Pour chaque couple de rapport, j'ai généré 20 spectres aléatoires et pris la moyenne des erreurs pour une meilleure estimation.

L'erreur relative ainsi estimée à partir de cet ensemble de 800 000 spectres est représentée dans la figure 3.22a. Elle dépend principalement du rapport entre les niveaux continuum et du bruit, atteignant des valeurs $> 5\%$ lorsque $C/N \lesssim 4$. Pour des faibles valeurs de bruit, i.e. quand C/N est grand, on remarque une symétrie de l'erreur relative le long du rapport $M/N = 30$, représenté par un trait noir. Cette limite correspond à la transition entre l'utilisation d'une fonction gaussienne ou GME par la procédure : avec les paramètres de spectres utilisés ici, si $M/N < 30$ est moins important c'est généralement une gaussienne qui est appliquée, tandis que si $M/N > 30$ c'est la GME qui prédomine. Ceci signifie qu'avec la GME, l'erreur relative diminue

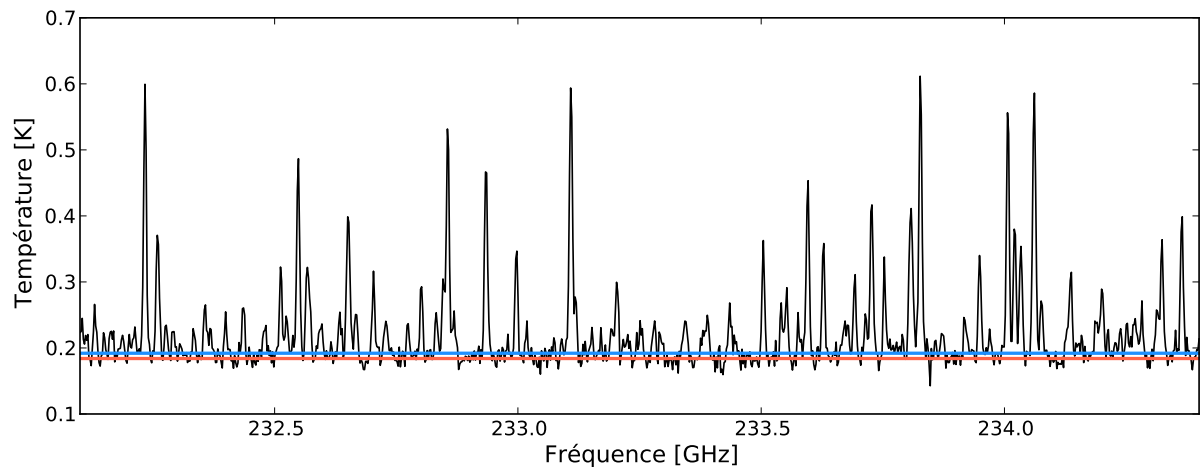


(a) Emission continuum du cube synthétique.

(b) Sources moléculaires du cube synthétique. Cette carte correspond à la normalisation de l'émission intégrée sur toutes les fréquences.



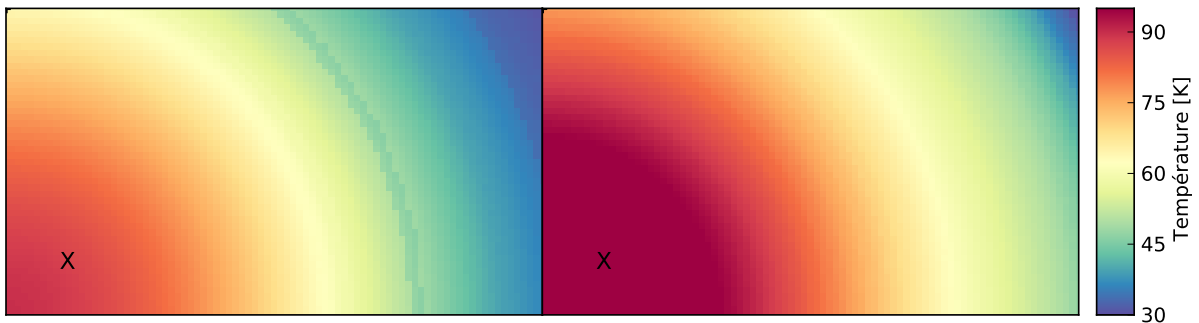
(c) Erreur relative sur l'estimation obtenue avec STATCONT (à gauche) et ma procédure (à droite).



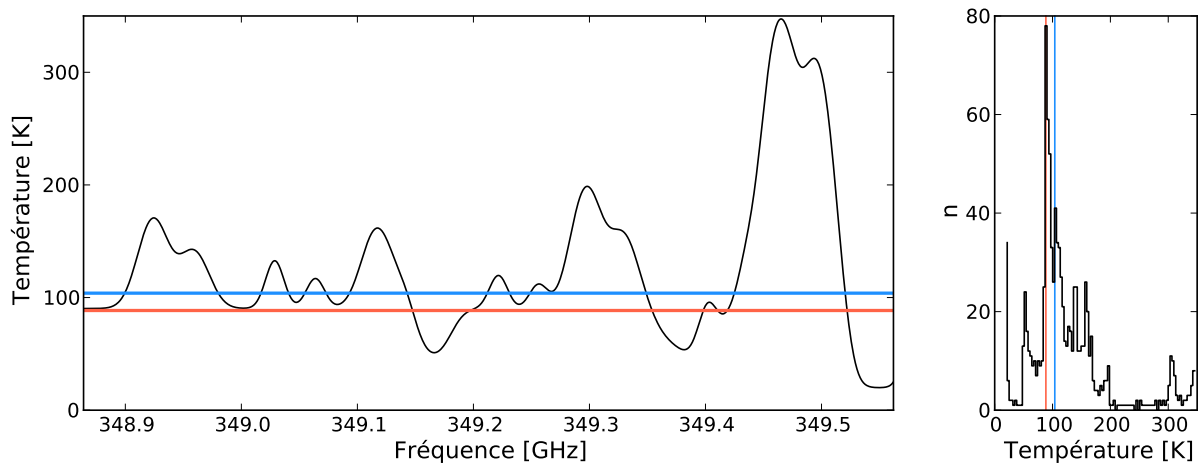
(d) Spectre synthétique de l'une des 3 sources moléculaires, typique de ce qui est observé dans W43-MM1.

Notes : Les contours noirs représentent 5, 10, 50 et 80% du maximum de chaque carte. Le spectre présenté est celui au niveau de la croix noire sur les cartes d'erreur relative. Les traits sur les spectres correspondent au niveau continuum estimés avec STATCONT (rouge) et ma méthode (bleu).

FIGURE 3.20 – Estimation du continuum pour des données synthétiques de W43-MM1, comparaison avec STATCONT.



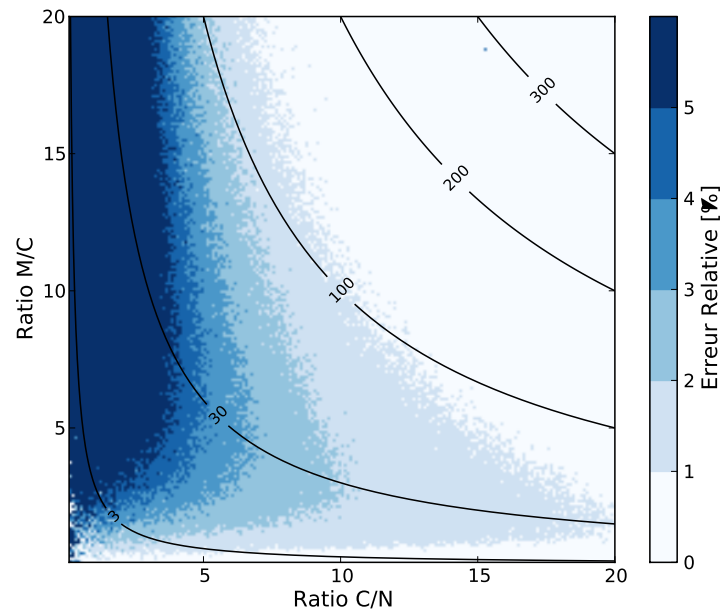
(a) Estimation du continuum du cube synthétique présenté dans Sanchez-Monge et al. [2017]. (à gauche) Obtenu avec STATCONT. (à droite) Obtenu avec ma méthode.



(b) Spectre synthétique et distribution correspondante

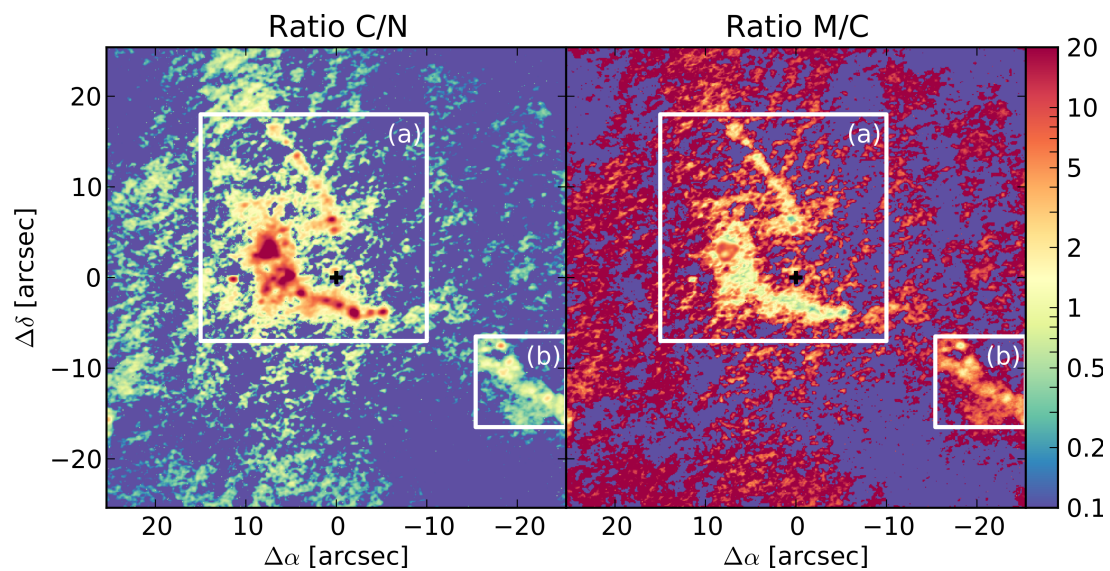
Notes : Le spectre présenté est celui au niveau de la croix noire sur les cartes d'estimation du continuum. Les traits correspondent au niveau continuum estimé avec STATCONT (rouge) et ma méthode (bleu). La distribution n'a pas un profil de GME.

FIGURE 3.21 – Estimation du continuum pour des données synthétiques fournies avec STATCONT, comparaison avec STATCONT.



(a) Erreur relative sur C obtenue à partir des spectres synthétiques.

Notes : Les résultats sont déterminés pour différents ratios entre la valeur maximale atteinte par les raies (M), le niveau de bruit (N) et la valeur continuum (C). Les contours noirs représentent le ratio M/N. Les erreurs relatives obtenues pour chaque couple de ratios correspondent à la moyenne des résultats sur 20 spectres synthétiques semblables à ceux observés dans W43-MM1.



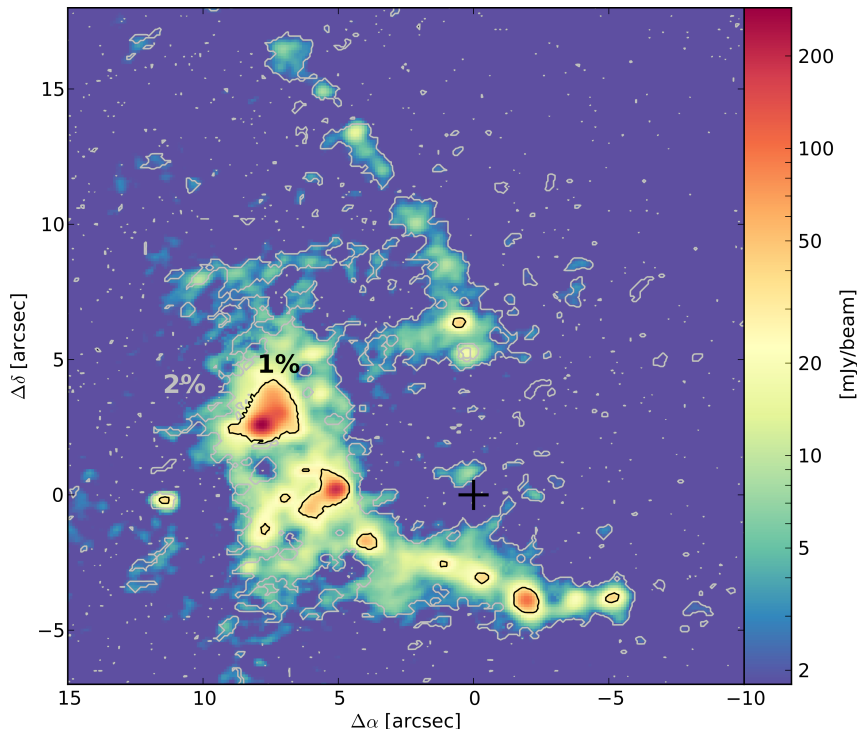
(b) Carte des ratios C/N et M/C pour la bande cont-cy2 de W43-MM1.

Note : Les carrés blancs indiquent les régions représentées dans la figure 3.23.

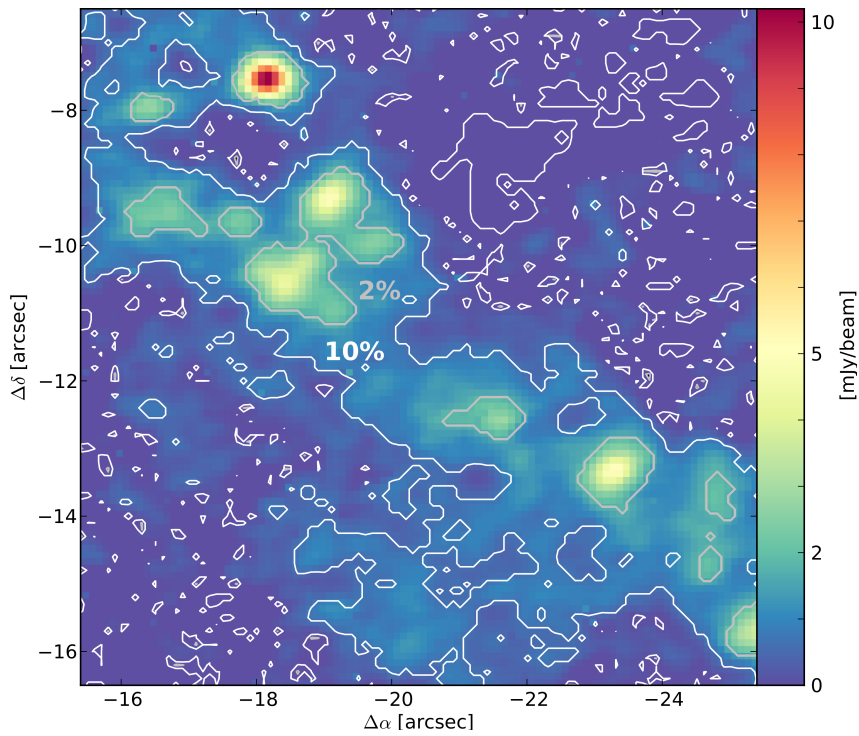
FIGURE 3.22 – Estimation de l'erreur sur la détermination du continuum.

lorsque le continuum et les raies sont intenses, tandis qu'elle augmente avec l'utilisation d'un ajustement gaussien, en accord avec ce qui a été dit précédemment. On remarquera par exemple que pour un faible niveau de bruit, si il y a peu de raies ($C/N = 20$ et $M/C = 0,1$) la fonction gaussienne estime très bien le continuum, et que dans le cas de raies intenses ($C/N = 20$ et $M/C = 20$) la GME permet de tout aussi bons résultats. En outre, les coeurs denses, qu'ils contiennent de l'émission moléculaire ou non, seront bien représentés par cette procédure. Pour déterminer l'erreur sur la carte continuum obtenue dans W43-MM1, j'ai créé des cartes des ratios C/N et M/C , représentées en figure 3.22b. Ici la valeur du continuum n'est pas la valeur réelle mais celle obtenue par la procédure, et la valeur du bruit est fixée à 0,22 K pour la bande cont-cy2, valeur extraite la table 2.6. Le rapport C/N va au-delà de 20 pour les régions les plus denses, mais la figure 3.22a montre qu'il n'est pas nécessaire d'aller plus loin car l'erreur devient $< 1\%$. L'émission plus étendue à un rapport $C/N \approx 1$. Dans le cas du rapport M/C , ce sont dans les coeurs denses que l'on trouve des valeurs proches de 1, et dans les régions plus externes qu'il est au-delà de 20. Dans les régions dominées par le bruit, les fortes valeurs de M/C s'expliquent par la non-présence de raies moléculaires ($M \approx N$) et la faible valeur du continuum ($C \approx 0$). Elles ne sont pas représentatives. C'est pourquoi l'erreur relative peut seulement être estimée dans les régions contenant du signal, repérées par les deux carrés blancs.

A partir des valeurs de la figure 3.22a et des cartes en figure 3.22b, j'ai pu créer une carte d'erreur sur l'estimation du continuum obtenue avec la procédure de soustraction, pour le cube de la bande cont-cy2 dans W43-MM1. Les deux régions sélectionnées dans la figure 3.22b sont représentées dans les figures 3.23a (filament principal) et 3.23b (filament sud-ouest). Les cartes continuum obtenues sont représentées en couleur, les contours correspondent aux niveaux à 1, 2 et 10% sur l'estimation de l'erreur. Pour les coeurs les plus denses, contenus dans le filament principal, l'erreur relative sur l'estimation du continuum est inférieure à 1%. Les structures denses mais plus diffuses (figure 3.23a) et les coeurs moins denses (figure 3.23b) sont estimés à 2% près. Enfin, l'émission la plus diffuse, qui est proche du niveau du bruit, est estimée avec une erreur $< 10\%$. La soustraction du continuum effectuée sur ce cube, et plus généralement sur toutes les données W43-MM1 que j'ai analysées, est donc relativement efficace. Ceci est vrai notamment au niveau des coeurs denses, sans quoi l'analyse précise des raies moléculaires présentée dans le chapitre suivant n'aurait pas été possible.



(a) Filament principal de W43-MM1.



(b) Filament sud-ouest de W43-MM1.

Note : Les contours représentent l'erreur relative à 1% (noir), 2% (gris) et 10% (blanc) sur l'estimation du niveau continu, obtenue à partir des données représentées en figure 3.22.

FIGURE 3.23 – Carte continuum de W43-MM1 et erreur estimée.

Chapitre 4

Analyse moléculaire des coeurs massifs dans W43-MM1.

Ce chapitre porte sur l’analyse moléculaire des coeurs denses massifs dans W43-MM1, rendue possible grâce aux données à haute résolution des observations [ALMA](#). Dans la première section, je présente l’ensemble des coeurs détectés et je fais une sélection des coeurs les plus intéressants pour une étude moléculaire en fonction de l’importance de la quantité de raies observées sur les spectres. Ensuite, ce chapitre se concentre sur l’analyse moléculaire du coeur #6, qui est l’un des meilleurs candidats préstellaires massifs détectés à ce jour. Pour cela je me suis appuyé sur l’analyse du contenu du coeur protostellaire massif #3, de masse comparable mais qui semble plus évolué, et qui révèle de nombreuses raies moléculaires. Enfin, dans la dernière section, j’effectue une étude comparative du contenu de plusieurs coeurs protostellaires de W43-MM1.

4.1 Statut des coeurs denses dans W43-MM1

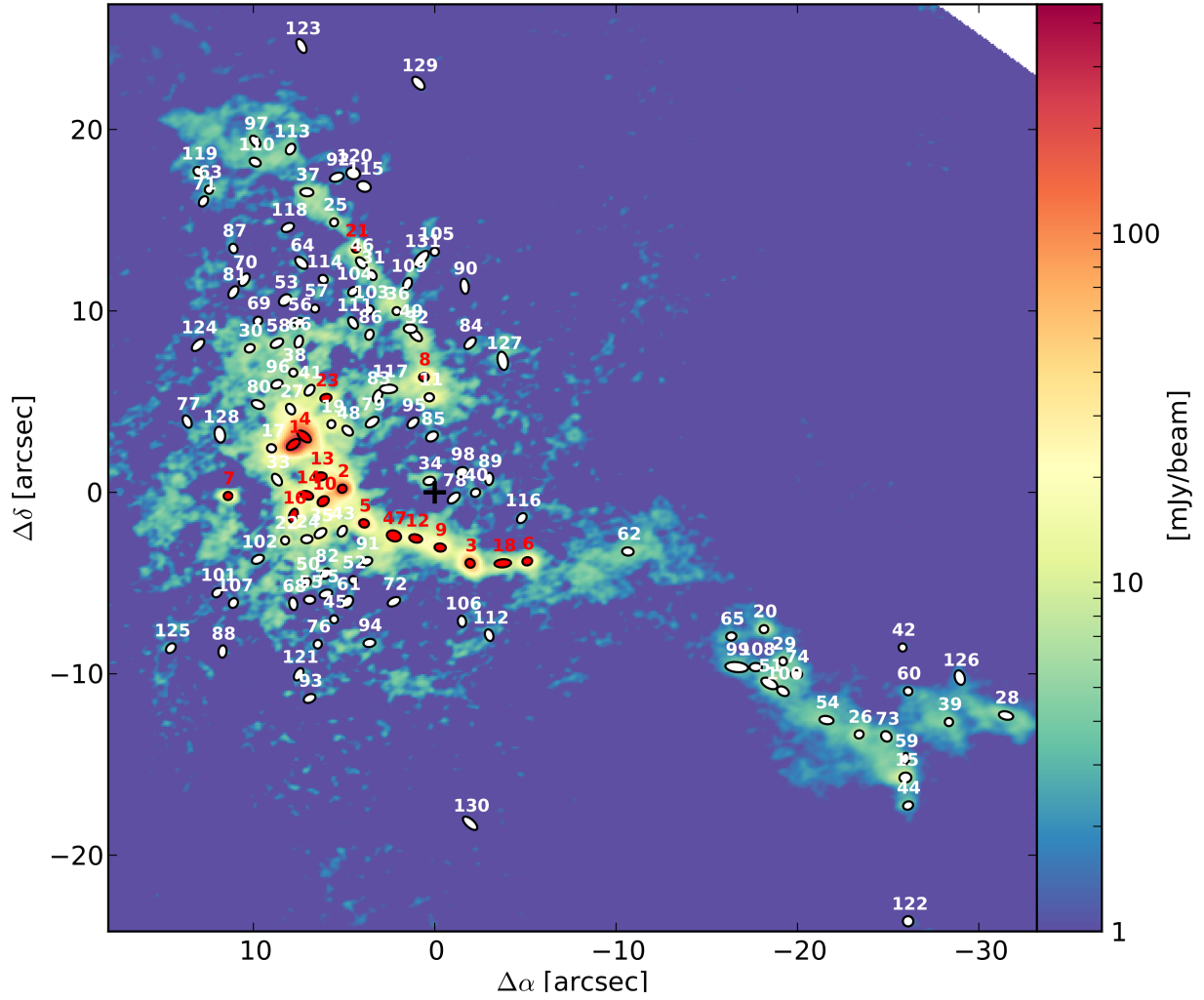
Pour déterminer le statut protostellaire ou non des coeurs denses de W43-MM1, je me base sur l’analyse de deux paramètres : l’émission traçant la présence de flots et la richesse du contenu moléculaire. Je m’intéresse plus particulièrement aux coeurs massifs qui sont susceptibles d’être les précurseurs d’étoiles massives. Pour cela, la première sous-section présente les coeurs les plus massifs sélectionnés dans la région.

4.1.1 Identification des coeurs massifs

Les travaux menés par [Motte et al. \[2018b\]](#) sur les données ALMA de cycle 2 à 1,3 mm ont permis l’identification à haute résolution (2400 au) des coeurs présents dans W43-MM1. La table [4.1](#), extraite de l’article susmentionné, regroupe les caractéristiques des 131 coeurs continuum observés dans ce fragment massif, numérotés par ordre d’importance. L’ensemble des coeurs observés est représenté sur la carte continuum en figure [4.1](#). Pour notre analyse, ce sont les coeurs les plus massifs qui nous intéressent, car ce sont eux qui comprennent un réservoir de matière suffisamment important pour conduire à l’éventuelle formation d’étoiles massives. Les coeurs d’une masse supérieure à $10 M_{\odot}$, au nombre de dix-huit comme cela a déjà été mentionné en [§1.4.2](#), sont représentés par des ellipses rouges dans cette figure. On remarque que la plupart de ces coeurs se trouvent dans le filament principal, à l’exception des coeurs #7 (dissocié du filament), #8 et #21 (dans le filament nord). Les coeurs massifs contenus dans le filament principal ne suivent pas une dégression régulière de densité depuis le complexe principal #1/#4, mais s’alternent entre coeurs plus ou moins denses. Le filament sud-ouest ne comprend pas de coeurs avec $M > 10 M_{\odot}$, je me suis concentré majoritairement sur le filament principal pour mon analyse.

4.1.2 Etude des flots

De part ses nombreuses sources à un stade de formation avancé, W43-MM1 est marqué par la présence d’une multitude de flots qui ont pu être étudiés grâce à la haute résolution spatiale des



Notes : La carte présentée est la carte continuum utilisée par [Motte et al. \[2018b\]](#). Les coeurs classés dans la table 4.1 sont représentés par des ellipses : blanches pour $M_{\text{core}} < 10 M_{\odot}$ et rouges pour $M_{\text{core}} \geq 10 M_{\odot}$. La croix noire indique le centre de la mosaïque (18:47:46,5 -01:54:29,5).

FIGURE 4.1 – Coeurs denses détectés dans W43-MM1.

#	RA [J2000]	Dec. [J2000]	Size ["×"]	FWHM [AU]	Sig	C_{line} [%]	$S_{1.3\text{mm}}^{\text{peak}}$ [mJy/beam]	$S_{1.3\text{mm}}^{\text{int}}$ [mJy]	\bar{T}_{dust} [K]	M_{core} [M_{\odot}]	\bar{n}_{H_2} $\times 10^7 \text{cm}^{-3}$
1	18:47:47.02	-1:54:26.86	0.82 × 0.45	2300	1100	45	277 ± 5	592 ± 6	74 ± 2	102 ± 5	210 ± 10
2	18:47:46.84	-1:54:29.30	0.48 × 0.45	1200	670	26	192 ± 5	261 ± 6	59 ± 4	55 ± 6	750 ± 80
3	18:47:46.37	-1:54:33.41	0.52 × 0.47	1200	330	13	109 ± 2	222 ± 2	45 ± 1	59 ± 2	760 ± 30
4	18:47:46.98	-1:54:26.42	0.88 × 0.45	2500	340	74	109 ± 5	312 ± 5	88 ± 7	36 ± 3	57 ± 5
5	18:47:46.76	-1:54:31.21	0.55 × 0.45	1300	170	15	52 ± 4	78 ± 5	47 ± 1	18 ± 1	210 ± 20
6	18:47:46.16	-1:54:33.30	0.55 × 0.45	1300	130	0	46.8 ± 0.8	94 ± 1	23 ± 2	56 ± 9	660 ± 100
7	18:47:47.26	-1:54:29.70	0.48 × 0.45	1200	130	0	47 ± 1	59 ± 1	30 ± 2	23 ± 2	320 ± 30
8	18:47:46.54	-1:54:23.15	0.54 × 0.45	1200	130	0	45 ± 2	61 ± 2	45 ± 5	14 ± 2	190 ± 30
9	18:47:46.48	-1:54:32.54	0.63 × 0.45	1600	110	17	37 ± 2	87 ± 3	50 ± 1	17.8 ± 0.9	97 ± 5
10	18:47:46.91	-1:54:29.99	0.67 × 0.5	2100	91	24	35 ± 4	78 ± 5	51 ± 2	16 ± 1	43 ± 4
11	18:47:46.52	-1:54:24.26	0.52 × 0.45	1200	72	60	16 ± 2	21 ± 2	93 ± 11	2.1 ± 0.3	28 ± 5
12	18:47:46.57	-1:54:32.04	0.72 × 0.45	2000	77	0	30 ± 2	57 ± 2	23 ± 2	31 ± 4	100 ± 10
13	18:47:46.92	-1:54:28.62	0.69 × 0.45	1900	63	0	22 ± 6	22 ± 6	24 ± 2	11 ± 3	40 ± 10
14	18:47:46.97	-1:54:29.66	0.72 × 0.45	2000	57	0	23 ± 6	33 ± 6	22 ± 2	19 ± 4	60 ± 10
15	18:47:44.77	-1:54:45.22	0.66 × 0.54	2200	62	54	9.1 ± 0.8	20 ± 1	50 ± 3	3.9 ± 0.3	8.8 ± 0.8
16	18:47:47.02	-1:54:30.78	0.78 × 0.45	2200	68	0	25 ± 3	58 ± 4	21 ± 2	36 ± 6	90 ± 10
17	18:47:47.10	-1:54:27.07	0.51 × 0.45	1200	46	0	16 ± 6	18 ± 6	35 ± 2	6 ± 2	80 ± 30
18	18:47:46.25	-1:54:33.41	0.93 × 0.45	2600	59	0	22.7 ± 0.8	53 ± 1	23 ± 2	28 ± 4	39 ± 5
19	18:47:46.88	-1:54:25.74	0.45 × 0.45	1200	45	0	16 ± 5	19 ± 5	24 ± 2	9 ± 3	130 ± 40
20	18:47:45.29	-1:54:37.04	0.48 × 0.45	1200	47	0	13.2 ± 0.5	16.4 ± 0.6	23 ± 2	8 ± 1	110 ± 20
21	18:47:46.79	-1:54:16.06	0.47 × 0.45	1200	46	0	15 ± 1	20 ± 1	23 ± 2	10 ± 1	140 ± 20
22	18:47:47.05	-1:54:32.15	0.45 × 0.45	1200	40	0	13 ± 2	13 ± 2	21 ± 2	8 ± 2	100 ± 20
23	18:47:46.90	-1:54:24.30	0.63 × 0.45	1600	44	0	15 ± 5	20 ± 5	22 ± 2	11 ± 3	60 ± 20
24	18:47:46.97	-1:54:32.08	0.63 × 0.45	1600	29	0	10 ± 2	12 ± 2	21 ± 2	7 ± 1	37 ± 8
25	18:47:46.87	-1:54:14.62	0.45 × 0.45	1200	29	0	8 ± 1	8 ± 1	24 ± 2	4.0 ± 0.7	50 ± 10
26	18:47:44.94	-1:54:42.84	0.51 × 0.45	1200	28	0	7.1 ± 0.6	10.5 ± 0.7	23 ± 2	5.2 ± 0.7	70 ± 10
27	18:47:47.03	-1:54:24.91	0.62 × 0.45	1600	25	0	10 ± 5	11 ± 5	26 ± 2	5 ± 2	30 ± 10
28	18:47:44.40	-1:54:41.80	0.81 × 0.45	2300	22	0	5.8 ± 0.7	11.7 ± 0.8	23 ± 2	5.9 ± 0.9	12 ± 2
29	18:47:45.22	-1:54:38.81	0.45 × 0.45	1200	20	0	5.5 ± 0.5	6.6 ± 0.6	24 ± 2	3.1 ± 0.5	43 ± 6
30	18:47:47.18	-1:54:21.56	0.57 × 0.45	1400	19	26	5 ± 2	6 ± 2	62 ± 4	1.0 ± 0.3	10 ± 3
31	18:47:46.73	-1:54:17.53	0.59 × 0.45	1500	19	0	6.6 ± 0.9	8 ± 1	23 ± 2	4.3 ± 0.7	33 ± 6
32	18:47:46.57	-1:54:20.84	0.84 × 0.45	2400	20	0	7 ± 2	15 ± 2	28 ± 2	6 ± 1	11 ± 2
33	18:47:47.08	-1:54:28.80	0.72 × 0.46	2000	24	0	9 ± 4	17 ± 4	22 ± 2	9 ± 3	26 ± 8
34	18:47:46.52	-1:54:28.87	0.64 × 0.45	1700	18	0	6.9 ± 0.9	15 ± 1	25 ± 2	7 ± 1	35 ± 5
35	18:47:46.92	-1:54:31.75	0.73 × 0.46	2100	20	0	7 ± 3	15 ± 3	22 ± 2	8 ± 2	23 ± 5
36	18:47:46.64	-1:54:19.51	0.45 × 0.45	1200	18	0	5.8 ± 0.8	8 ± 1	27 ± 2	3.1 ± 0.5	43 ± 7
37	18:47:46.97	-1:54:12.96	0.73 × 0.45	2000	20	0	5 ± 1	11 ± 1	23 ± 2	5.2 ± 0.9	15 ± 3
38	18:47:47.02	-1:54:22.90	0.45 × 0.45	1200	16	0	5 ± 1	5 ± 2	24 ± 2	2.5 ± 0.8	30 ± 10
39	18:47:44.61	-1:54:42.16	0.47 × 0.45	1200	16	0	3.6 ± 0.6	4.8 ± 0.7	23 ± 2	2.3 ± 0.4	32 ± 6
40	18:47:46.35	-1:54:29.52	0.53 × 0.45	1200	17	0	5.8 ± 0.8	9.4 ± 0.9	24 ± 2	4.3 ± 0.7	59 ± 9
41	18:47:46.96	-1:54:23.87	0.68 × 0.45	1800	15	0	5 ± 3	7 ± 3	22 ± 2	4 ± 2	14 ± 7
42	18:47:44.78	-1:54:38.05	0.45 × 0.45	1200	13	0	3.0 ± 0.4	3.1 ± 0.4	24 ± 2	1.4 ± 0.2	19 ± 3
43	18:47:46.84	-1:54:31.64	0.64 × 0.46	1700	12	0	4 ± 3	5 ± 3	22 ± 2	2 ± 1	11 ± 7
44	18:47:44.76	-1:54:46.76	0.56 × 0.45	1300	15	0	3.2 ± 0.4	5.0 ± 0.4	22 ± 2	2.5 ± 0.4	28 ± 4
45	18:47:46.87	-1:54:36.50	0.45 × 0.45	1200	11	0	4.1 ± 0.9	4.2 ± 0.9	21 ± 2	2.4 ± 0.6	32 ± 8
46	18:47:46.77	-1:54:16.85	0.73 × 0.45	2000	12	0	4.7 ± 0.9	8.3 ± 0.9	21 ± 2	4.6 ± 0.8	14 ± 2
47	18:47:46.65	-1:54:31.90	0.81 × 0.59	2900	21	0	9 ± 2	35 ± 3	22 ± 2	19 ± 3	18 ± 3
48	18:47:46.82	-1:54:26.10	0.66 × 0.45	1700	12	0	5 ± 2	7 ± 2	23 ± 2	4 ± 1	16 ± 6
49	18:47:46.59	-1:54:20.48	0.73 × 0.48	2200	14	0	5 ± 1	9 ± 2	28 ± 2	3.7 ± 0.8	9 ± 2
50	18:47:46.97	-1:54:34.42	0.45 × 0.45	1200	11	0	3 ± 1	3 ± 1	21 ± 2	1.7 ± 0.8	20 ± 10

TABLE 4.1 – Caractéristiques des coeurs détectés à 1,3 mm avec ALMA dans W43-MM1.

#	RA [J2000]	Dec. [J2000]	Size [''×''']	FWHM [AU]	Sig	C _{line} [%]	S _{1.3mm} ^{peak} [mJy/beam]	S _{1.3mm} ^{int} [mJy]	\bar{T}_{dust} [K]	M _{core} [M _⊙]	\bar{n}_{H_2} ×10 ⁷ cm ⁻³
51	18:47:45.27	-1:54:40.03	0.96 × 0.52	3000	15	0	4.0 ± 0.7	10.2 ± 0.9	24 ± 2	4.8 ± 0.7	4.3 ± 0.6
52	18:47:46.80	-1:54:34.34	0.45 × 0.45	1200	10	0	3 ± 1	3 ± 1	21 ± 2	1.8 ± 0.8	20 ± 10
53	18:47:47.05	-1:54:18.90	0.77 × 0.55	2600	11	0	3.8 ± 0.7	7.5 ± 0.8	22 ± 2	4.0 ± 0.7	5.2 ± 0.9
54	18:47:45.06	-1:54:42.05	0.79 × 0.45	2200	11	0	2.9 ± 0.4	6.0 ± 0.5	23 ± 2	3.0 ± 0.4	7 ± 1
55	18:47:46.96	-1:54:35.42	0.63 × 0.45	1600	9.6	0	3 ± 1	3 ± 1	21 ± 2	2.0 ± 0.8	11 ± 4
56	18:47:47.00	-1:54:20.12	0.58 × 0.45	1400	11	0	3 ± 1	3 ± 1	21 ± 2	1.9 ± 0.9	17 ± 8
57	18:47:46.94	-1:54:19.37	0.45 × 0.45	1200	9.8	0	3 ± 1	3 ± 1	23 ± 2	1.7 ± 0.5	23 ± 8
58	18:47:47.08	-1:54:21.28	0.74 × 0.45	2000	11	0	4 ± 2	7 ± 3	25 ± 2	3 ± 1	8 ± 4
59	18:47:44.77	-1:54:44.17	0.63 × 0.45	1600	9.9	0	2.3 ± 0.9	3 ± 1	23 ± 2	1.4 ± 0.5	8 ± 3
60	18:47:44.76	-1:54:40.46	0.48 × 0.45	1200	10	0	2.4 ± 0.8	3.2 ± 0.9	23 ± 2	1.6 ± 0.5	22 ± 7
61	18:47:46.82	-1:54:35.53	0.7 × 0.53	2300	12	0	4 ± 1	10 ± 1	21 ± 2	6 ± 1	11 ± 2
62	18:47:45.79	-1:54:32.76	0.65 × 0.45	1700	11	0	3.7 ± 0.7	9 ± 1	24 ± 2	4.0 ± 0.6	19 ± 3
63	18:47:47.33	-1:54:12.82	0.47 × 0.45	1200	9.5	0	3.0 ± 0.7	3.8 ± 0.7	21 ± 2	2.1 ± 0.5	29 ± 7
64	18:47:46.99	-1:54:16.85	0.83 × 0.49	2600	10	0	3 ± 1	6 ± 1	22 ± 2	3.2 ± 0.7	5 ± 1
65	18:47:45.41	-1:54:37.44	0.56 × 0.45	1300	8.9	0	2.7 ± 0.6	3.1 ± 0.6	23 ± 2	1.6 ± 0.4	16 ± 4
66	18:47:47.00	-1:54:21.20	0.68 × 0.45	1800	9.0	0	3 ± 2	4 ± 2	22 ± 2	2.3 ± 0.9	9 ± 3
67	18:47:44.09	-1:54:48.89	0.66 × 0.47	1900	9.8	0	1.8 ± 0.3	4.7 ± 0.4	23 ± 2	2.2 ± 0.3	8 ± 1
68	18:47:47.02	-1:54:35.64	0.71 × 0.45	2000	8.7	0	3 ± 1	4 ± 1	21 ± 2	2.2 ± 0.6	7 ± 2
69	18:47:47.15	-1:54:20.05	0.5 × 0.45	1200	9.1	0	3 ± 1	5 ± 1	25 ± 2	2.1 ± 0.6	29 ± 8
70	18:47:47.20	-1:54:17.78	0.79 × 0.48	2400	9.1	0	3.3 ± 0.7	6.8 ± 0.8	23 ± 2	3.4 ± 0.6	6 ± 1
71	18:47:47.35	-1:54:13.46	0.62 × 0.45	1600	8.3	0	2.4 ± 0.6	3.1 ± 0.6	21 ± 2	1.7 ± 0.4	10 ± 2
72	18:47:46.65	-1:54:35.53	0.74 × 0.45	2100	8.2	0	3 ± 1	4 ± 1	20 ± 2	2.3 ± 0.8	6 ± 2
73	18:47:44.84	-1:54:42.95	0.63 × 0.53	2100	11	0	2.5 ± 0.8	6 ± 1	23 ± 2	2.8 ± 0.7	8 ± 2
74	18:47:45.17	-1:54:39.53	0.62 × 0.45	1600	8.0	0	2.2 ± 0.4	2.9 ± 0.5	24 ± 2	1.4 ± 0.3	8 ± 2
75	18:47:46.90	-1:54:35.10	0.73 × 0.45	2000	8.0	0	2 ± 1	3 ± 1	21 ± 2	1.9 ± 0.7	6 ± 2
76	18:47:46.93	-1:54:37.87	0.48 × 0.45	1200	8.0	0	2.8 ± 0.9	3 ± 1	21 ± 2	1.6 ± 0.6	22 ± 8
77	18:47:47.41	-1:54:25.60	0.73 × 0.45	2000	8.9	0	3.3 ± 0.9	6 ± 1	26 ± 2	2.6 ± 0.5	8 ± 2
78	18:47:46.43	-1:54:29.81	0.79 × 0.45	2200	7.7	0	2.3 ± 0.9	4 ± 1	23 ± 2	2.0 ± 0.6	5 ± 1
79	18:47:46.73	-1:54:25.63	0.8 × 0.46	2300	11	0	3 ± 1	7 ± 1	26 ± 2	2.8 ± 0.7	5 ± 1
80	18:47:47.15	-1:54:24.66	0.73 × 0.45	2000	7.2	0	3 ± 1	3 ± 1	22 ± 2	1.6 ± 0.7	5 ± 2
81	18:47:47.24	-1:54:18.47	0.74 × 0.46	2100	8.4	0	2.9 ± 0.6	5.4 ± 0.7	23 ± 2	2.6 ± 0.5	7 ± 1
82	18:47:46.90	-1:54:33.98	0.63 × 0.45	1600	7.7	0	3 ± 1	3 ± 1	21 ± 2	1.9 ± 0.6	10 ± 3
83	18:47:46.71	-1:54:24.19	0.75 × 0.45	2100	7.9	0	3 ± 1	4 ± 1	28 ± 2	1.5 ± 0.6	4 ± 2
84	18:47:46.37	-1:54:21.28	0.78 × 0.45	2200	9.7	0	3.1 ± 0.8	6 ± 1	26 ± 2	2.7 ± 0.5	6 ± 1
85	18:47:46.51	-1:54:26.42	0.7 × 0.5	2200	8.3	0	2.5 ± 0.9	5 ± 1	27 ± 2	1.8 ± 0.5	4 ± 1
86	18:47:46.74	-1:54:20.81	0.58 × 0.45	1400	7.4	0	2.5 ± 0.9	3.1 ± 0.9	26 ± 2	1.3 ± 0.4	11 ± 4
87	18:47:47.24	-1:54:16.06	0.54 × 0.45	1200	7.5	0	2.3 ± 0.6	2.7 ± 0.7	23 ± 2	1.4 ± 0.4	18 ± 5
88	18:47:47.28	-1:54:38.27	0.69 × 0.45	1900	7.4	0	2.5 ± 0.8	3.6 ± 0.8	21 ± 2	2.0 ± 0.5	7 ± 2
89	18:47:46.30	-1:54:28.76	0.68 × 0.45	1800	7.3	0	2.7 ± 0.9	3.6 ± 0.9	26 ± 2	1.5 ± 0.4	6 ± 2
90	18:47:46.39	-1:54:18.14	0.84 × 0.45	2400	7.2	0	2.7 ± 0.7	4.9 ± 0.8	24 ± 2	2.4 ± 0.5	4.4 ± 0.9
91	18:47:46.75	-1:54:33.30	0.63 × 0.45	1600	7.1	0	3 ± 1	3 ± 1	21 ± 2	1.8 ± 0.8	10 ± 4
92	18:47:46.86	-1:54:12.13	0.79 × 0.47	2300	7.9	0	2.5 ± 0.5	4.5 ± 0.5	22 ± 2	2.4 ± 0.4	4.7 ± 0.8
93	18:47:46.96	-1:54:40.86	0.69 × 0.45	1900	7.0	0	2.7 ± 0.7	3.7 ± 0.8	21 ± 2	2.1 ± 0.5	8 ± 2
94	18:47:46.74	-1:54:37.80	0.67 × 0.45	1800	7.0	0	2.7 ± 0.6	3.9 ± 0.7	21 ± 2	2.2 ± 0.5	9 ± 2
95	18:47:46.58	-1:54:25.67	0.72 × 0.45	2000	7.1	0	2.7 ± 0.9	3.1 ± 0.9	28 ± 2	1.2 ± 0.4	4 ± 1
96	18:47:47.08	-1:54:23.54	0.65 × 0.45	1700	7.4	0	3 ± 1	4 ± 1	24 ± 2	2.0 ± 0.6	9 ± 3
97	18:47:47.16	-1:54:10.15	0.72 × 0.45	2000	7.6	0	1.9 ± 0.4	4.1 ± 0.6	21 ± 2	2.3 ± 0.5	7 ± 1
98	18:47:46.40	-1:54:28.37	0.68 × 0.52	2200	7.0	0	2.3 ± 0.9	4 ± 1	27 ± 2	1.5 ± 0.4	3 ± 1
99	18:47:45.39	-1:54:39.13	1.26 × 0.55	3900	8.5	0	1.7 ± 0.6	7.1 ± 0.9	23 ± 2	3.4 ± 0.6	1.4 ± 0.2
100	18:47:45.22	-1:54:40.46	0.7 × 0.47	2100	6.8	0	2.1 ± 0.5	3.1 ± 0.5	24 ± 2	1.4 ± 0.3	4.1 ± 0.8

TABLE 4.1 – Caractéristiques des coeurs détectés à 1,3 mm avec ALMA dans W43-MM1 (suite).

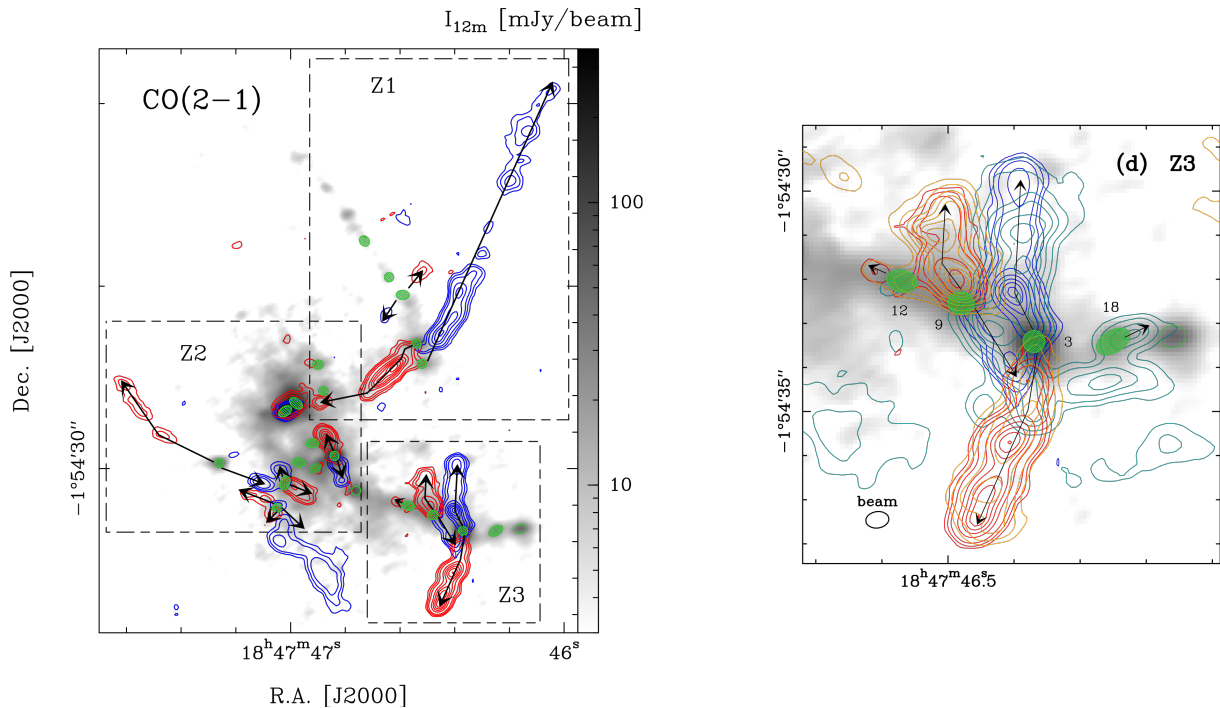
#	RA [J2000]	Dec. [J2000]	Size ["×"]	FWHM [AU]	Sig	C_{line} [%]	$S_{1.3\text{mm}}^{\text{peak}}$ [mJy/beam]	$S_{1.3\text{mm}}^{\text{int}}$ [mJy]	\bar{T}_{dust} [K]	M_{core} [M_{\odot}]	\bar{n}_{H_2} $\times 10^7 \text{cm}^{-3}$
101	18:47:47.30	-1:54:35.03	0.59 × 0.45	1500	6.8	0	2.8 ± 0.7	4.1 ± 0.8	21 ± 2	2.3 ± 0.6	17 ± 4
102	18:47:47.15	-1:54:33.19	0.7 × 0.45	1900	6.7	0	2 ± 1	2 ± 1	21 ± 2	1.2 ± 0.6	4 ± 2
103	18:47:46.74	-1:54:19.44	0.51 × 0.45	1200	7.0	0	2 ± 1	2 ± 1	26 ± 2	1.1 ± 0.5	15 ± 6
104	18:47:46.80	-1:54:18.43	0.61 × 0.45	1500	6.9	0	2.2 ± 0.8	2.9 ± 0.9	24 ± 2	1.3 ± 0.4	9 ± 3
105	18:47:46.50	-1:54:16.24	0.46 × 0.45	1200	6.9	0	1.9 ± 0.6	1.9 ± 0.6	23 ± 2	1.0 ± 0.3	13 ± 4
106	18:47:46.40	-1:54:36.61	0.63 × 0.45	1600	6.9	0	2.3 ± 0.6	3.6 ± 0.7	21 ± 2	2.0 ± 0.5	11 ± 3
107	18:47:47.24	-1:54:35.60	0.57 × 0.47	1500	6.8	0	2.6 ± 0.7	3.9 ± 0.7	21 ± 2	2.2 ± 0.5	15 ± 3
108	18:47:45.32	-1:54:39.13	0.69 × 0.45	1900	6.6	0	1.9 ± 0.9	2.6 ± 0.9	24 ± 2	1.2 ± 0.5	4 ± 2
109	18:47:46.60	-1:54:18.00	0.67 × 0.45	1800	6.7	0	2.3 ± 0.9	4 ± 1	25 ± 2	1.7 ± 0.5	7 ± 2
110	18:47:47.16	-1:54:11.30	0.65 × 0.45	1700	6.8	0	2.1 ± 0.6	3.4 ± 0.6	21 ± 2	1.9 ± 0.4	9 ± 2
111	18:47:46.80	-1:54:20.16	0.7 × 0.45	1900	6.5	0	2 ± 1	3 ± 1	25 ± 2	1.4 ± 0.6	5 ± 2
112	18:47:46.30	-1:54:37.37	0.66 × 0.45	1800	6.4	0	2.3 ± 0.5	2.7 ± 0.5	22 ± 2	1.5 ± 0.3	7 ± 2
113	18:47:47.03	-1:54:10.58	0.64 × 0.47	1800	6.4	0	1.5 ± 0.5	2.2 ± 0.6	21 ± 2	1.2 ± 0.4	5 ± 2
114	18:47:46.91	-1:54:17.75	0.53 × 0.45	1200	6.4	0	1.9 ± 0.5	2.2 ± 0.5	22 ± 2	1.1 ± 0.3	16 ± 4
115	18:47:46.76	-1:54:12.64	0.77 × 0.57	2700	6.9	0	2.4 ± 0.2	5.3 ± 0.2	22 ± 2	2.8 ± 0.4	3.5 ± 0.5
116	18:47:46.18	-1:54:30.92	0.62 × 0.45	1600	6.4	0	2.2 ± 0.6	3.5 ± 0.7	23 ± 2	1.7 ± 0.4	10 ± 2
117	18:47:46.67	-1:54:23.80	0.97 × 0.47	2800	6.7	0	3 ± 1	6 ± 1	29 ± 2	2.3 ± 0.6	2.6 ± 0.6
118	18:47:47.04	-1:54:14.90	0.72 × 0.45	2000	6.1	0	1.6 ± 0.7	2.5 ± 0.7	23 ± 2	1.2 ± 0.4	4 ± 1
119	18:47:47.37	-1:54:11.81	0.54 × 0.45	1200	6.4	0	1.8 ± 0.5	2.4 ± 0.6	21 ± 2	1.4 ± 0.4	18 ± 5
120	18:47:46.80	-1:54:11.92	0.76 × 0.63	2900	6.2	0	2.5 ± 0.4	5.7 ± 0.4	22 ± 2	3.0 ± 0.5	2.9 ± 0.5
121	18:47:47.00	-1:54:39.53	0.74 × 0.45	2100	6.3	0	1.7 ± 0.8	2.4 ± 0.9	21 ± 2	1.3 ± 0.5	4 ± 1
122	18:47:44.76	-1:54:53.14	0.59 × 0.56	2000	6.7	0	1.3 ± 0.4	3.1 ± 0.6	23 ± 2	1.5 ± 0.3	4.4 ± 0.9
123	18:47:46.99	-1:54:4.90	0.85 × 0.45	2400	6.3	0	1.7 ± 0.4	3.2 ± 0.5	21 ± 2	1.8 ± 0.4	3.3 ± 0.7
124	18:47:47.37	-1:54:21.38	0.84 × 0.45	2300	5.8	0	2.4 ± 0.7	5.0 ± 0.8	25 ± 2	2.2 ± 0.4	4.1 ± 0.8
125	18:47:47.47	-1:54:38.09	0.63 × 0.45	1700	6.3	0	2.2 ± 0.5	3.3 ± 0.6	23 ± 2	1.6 ± 0.4	9 ± 2
126	18:47:44.57	-1:54:39.71	0.83 × 0.53	2700	6.4	0	1.5 ± 0.5	4.3 ± 0.8	23 ± 2	2.1 ± 0.5	2.6 ± 0.6
127	18:47:46.25	-1:54:22.25	1.02 × 0.55	3300	6.2	0	1.9 ± 0.6	5.8 ± 0.9	27 ± 2	2.4 ± 0.4	1.6 ± 0.3
128	18:47:47.29	-1:54:26.32	0.88 × 0.57	3000	5.9	0	1.7 ± 0.9	4 ± 1	23 ± 2	2.0 ± 0.6	1.7 ± 0.5
129	18:47:46.56	-1:54:6.95	0.87 × 0.48	2600	6.1	0	1.5 ± 0.4	3.7 ± 0.5	23 ± 2	1.8 ± 0.3	2.6 ± 0.5
130	18:47:46.37	-1:54:47.74	0.98 × 0.45	2700	5.7	0	1.9 ± 0.4	4.5 ± 0.5	21 ± 2	2.5 ± 0.5	3.0 ± 0.5
131	18:47:46.55	-1:54:16.63	1.11 × 0.5	3300	5.8	0	1.6 ± 0.6	5.1 ± 0.8	23 ± 2	2.6 ± 0.5	1.7 ± 0.3

Notes : Table extraite de Motte et al. [2018b].

Les colonnes FWHM, Sig et C_{line} indiquent respectivement la taille déconvoluée du lobe du télescope (0,44"), le niveau d'importance d'extraction du coeur avec l'algorithme *getsources* et le rapport de contamination en raies.

TABLE 4.1 – Caractéristiques des coeurs détectés à 1,3 mm avec ALMA dans W43-MM1 (suite).

données ALMA. Parmi les bandes observées à 1,3 mm, les raies CO(2-1) et SiO(5-4) ont permis une analyse détaillée de ces témoins d'activité protostellaire, renforcée par la distribution quasi-similaire des deux espèces sur l'ensemble de la région. Ce sont 46 flots qui ont été mis en évidence par Nony et al. [soumis], produits par 27 des coeurs détectés. La figure 4.2, extraite de cet article, montre la distribution de CO(2-1) à basse et haute vitesses, associées aux phénomènes de *blue-shift* (vitesse inférieure à la vitesse systémique dans le référentiel au repos local – *Local Standard of Rest (LSR)*), le flot est dans le sens de l'observateur) et *red-shift* (vitesse supérieure à la vitesse LSR systémique, le flot s'éloigne de l'observateur). La vitesse LSR systémique est d'environ 100 km.s^{-1} et l'élargissement des raies associées aux flots peut atteindre $\pm 60 \text{ km.s}^{-1}$. Alors que certaines sources émettent deux jets bipolaires clairs (e.g. #2, 3 et 8, voir figure 4.2), d'autres ne semblent être associées qu'à un unique flot, par effet de projection ou à cause de problèmes de confusion spatiale. Les tailles projetées sont d'ailleurs relativement variées, allant de 0,02 à 0,44 pc. Si la plupart des sources d'émission de flots se situent au milieu des filaments, d'autres coeurs plus massifs comme le #7 et le #16 montrent également une activité protostellaire. Grâce à la haute résolution spatiale, la dynamique dans les jets a pu être étudiée, à partir de la présence de noeuds d'émission, ce qui a permis d'estimer l'âge des flots, d'environ 1100 ans en moyenne. En ce qui concerne le stade d'évolution des coeurs, il est intéressant de constater que certaines sources massives compactes n'émettent pas encore de flots, ce qui pourrait suggérer une identité préstellaire. Parmi les coeurs avec une masse supérieure à $10 M_{\odot}$, on trouve les coeurs #5, 6, 21 et 47. En particulier, dans l'article de Nony et al. [2018], nous avons mis en évidence le contraste entre le coeur massif #6 et le coeur protostellaire massif voisin #3, qui, malgré leurs densités équivalentes, semblent révéler un stade d'évolution différent avec l'analyse des flots (figure 4.2, à droite).



Notes : Les contours représentent l'émission intégrée de CO(2-1), (à gauche) à haute vitesse (42 – 64 km.s⁻¹ en bleu, 128 – 158 km.s⁻¹ en rouge) pour l'ensemble de la région centrale et, (à droite) un zoom sur la partie Z3 avec l'ajout des basses vitesses (82 – 88 km.s⁻¹ en cyan, 108 – 119 km.s⁻¹ en orange). Figure extraite de Nony et al. [soumis].

FIGURE 4.2 – Flots dans la région centrale de W43-MM1.

4.1.3 Contamination moléculaire dans l'estimation du continuum

La détermination de l'émission continuum est faite à partir de larges bandes spectrales choisies pour l'absence de fortes raies d'émission moléculaire. Le taux de contamination de l'émission continuum par l'émission moléculaire est évalué par Motte et al. [2018b] comme le rapport du flux mesuré au maximum des sources S^{peak} sur la largeur totale de la bande continuum (1,9 GHz) et d'une sélection de canaux sur la même bande, considérés sans émission moléculaire (65 MHz de largeur) :

$$C_{\text{line}}^I = \frac{S^{\text{peak}}(1,9\text{GHz}) - S^{\text{peak}}(65\text{MHz})}{S^{\text{peak}}(65\text{MHz})} \quad (4.1)$$

Cette façon de procéder se base sur la sélection des raies les plus intenses, au détriment des raies plus faibles présentes dans le spectre, ce qui a tendance à sous-estimer la valeur de la contamination pour les sources qui montrent un riche contenu moléculaire. Cette distinction peu précise entre la contribution des raies par rapport à celle du continuum conduit les auteurs à des estimations d'une contamination à 0% pour la plupart des coeurs, qui manque de précision pour les coeurs massifs les moins intenses dans lesquels on observe bien des raies, notamment en dehors de la bande continuum. Dans cette section, je propose une méthode automatique plus précise d'estimation de la contamination sur l'ensemble des bandes observées, afin de mettre en évidence une relation entre l'évolution des coeurs et le rapport des flux continuum et moléculaire.

Principe de la méthode

Pour appliquer la méthode présentée ici, je n'utilise pas le flux au maximum des sources mais le flux $S^{\text{int.}}$ intégré sur la taille de la source pour avoir une meilleure statistique, i.e. avec un bruit réduit et des raies mieux représentées. Cette méthode se base sur le fait que l'émission totale est équivalente à la somme de l'émission continuum et de l'émission moléculaire, c'est-à-dire $S^{\text{int.}} = S_{\text{cont.}}^{\text{int.}} + S_{\text{mole.}}^{\text{int.}}$. Due au grand nombre de canaux contenus dans les spectres (\sim de 1000 à 2000 canaux), la contribution du bruit est considérée comme étant nulle ($S_{\text{bruit}}^{\text{int.}} = 0$). Si l'on reprend l'exemple de la bande continuum de largeur totale $\Delta\nu = 1,9$ GHz, j'estime la

contamination en raies comme :

$$C_{\text{line}}^{II} = \frac{S_{\text{mole.}}^{\text{int.}}(1,9\text{GHz})}{S_{\text{mole.}}^{\text{int.}}(1,9\text{GHz}) + S_{\text{cont.}}^{\text{int.}}(1,9\text{GHz})} \quad (4.2)$$

Contrairement à la formule précédente qui correspondait à une simple intégration de canaux estimés comme étant purement continuum ou purement moléculaires, là il s'agit de déterminer la part du continuum et la part des molécules dans chaque canal du spectre. La valeur du continuum C est estimée avec la méthode de la densité de flux avec ajustement par gaussienne modifiée exponentiellement, présentée dans le chapitre précédent. Elle est donc considérée comme étant constante sur toute la largeur du spectre, ce qui permet de facilement déterminer le flux continuum :

$$S_{\text{cont.}}^{\text{int.}} = C \times \Delta\nu \quad (4.3)$$

Déterminer la contribution des raies est plus difficile à cause de la présence de bruit. Dans le cas où il n'y a aucun bruit, aucun canal n'est en-dessous du niveau continuum et toute émission au-dessus est associée aux molécules. En présence de bruit, certains canaux ont une valeur inférieure au continuum, et d'autres peuvent être au-dessus sans même qu'il y ait d'émission moléculaire. Pour un spectre exprimé en température de brillance T , la valeur de chaque canal correspond à la somme du continuum C , du bruit N et de l'émission moléculaire M : $T = C + N + M$. Pour minimiser la perturbation due au bruit, d'écart type σ , j'estime la valeur de l'émission moléculaire dans un canal comme :

- $M = 0$ si $T - C \leq 1\sigma$, l'émission moléculaire est nulle ou cachée par le bruit.
- $M = T - C - \sigma$ si $1\sigma < T - C \leq 2\sigma$, car une partie de l'émission moléculaire est toujours dans le bruit, ce qui peut avoir tendance à surestimer la valeur.
- $M = T - C$ si $T - C > 2\sigma$, on considère que l'émission moléculaire a dépassé le niveau de bruit. Dans ce cas, les fluctuations du bruit suivent la forme de la raie, i.e. qu'elles ne sont plus incluses en-dessous de 1σ mais déforment le pic des raies, et sont naturellement prises en compte lors de l'intégration.

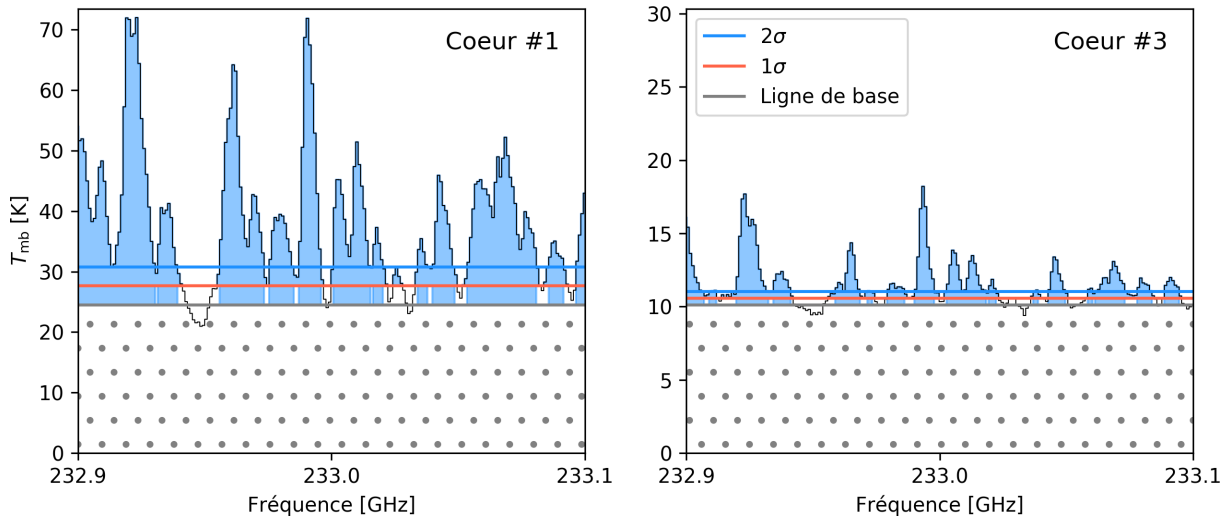
Cette sélection est représentée dans les exemples de la figure 4.3. Sur les spectres, la valeur continuum est représentée par la ligne de base (ligne grise) et le flux continuum intégré est la zone (point gris) en dessous de cette valeur. Pour chaque canal, la valeur associée aux raies moléculaires (en bleu) va de la ligne de base au maximum du canal lorsque la valeur est supérieure à 2σ , mais la valeur du bruit est soustraite si la valeur est inférieure à 1σ . Le flux intégré provenant des molécules équivaut alors à la somme sur les canaux de largeur $\delta\nu$:

$$S_{\text{mole.}}^{\text{peak}} = \sum_i M_i \times \delta\nu \quad (4.4)$$

Le choix des limites à 1σ et 2σ semble permettre de bien estimer la contribution des raies dans le flux total, comme l'ont montré des tests sur des spectres synthétiques semblables à ceux observés dans la bande cont-cy2, et pour lesquels la contribution des molécules sur le flux total est estimée avec une précision de 1%. En particulier, la confiance attribuée à cette méthode est très bonne pour les sources moléculaires les plus intenses, où les problèmes statistiques liés au bruit sont minimisés et une claire tendance se dégage dans la relation entre la valeur du continuum et la représentation de flux moléculaire.

Résultats et comparaison

En regardant les spectres d'émission, il est évident que le rapport entre la contribution du continuum et celle des raies varie d'un coeur à un autre. A titre d'exemple, la figure 4.3 montre que par rapport au flux continuum, le flux moléculaire est bien plus important pour le coeur #1 que pour le 3. Ce constat soulève la question de l'existence d'un rapport entre la valeur du continuum et l'intensité des raies. Pour tenter d'y répondre, j'ai utilisé la méthode présentée ci-dessus sur l'ensemble des coeurs détectés dans W43-MM1. Celle-ci m'a permis d'estimer la contribution en



Notes : Portion des spectres ALMA de la bande cont-cy2, intégrés spatialement sur les sources continuum. La zone à points gris représente le flux continuum, délimitée par la ligne de base (ligne grise). La zone en bleu correspond au flux moléculaire, estimé en chaque canal en fonction du bruit et des niveaux à 1σ (ligne rouge) et 2σ (ligne bleue).

FIGURE 4.3 – Décomposition de spectres provenant des coeur #1 et 3 en contributions continuum et moléculaire.

flux des molécules (figure 4.4) en fonction de la valeur du continuum, mais également le nombre de canaux qui vont au-delà du bruit et donc associés à la présence de raies (figure 4.5).

La contribution des raies sur le flux total, qui correspond au rapport exprimé dans la formule 4.2, se divise en deux parties distinctes sur les diagrammes de la figure 4.4. Les sources avec peu de raies moléculaires suivent une décroissance exponentielle qui évolue avec la valeur du continuum, tandis que les sources riches en raies se détachent de cette tendance. Ceci s’observe très bien pour les bandes continuum cont-cy2 et cont-cy3 ainsi que sur certaines bandes plus petites (e.g. 216200 et 231280), mais cela devient plus confus dans le cas des bandes dominées par des raies larges et intenses (e.g. les raies SiO(5-4) et CO(2-1), dans 217150 et 230530). Les valeurs extrêmes atteintes par les sources continuum les plus faibles s’expliquent par une valeur du continuum proche de zéro et une difficulté à faire la part entre le bruit et la contribution des molécules. La décroissance exponentielle est inhérente à la méthode appliquée. Pour les meilleures bandes citées ci-dessus, la contribution des raies pour les flux des sources les plus massives (en rouge) semble augmenter linéairement avec la valeur du continuum, à l’exception du coeur #4 qui possède des raies beaucoup plus intenses qu’attendues. Les autres sources massives dont la contribution des raies est significative sont les coeurs #1, 2, 3, 5, 9 et 10. Le coeur #11, qui a une masse de seulement $2,1 M_{\odot}$, se distingue également des autres coeurs avec un fort taux de raies intenses dans toutes les bandes observées. Ce résultat est en accord avec les coeurs contaminés identifiés par Motte et al. [2018b], à l’exception du coeur #30 qui ne ressort pas ici, car il se confond avec les autres sources de part sa faible valeur continuum ($C \sim 1$ K). Ceci montre que cette méthode est surtout efficace pour les sources continuum les plus intenses, c’est-à-dire ici avec un niveau continuum $\gtrsim 2$ K. Le coeur #15, estimé avec une contribution de 54% par Motte et al. [2018b], se situe dans le filament sud-ouest et n’est pas présent dans les cubes de 512×512 pixels traités ici. Les taux de contamination obtenus par cette méthode sont bien plus faibles que ceux obtenus avec la formule 4.1 (c.f. table 4.1), mais cohérents dans les différentes bandes observées.

Pour éviter la confusion des points observée pour les faibles valeurs de continuum sur la figure de la contribution en flux des sources, j’ai aussi étudié la part de canaux contaminés en fonction du niveau continuum, représentée en figure 4.5. Les deux mêmes groupes de sources se distinguent : les points associés aux coeurs à faible valeur de continuum ont peu de canaux contaminés par des raies, tandis que les coeurs continuum les plus intenses possèdent de nombreux canaux associés aux raies. De nouveau, ce sont les coeurs #1, 2, 3, 4, 5, 9, 10 et 11 qui se dissocient clairement du

#	1	3	6	2	4	16	12	18	7	14	47	5	9	10	8	13	23	21
Masse [M_{\odot}]	102	59	56	55	36	36	31	28	23	19	19	18	18	16	14	11	11	10
Outflows	R	BR	-	BR	R	BR	R	B	BR	B	-	-	BR	B	BR	BR	B	-
C_{line} [%]	26	9	4	12	34	6	6	8*	5	6	9*	9	9	7	6	8	8*	8*

Notes : Les masses sont extraites de Motte et al. [2018b] (voir table 4.1). La présence de flots avec des vitesses inférieures (B) et supérieures (R) à la vitesse LSR systémique est déterminée par Nony et al. [soumis] (figure 4.2). La contamination en raies C_{line} correspond à la moyenne des valeurs obtenues sur l'ensemble des spectres ALMA à 1,3 mm avec la méthode présentée au §4.1.3, représentées en figure 4.4. * Le niveau continuum est inférieur à 2 K, la valeur obtenue pour C_{line} est surestimée par le bruit.

TABLE 4.2 – Témoins d'activité protostellaire dans les coeurs les plus massifs de W43-MM1.

reste, avec une progression linéaire du nombre de canaux contaminés avec la valeur continuum. La relation est plus nette que dans la figure précédente pour toutes les bandes observées, avec une bonne corrélation dans la bande du CO (230530) cette fois, même malgré le problème de filtrage. Elle suggère une relation quadratique entre la fraction de raies moléculaires et le continuum dans les spectres observés, telle que la quantité et/ou l'intensité des raies au-dessus du bruit évolue comme le carré de la valeur continuum.

4.2 Analyse moléculaire d'un candidat préstellaire massif

Les résultats présentés dans la section précédente, sur la présence de flots provenant des sources et la contamination en raies de leurs spectres, sont synthétisés dans la table 4.2. Cette sélection ne concerne que les coeurs les plus massifs, avec $M \geq 10M_{\odot}$, qui sont ici ordonnés par masse décroissante.

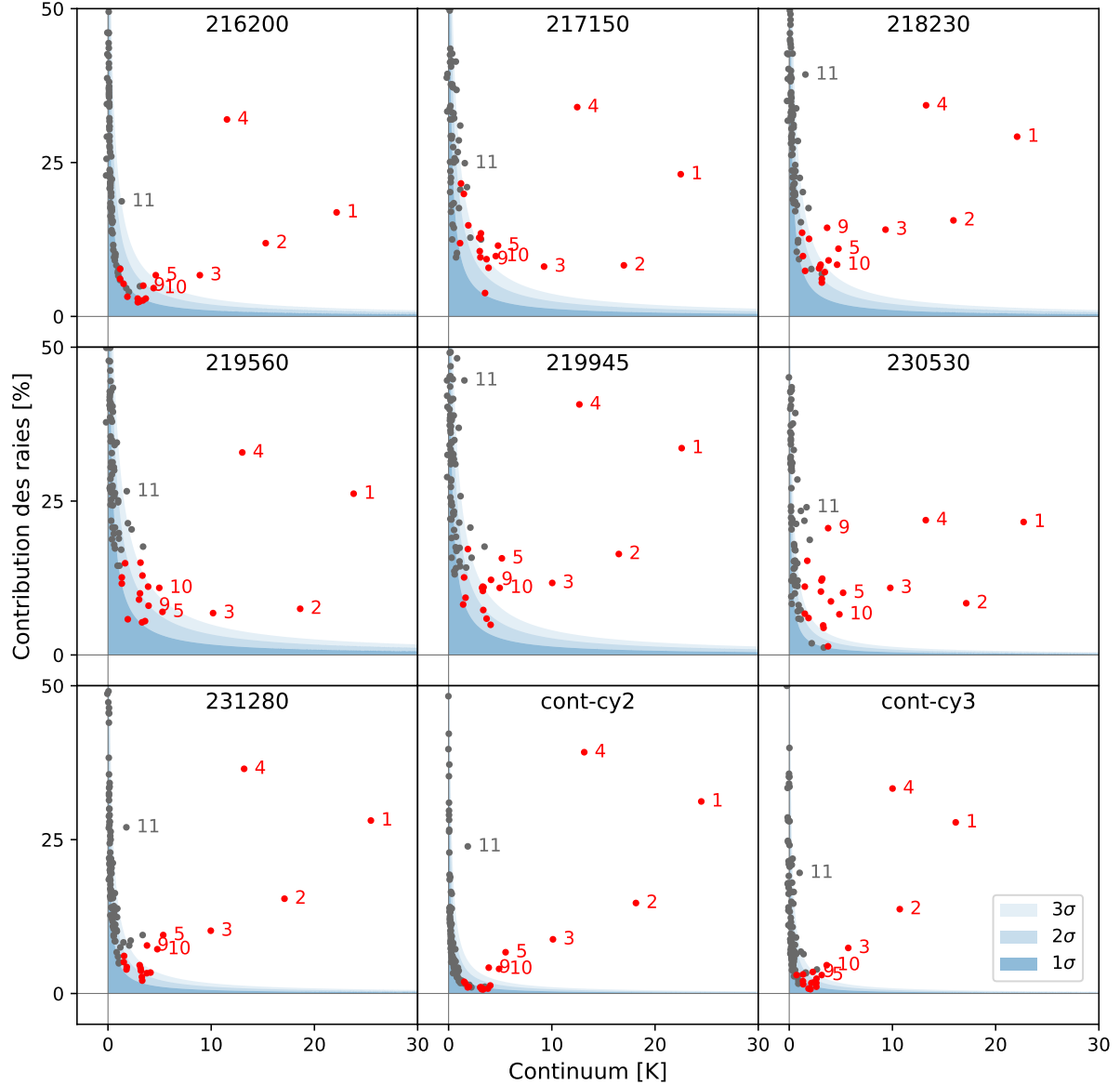
Les deux coeurs les plus massifs, #1 et 3, sont clairement identifiés comme protostellaires avec leurs flots et le fort taux de raies. S'en suit directement le coeur #6, le meilleur candidat préstellaire massif présent dans W43-MM1, avec sa masse élevée de $56M_{\odot}$ contenue dans 1300 au, son absence de flots et sa faible contamination en raies ($< 5\%$). Sa faible activité serait peut-être due à sa position, à l'extrémité du filament principal (voir figure 4.6). Il se trouve à proximité des coeurs #3 et 9, très actifs, situés à une distance d'environ 0,10 et 0,15 pc, et dont les flots n'interfèrent pas avec notre candidat. Le coeur #18, qui est plus proche ($\sim 0,05$ pc), n'est pas aussi intéressant comme candidat préstellaire, bien qu'il présente très peu d'émission moléculaire, car il est deux fois moins massif et un flot lui est associé.

Dans cette section, je vais présenter les résultats exposés dans l'article Molet et al. [2019] (annexe A.2), en développant la méthode appliquée pour l'étude moléculaire. Cette analyse détaillée est basée sur la confrontation des coeurs #3 et #6, qui sont de même masse et de même taille. Les résultats pour le coeur #9 sont présentés dans la section suivante, avec les autres coeurs massifs principaux. Pour connaître la réelle nature du coeur #6 j'ai tenté de déterminer s'il contenait un coeur chaud, signe de l'étape protostellaire, en me basant sur les raies peu nombreuses observées dans les 4,7 GHz de données ALMA à 1,3 mm présentées en §2.3.2. L'analyse moléculaire a été effectuée avec le programme CASSIS¹ [Vastel et al., 2015], en utilisant les bases de données moléculaires CDMS et JPL.

4.2.1 Identification des raies

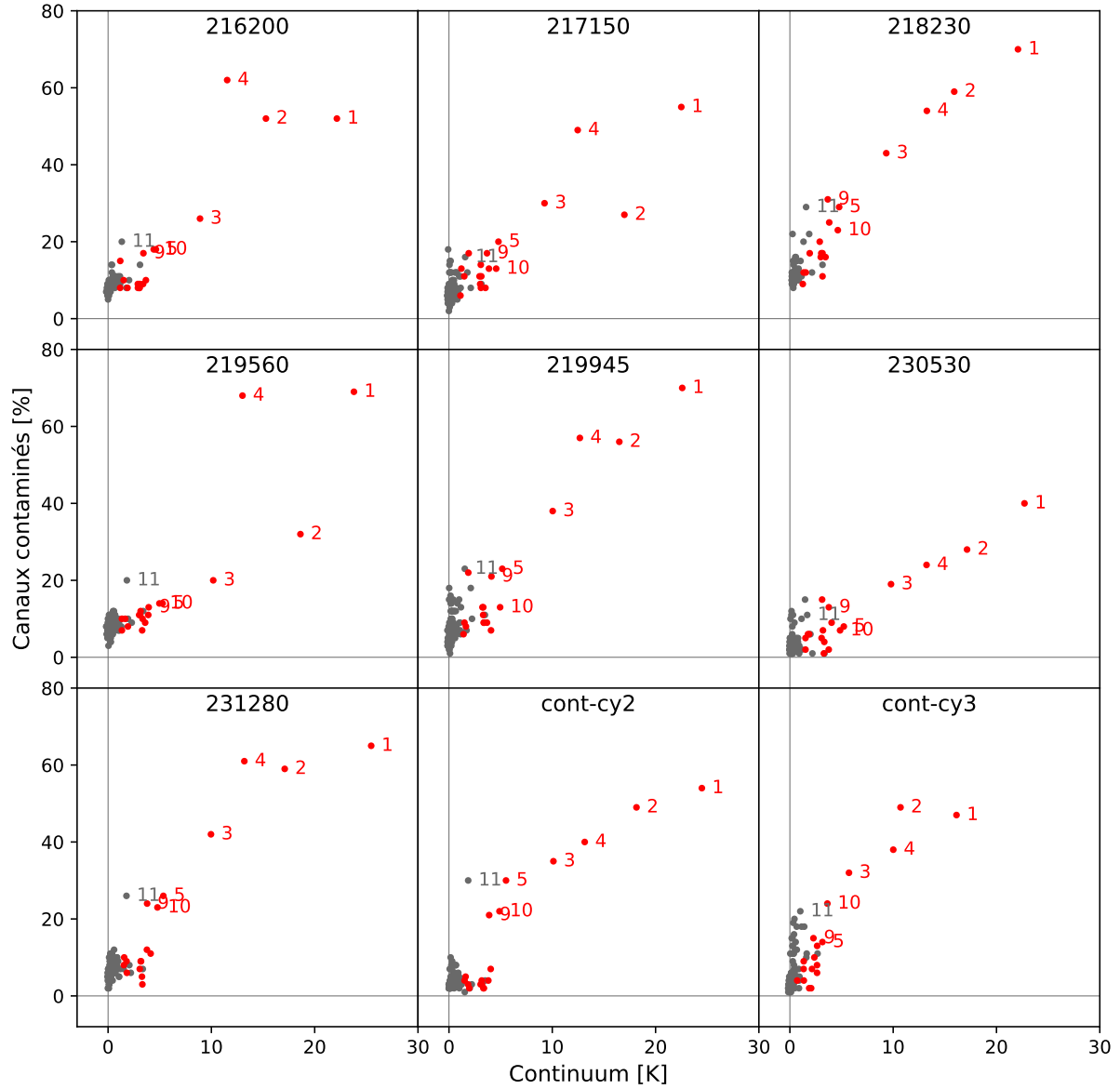
L'identification des raies dans le coeur #6 n'est pas évidente car elles sont relativement faibles. Pour cette étude, je me suis appuyé sur l'analyse du coeur #3, beaucoup plus claire grâce à ses nombreuses raies intenses. La figure 4.7 montre le spectre de la bande cont-cy2 pour ces deux coeurs. Lors des observations, cette bande a été sélectionnée comme bande continuum, car elle ne contient pas de raie associée aux molécules les plus abondantes (e.g. CO, SiO). Cependant, les spectres obtenus dans les coeurs denses protostellaires comme le coeur #3 (spectre bleu), révèlent de nombreuses raies provenant de molécules complexes. Ces molécules sont un outil important pour estimer la température d'un coeur. Alors que de l'émission provenant des molécules les plus

1. CASSIS a été développé par l'IRAP-UPS/CNRS (<http://cassis.irap.omp.eu/>)



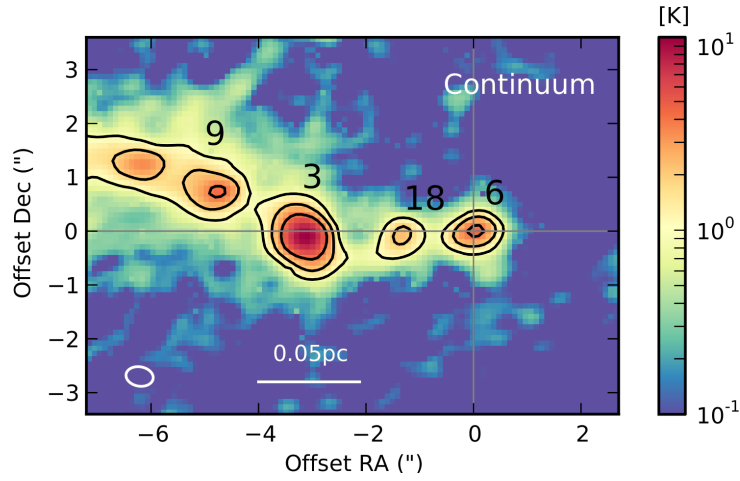
Notes : Résultats pour les 9 bandes d'observations ALMA à 1,3 mm. Les points gris représentent les coeurs de masse $M < 10 M_{\odot}$ et les rouges ceux avec $M_{\text{core}} \geq 10 M_{\odot}$. Les zones bleues définissent les résultats obtenus dans le cas de spectres sans raie, pour 1, 2 et 3 σ . Les coeurs clairement contaminés sont identifiés par leurs numéros.

FIGURE 4.4 – Contribution des raies sur le flux total en fonction de la valeur du continuum pour chaque coeur.



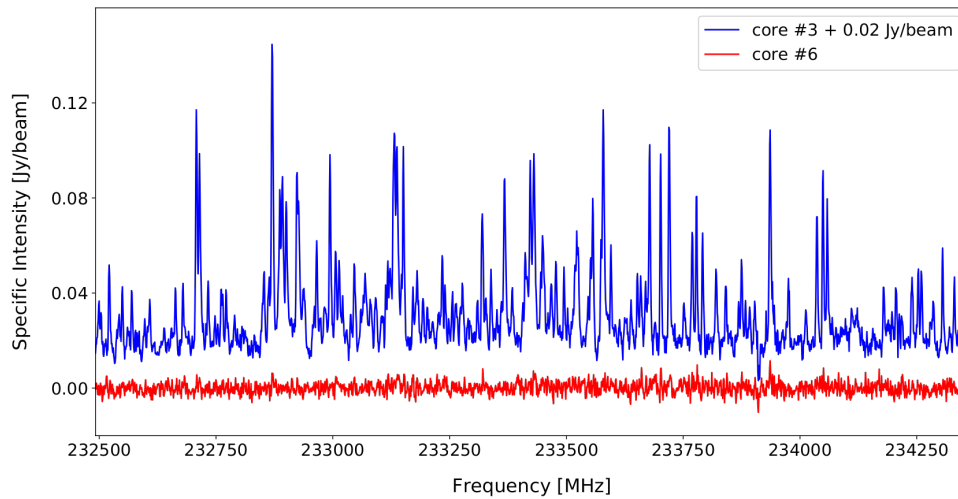
Notes : Résultats pour les 9 bandes d'observations ALMA à 1,3 mm. Les points gris représentent les coeurs de masse $M < 10M_{\odot}$ et les rouges ceux avec $M_{\text{core}} \geq 10M_{\odot}$. Les coeurs clairement contaminés sont identifiés par leurs numéros.

FIGURE 4.5 – Part des canaux contaminés en fonction de la valeur du continuum pour chaque coeur.



Notes : Les axes indiquent le décalage en arcsec par rapport au centre du coeur #6. Les contours représentent les niveaux à 5, 10 et 20 σ de l'émission continuum, avec $\sigma \approx 0,2$ K. Extrait de Molet et al. [2019].

FIGURE 4.6 – Carte continuum obtenue à partir de la bande cont-cy2 montrant l'extrémité ouest du filament principal.



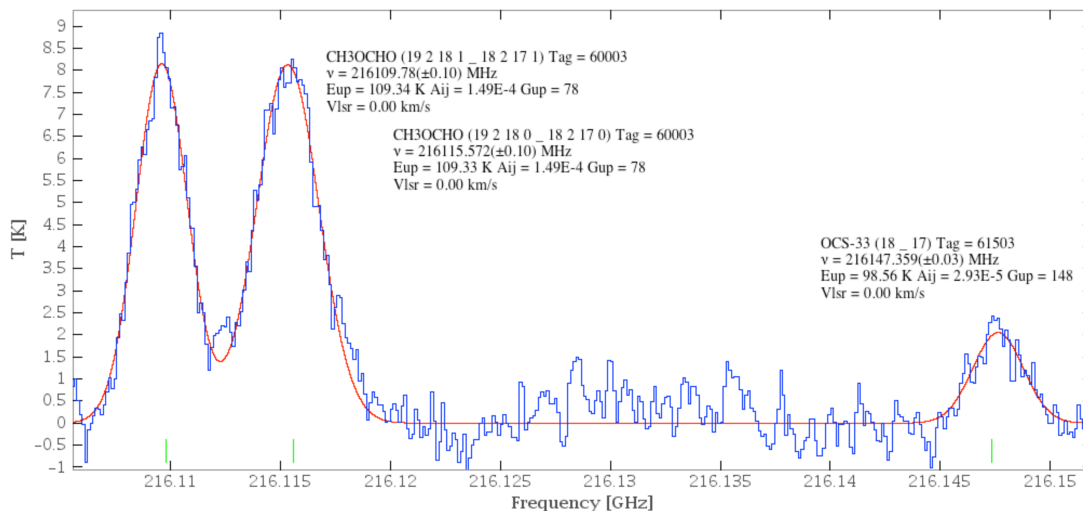
Notes : Spectres obtenus après soustraction du continuum. Le spectre du coeur #3 (bleu) est décalé verticalement (de 0,02 Jy/beam) pour une meilleure lisibilité. 0,1 Jy/beam \approx 10 K. Extrait de Nony et al. [2018].

FIGURE 4.7 – Comparaison des spectres de la bande cont-cy2 pour les coeurs #3 et 6.

simples (e.g. SO, H₂CO) est détectée à proximité de la majorité des coeurs dans W43-MM1, les raies associées aux molécules complexes (e.g. CH₃OH, CH₃OCHO) sont généralement dominées par le bruit dans les coeurs comme le #6 (spectre rouge), considérés comme ne contenant pas de protoétoiles. Néanmoins des raies de faible intensité ($< 3\sigma$) sont visibles pour le coeur #6, et leurs positions sont en accord avec les raies de plus faibles niveaux d'énergie ($E_{\text{up}} < 200$ K) des molécules complexes détectées dans le coeur (#3). C'est donc grâce à une identification précise des raies dans le coeur protostellaire que j'ai pu identifier et exploiter avec plus d'assurance les raies les moins intenses détectées pour le candidat préstellaire (#6).

Première identification des espèces

Dans un premier temps, j'ai utilisé l'outil `Spectrum Analysis` de CASSIS pour parcourir les spectres du coeur #3 et repérer les raies. Avec la fonction `Fit`, j'ai utilisé un ajustement gaussien pour déterminer le centre et la largeur de chaque raie. A cause de la confusion spectrale, les raies sont parfois élargies ou semblent présenter une deuxième composante. Dans ce cas, chaque centroïde est déterminé dans la mesure du possible grâce à l'ajustement par plusieurs



Notes : (en bleu) Spectre intégré spatialement sur le coeur #3, ramené aux fréquences au repos. (en rouge) Ajustement par 3 gaussiennes. (Traits verts) Positions attendues des raies associées aux transitions indiquées.

FIGURE 4.8 – Identification des raies avec CASSIS.

gaussiennes. J'ai ensuite comparé ces positions aux positions attendues des différentes molécules contenues dans les bases spectroscopiques grâce à la fonction `Species` du programme. Pour pouvoir confronter les observations aux bases de données il faut corriger de l'effet Doppler. J'ai appliqué une correction pour le coeur #3 de -97 km.s^{-1} ($\approx 70 - 75 \text{ MHz}$ pour nos données à 1,3 mm), que j'ai estimée grâce aux 4 raies du formiate de méthyle contenues dans la bande 216200. Elles tracent la même structure, car elles sont associées au même niveau d'énergie supérieur ($E_u = 109,3 \text{ K}$), et sont facilement distinguables et intenses, ce qui en fait un bon marqueur pour une estimation de la vitesse du coeur. Dans la figure 4.8, le spectre bleu correspond au spectre intégré spatialement sur le coeur #3 et décalé en fréquence, la courbe rouge est l'ajustement obtenu avec 3 gaussiennes et les traits verts marquent les fréquences attendues pour les 2 raies de CH_3OCHO et la raie de OC^{33}S dont les informations apparaissent sur la figure. On voit que la calibration en vitesse est correctement effectuée, ce qui permet d'attribuer les autres raies aux espèces contenues dans les bases de données.

Superposition des raies

Pour des raisons de cohérence physique, les molécules associées à un même coeur doivent être centrées à la même vitesse, la vitesse du coeur, là où le milieu est le plus dense. Cependant, pour une même molécule détectée autour d'un coeur, de légers gradients de vitesse et de largeur en vitesse peuvent être observés en fonction des niveaux d'énergie s'ils tracent une partie plus ou moins étendue du coeur. Pour des observations à 1,3 mm, les raies correspondent surtout à des transitions à haut niveau d'énergie supérieur, elles tracent globalement la même région compacte et chaude des coeurs. On s'attend donc à avoir des profils de raies similaires pour toutes les transitions d'une même molécule. Pour m'assurer que les raies sont bien associées à une même molécule, je les superpose en les normalisant pour exclure celles dont le maximum n'est pas centré à la même vitesse et/ou dont la largeur est différente. De cette façon, j'ai sélectionné 115 raies pour le coeur #3, qui m'ont permis d'identifier 25 des molécules présentes (Figure 4.9). D'autres raies sont visibles sur le spectre mais elles sont soit trop contaminées par d'autres raies, soit trop faibles, soit associées à aucune des molécules contenues dans les bases de données de CASSIS. Les raies sélectionnées dans le coeur #3 sont centrées à $96,9 \pm 0,3 \text{ km.s}^{-1}$, avec une largeur moyenne de $5,2 \pm 0,2 \text{ km.s}^{-1}$ (voir Table A.1 de l'Annexe A.2). Pour le coeur #6, j'ai associé les 32 raies observées à 17 des molécules identifiées dans son voisin protostellaire (Figure 4.10, Table A.2 de l'Annexe A.2). Elles sont relativement faibles, notamment pour les COMs, mais elles sont toutes centrées à la même vitesse ($95,7 \pm 0,3 \text{ km.s}^{-1}$) avec des largeurs équivalentes ($3,2 \pm 0,1 \text{ km.s}^{-1}$). Le gradient de vitesse moins important dans le coeur #6 laisse supposer, pour une taille équivalente, qu'il est moins actif que le coeur #3. La table 4.3 synthétise l'ensemble des molécules détectées

Coeurs #3 et #6				Coeur #3		
CH ₃ OH	SiO *	SO *	DCN *	CH ₃ ¹⁸ OH	H ₂ C ³⁴ S	¹³ CH ₃ CN
¹³ CH ₃ OH	CO *	¹³ CS	HC ₃ N *	CH ₃ COCH ₃		C ₂ H ₃ CN
CH ₃ CHO	C ¹⁸ O *	OCS		C ₂ H ₅ OH		C ₂ H ₅ CN
CH ₃ OCH ₃	H ₂ CO *	O ¹³ CS				HC(O)NH ₂
CH ₃ OCHO	H ₂ ¹³ CO *	OC ³³ S				

* Espèce non-centrée sur les coeurs denses (voir §4.2.2).

TABLE 4.3 – Molécules détectées dans les spectres des coeurs #3 et #6.

dans les spectres intégrés spatialement des deux coeurs. L'étape suivante consiste à étudier la distribution spatiale des molécules pour identifier quelles raies sont réellement associées aux coeurs.

4.2.2 Distribution des molécules

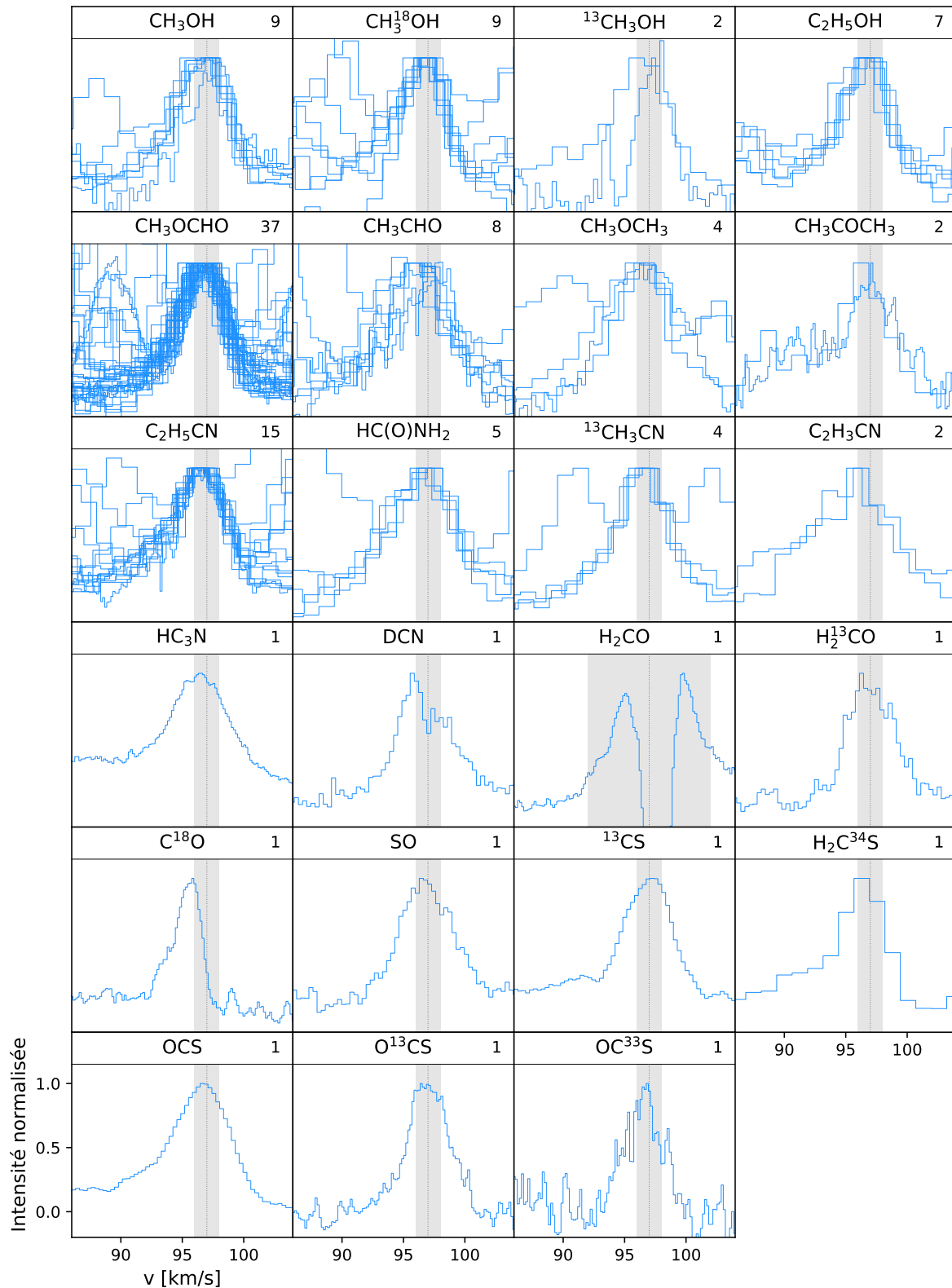
Afin d'étudier la distribution des molécules, j'ai utilisé la fonction `imcollapse` de [CASA](#). Elle permet d'intégrer les plans d'un cube compris dans un intervalle de vitesse, par rapport à la fréquence au repos de la raie à étudier. Pour les molécules qui ont plusieurs raies détectées, j'ai moyenné sans pondération les plans intégrés en vitesse des différentes raies avec la fonction `immath` pour obtenir une unique carte. Ceci permet de réduire le bruit et de mieux tracer la distribution de la molécule, si l'on considère que toutes les raies sont associées aux mêmes zones d'émission. Attention toutefois, deux transitions qui n'ont pas le même E_u vont tracer des milieux plus ou moins différents. Dans l'article [Molet et al. \[2019\]](#) (Annexe A.2), seule la distribution des molécules détectées dans le coeur #6 a été représentée. Pour compléter ces résultats, je vais commencer par présenter la distribution des autres molécules identifiées dans le coeur #3.

Molécules détectées seulement dans le coeur massif protostellaire #3

La figure 4.11 montre la distribution des 8 molécules qui ont été identifiées dans le coeur #3 mais pas dans le #6 (c.f. table 4.3). Il s'agit de molécules complexes ou d'isotopologues plus rares (ici CH₃¹⁸OH et H₂C³⁴S), dont les densités en phase gazeuse deviennent suffisamment importantes dans l'environnement des coeurs chauds pour être détectables. Le profil des raies observées dans la région représentée s'étendant d'environ 92 à 102 km s⁻¹, j'ai choisi cet intervalle de vitesse d'intégration pour représenter la distribution globale. La distribution de ces molécules (échelle de gris) est bien concentrée sur le coeur continuum (contours noirs), dont le pic d'intensité est repéré par les deux lignes grises. Ceci est également vrai pour les 8 mêmes molécules dans le coeur #9 et à moindre mesure pour le H₂C³⁴S dans le coeur #12. Mais l'échelle de couleur choisie ici, adaptée aux fortes intensités du coeur #3, ne permet pas de visualiser ces émissions plus faibles. Par contre, pour le coeur #18, tout comme pour le coeur #6, aucune de ces 8 molécules n'est observée sur les cartes intégrées.

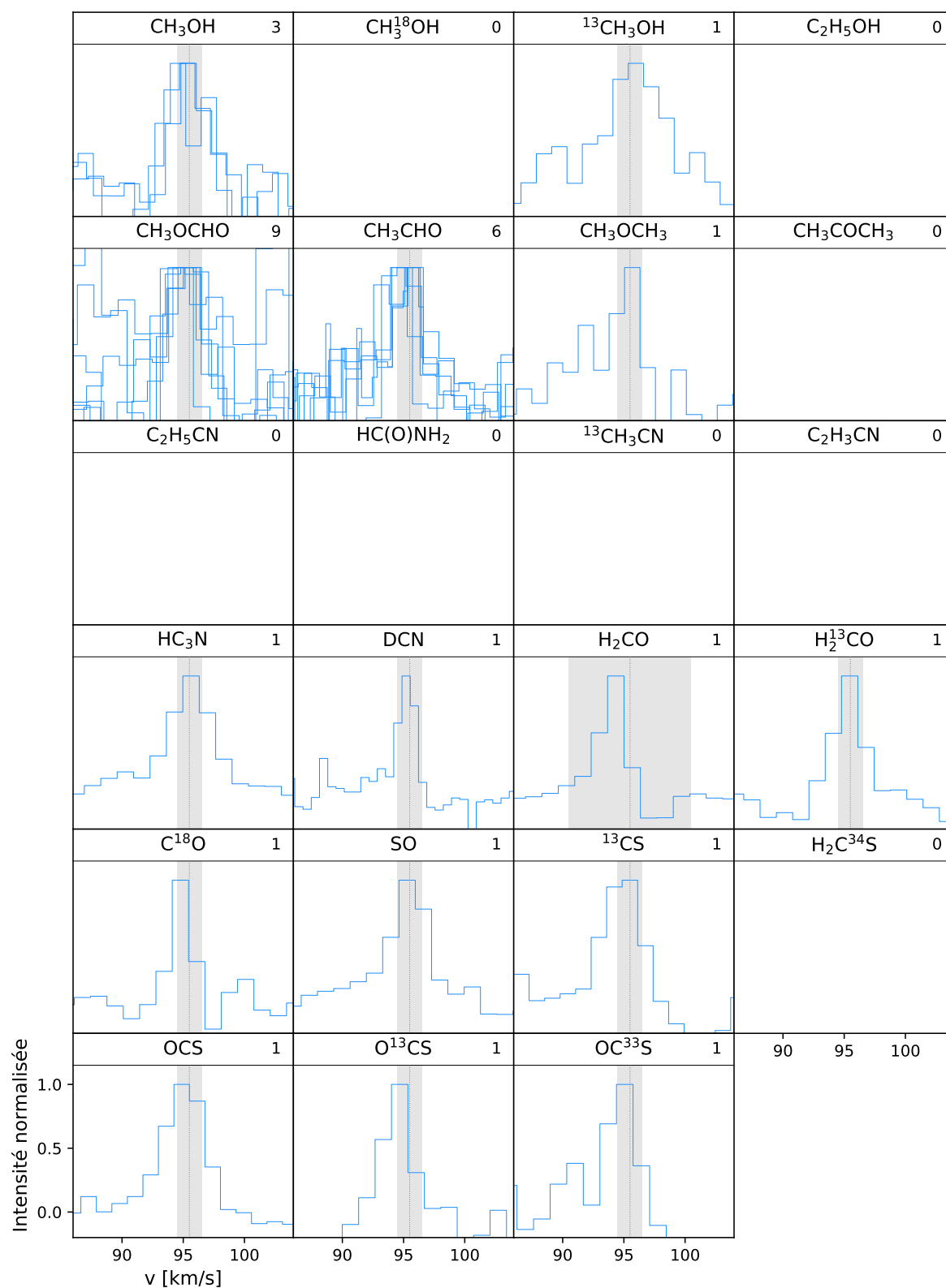
Molécules détectées dans le coeur massif #6

L'émission provenant de 15 des 17 molécules détectées dans le coeur #6 (c.f. table 4.3), est représentée dans les figures 2 et 3 de l'annexe A.2. Les deux espèces dont l'émission n'est pas représentée sont : O¹³CS, car sa distribution est identique à celles de OCS et OC³³S (respectivement l'isotopologue le plus intense et le moins intense détectés), et CH₃OCH₃, car uniquement une raie faible (1,5 K km s⁻¹) est détectée et elle se trouve dans la bande cont-cy3 qui a une moins bonne résolution spatiale (3200 au, contre 2400 au). On y retrouve l'émission sur l'ensemble de l'extrémité du filament, représentée en échelle de gris et intégrée sur la largeur totale des raies dans cette région, et l'émission autour du coeur #6, représentée en échelle de couleur et intégrée sur un intervalle réduit (95 – 97 km.s⁻¹) proche de la vitesse du coeur. Les largeurs de raies observées à l'extrémité du filament peuvent être relativement importantes, jusqu'à ±40 km.s⁻¹ pour le SiO, ce qui dilue totalement les raies étroites observées dans le coeur #6 si l'on



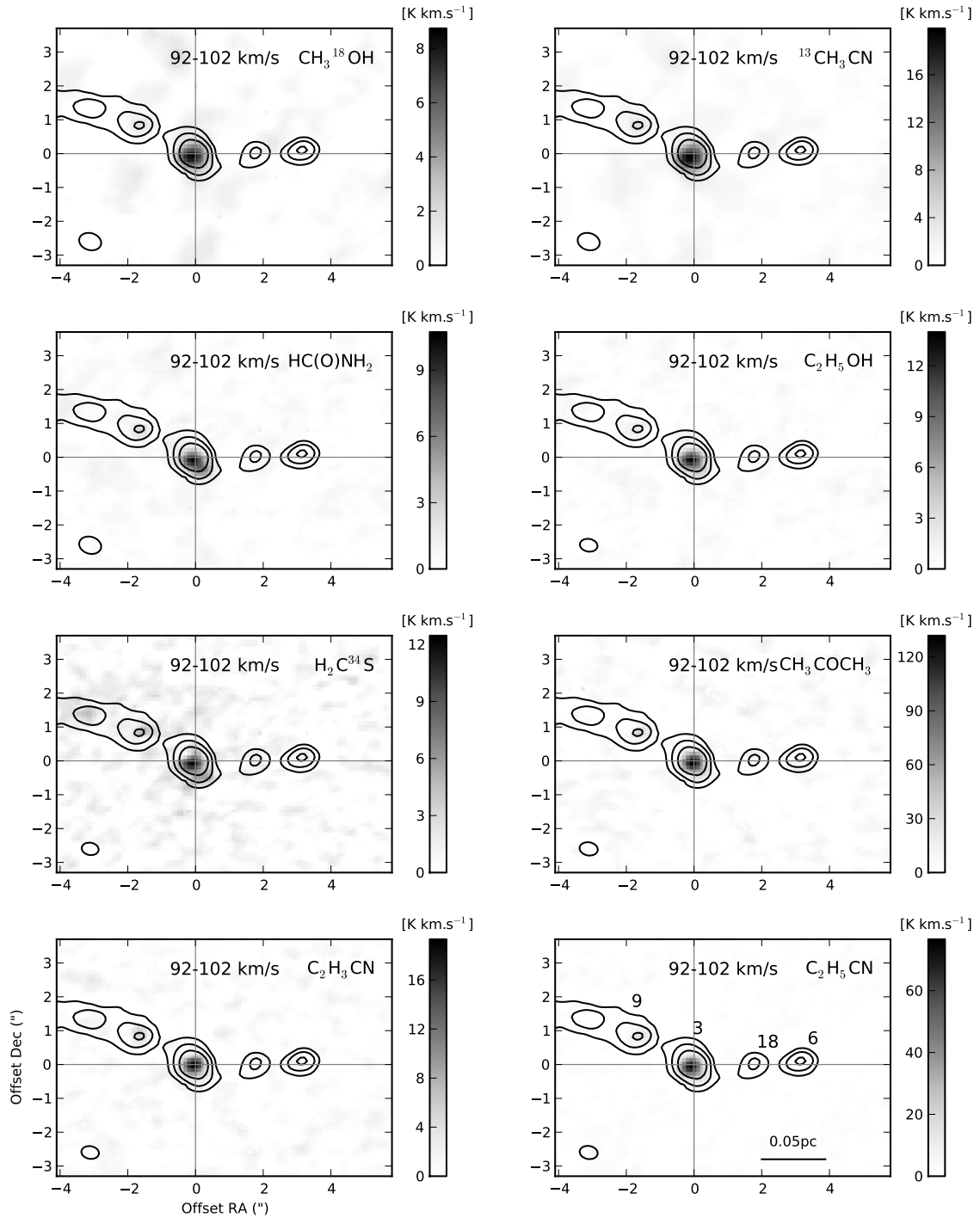
Notes : Superposition des raies détectées et normalisées à 1 par le maximum dans la zone grise ($97 \pm 5 \text{ km.s}^{-1}$ pour H_2CO , $97 \pm 1 \text{ km.s}^{-1}$ pour les autres). Le nombre de raies sélectionnées pour chaque molécule est noté en haut à droite des figures. Les raies de CO et SiO ne sont pas représentées ici car elles sont beaucoup plus larges.

FIGURE 4.9 – Superposition des raies - Coeur #3.



Notes : Superposition des raies détectées et normalisées à 1 par le maximum dans la zone grise ($95,5 \pm 5,0 \text{ km.s}^{-1}$ pour H_2CO , $95,5 \pm 1,0 \text{ km.s}^{-1}$ pour les autres). Le nombre de raies sélectionnées pour chaque molécule est noté en haut à droite des figures. Les raies de CO et SiO ne sont pas représentées ici car elles sont beaucoup plus larges.

FIGURE 4.10 – Superposition des raies - Coeur #6.



Notes : Pour chaque molécule, la carte en échelle de gris est le résultat d'intégration entre 92 et 102 km.s^{-1} . Les contours représentent l'émission continuum à 5-10-20 σ , avec $5\sigma \approx 9 \text{ mJy beam}^{-1}$. La position est relative par rapport au centre du coeur #3.

FIGURE 4.11 – Cartes intégrées en vitesse des molécules détectées dans le coeur #3 mais pas dans le #6.

intègre sur les mêmes intervalles de vitesse. L'utilisation de deux échelles était donc un choix nécessaire pour une meilleure lisibilité car les gammes d'intégration sont différentes (dynamique importante dans la région) et l'intensité d'émission moléculaire très contrastée entre le coeur #3 et le coeur #6. La haute résolution spatiale des observations permet de se rendre compte qu'une partie des molécules détectées à proximité du coeur #6 ne pointe pas réellement sur son centre. L'intégration sur les plus larges vitesses montre que ces molécules ne sont pas seulement associées aux coeurs denses, mais également aux flots (SiO, CO, H₂CO et HC₃N) ou au filament (SO, H₂¹³CO, DCN). Seules 10 des 17 espèces détectées dans le candidat préstellaire sont bien centrées sur le coeur, à savoir : CH₃OH, ¹³CH₃OH, CH₃CHO, CH₃OCH₃, CH₃OCHO, C¹⁸O, ¹³CS, OCS, O¹³CS et OC³³S.

Taille des distributions spatiales des molécules

Dans la figure 3 de l'annexe A.2, la distribution des molécules dans le coeur #6 (zones rouges) semble être confinée dans la source continuum, proche de la taille du lobe. On peut alors se demander si les sources moléculaires sont résolues. Pour tenter de répondre à cela, j'ai souhaité vérifier la taille de chaque distribution grâce à l'utilisation de la fonction `imfit` de **CASA** qui permet d'effectuer un ajustement gaussien des sources. Dans la figure 5 de l'annexe A.2, les ellipses obtenues sont normalisées, ce qui permet de comparer les tailles d'émission indépendamment de l'intensité des coeurs. J'ai représenté les contours à 20, 50 et 80% des ellipses (en noir) et le contour à 50% du continuum normalisé par rapport au maximum du coeur (en bleu), pour une comparaison visuelle plus aisée. On remarque que la taille observée θ_o des distributions des molécules est très proche de celle du continuum. La fonction de **CASA** donne également la taille de source déconvoluée θ_s , c'est-à-dire corrigée de la taille de beam θ_b . Dans le cas d'un beam gaussien et d'une source compacte, cela équivaut à [Wilson et al., 2013, p.205] :

$$\theta_s = \sqrt{\theta_o^2 - \theta_b^2} \quad (4.5)$$

Les tailles déconvoluées sont mentionnées dans la table 3 de l'article. Pour les isotopologues O¹³CS, OC³³S et ¹³CH₃OH, seules des limites supérieures ont pu être obtenues car la distribution est mal représentée due aux faibles intensités. Pour le méthanol, les contours ne sont pas centrés sur le point d'émission moléculaire le plus intense car une faible émission à l'est relie le coeur #6 au #18 et influence l'ajustement.

J'ai effectué la même analyse pour le coeur #3 (figure 4), dont l'émission moléculaire plus intense a permis d'obtenir de meilleurs ajustements. Comme pour le coeur #6, les distributions sont comparables aux tailles du coeur continuum et du lobe, à l'exception de deux molécules : ¹³CS, dont l'émission semble légèrement plus étendue, et le C¹⁸O, qui ne paraît pas être associé au coeur. Ces résultats se confirment en regardant l'évolution de la distribution avec la vitesse (figure 4.12). Pour le monosulfure de carbone-13, l'émission observée pique vers le centre du coeur continuum à une vitesse proche de la vitesse de la source (97 km.s⁻¹). Sa distribution s'étend avec la variation de vitesse tout en suivant les flots, plus particulièrement le flot sud du coeur #3, ce qui est en accord avec le décalage spatial observé sur la carte intégrée par rapport au continuum. Concernant l'isotopologue du monoxyde de carbone, à basse vitesse il est principalement associé au flot sud-ouest du coeur #9 tandis que sa distribution s'étale sur l'ensemble de la région à des vitesses proches de la vitesse **LSR** systémique (≈ 100 km.s⁻¹). Ce deuxième point suggère que l'émission est liée au nuage moléculaire et non au coeur dense lui-même. De plus, la procédure de nettoyage n'a pas été correcte pour cette raie relativement intense entre 94 et 97 km.s⁻¹, comme en témoignent les larges régions négatives (zones bleues) dans les cartes. Même si la raie du C¹⁸O pointe sur le centre de la source dans les cartes du coeur #6, il est raisonnable de ne pas la considérer pour une étude de la densité moléculaire des sources.

Au final, les tailles des distributions observées sont de l'ordre de celle des lobes d'observation, d'environ 0,5'' × 0,4'', soit une taille de 2400 au. Les résultats de l'algorithme multi-échelles et multi-fréquences `getsources`, utilisé par Motte et al. [2018b], annonçaient une largeur à mi-hauteur d'environ 1200 au pour les coeurs #3 et #6, inférieure à la résolution spatiale des cartes. Ceci pourrait signifier que l'émission, continuum tout comme moléculaire, n'est pas résolue. C'est

pour cela que dans l'article, après une étude moléculaire à la résolution maximale des observations (2400 au), j'ai considéré des tailles inférieures (1000 et 500 au) de sources diluées dans le lobe.

4.2.3 Détermination de la température et de la densité de colonne

Dans des conditions d'Equilibre Thermodynamique Local (ETL) et de raies optiquement minces, nous avons vu qu'il existe une relation entre la température et la densité de colonne (équation 2.7). Afin d'utiliser les simplifications pour évaluer ces deux grandeurs physiques, il est donc nécessaire de vérifier que les deux conditions sont respectées. Dans le cas de l'opacité, elle s'observe par un étalement de la raie et la formation d'un plateau dus à la saturation au centre du coeur dense. Le critère d'opacité peut donc facilement être vérifié dans la forme de la raie si l'épaisseur optique est importante. Dans ce cas, il faut corriger la formule 2.7 en divisant le terme de droite par le facteur de correction de profondeur optique C_τ (formule 2.12) [voir e.g. Vastel et al., 2015]. Lorsque $\tau \rightarrow 0$, C_τ tend vers l'unité. On considère généralement que pour $\tau < 0,1$, la raie est optiquement mince.

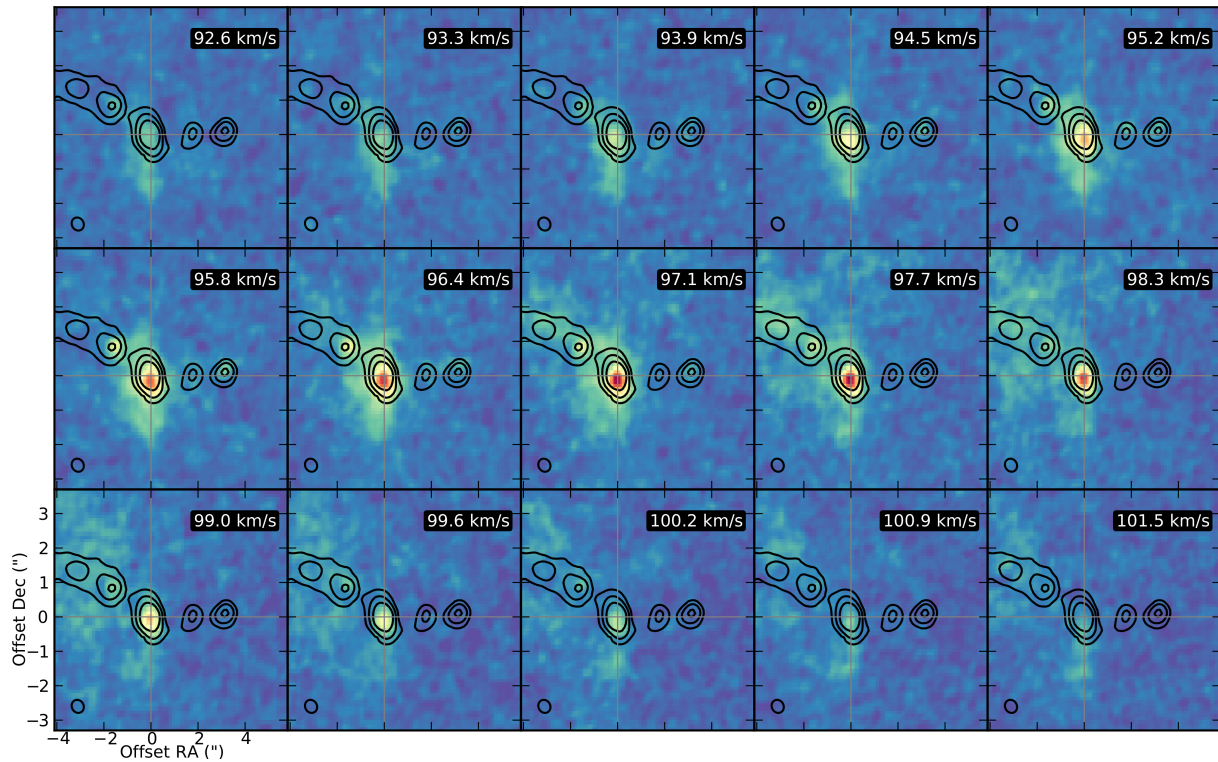
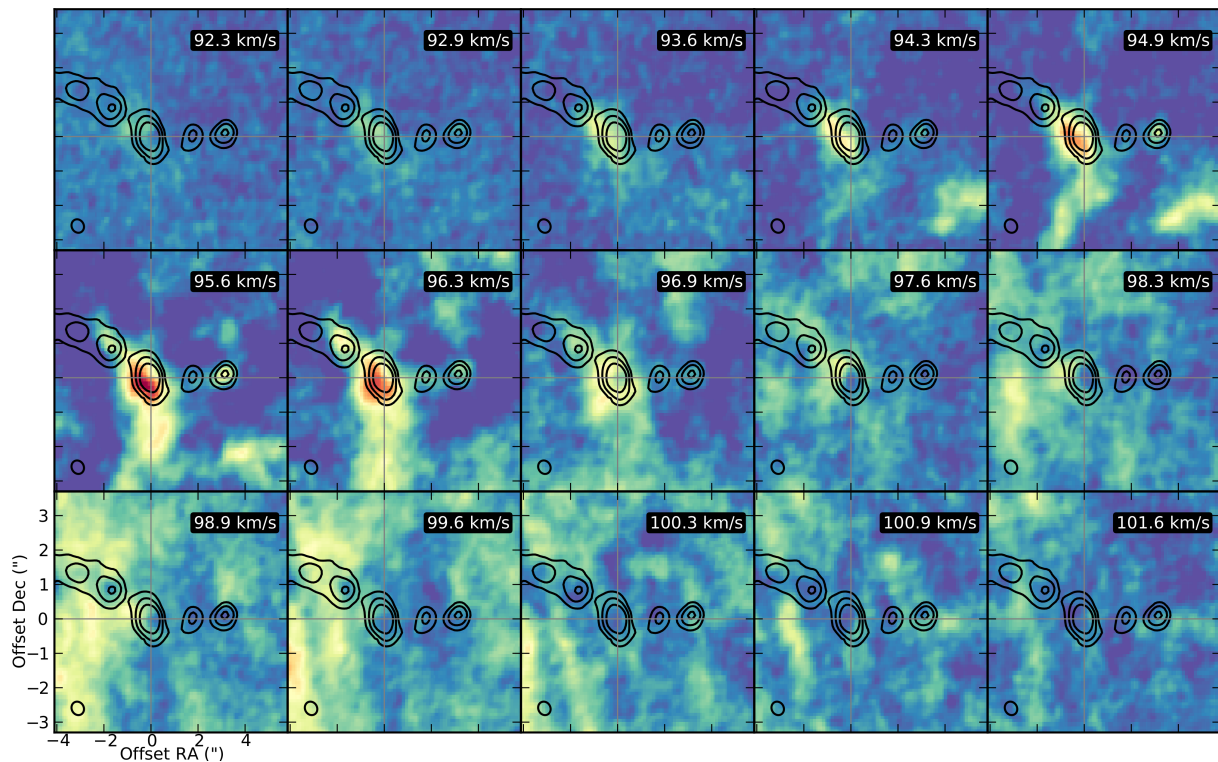
Concernant la condition de l'ETL, elle est vérifiée lorsqu'une unique température d'excitation, égale à la température cinétique, est associée aux différentes transitions d'une molécule. Ceci est vrai lorsque le nombre de collisionneurs, c'est-à-dire la densité locale, est suffisamment important pour atteindre un état d'équilibre. Plusieurs méthodes s'affranchissent de ces hypothèses et proposent des solutions non-ETL. En particulier, c'est le cas de la méthode du *Large Velocity Gradient* (LVG) [Sobolev, 1960], qui m'a permis de vérifier la validité de nos approximations.

Application de la méthode LVG

Pour appliquer une méthode non-ETL de détermination de température et de densité, j'ai utilisé le code de transfert radiatif RADEX² [van der Tak et al., 2007]. Ce code est basé sur un formalisme analogue à la méthode LVG. Comme cela a été introduit au §1.2.3, un photon émis au coeur d'un nuage moléculaire peut être masqué par absorption au cours de son voyage si son énergie est équivalente à l'énergie de transition d'une molécule rencontrée (compte tenu du décalage Doppler éventuel). L'approximation de Sobolev stipule que s'il y a une grande différence de vitesse entre deux points A et B, suffisamment proches pour qu'il n'y ait pas de variation macroscopique des autres grandeurs physiques, le photon émis en A aura subi un décalage Doppler en B suffisant pour ne pas être absorbé. Cette approximation simplifie grandement les problèmes de transfert radiatif, mais nécessite quand même de connaître les paramètres collisionnels des molécules.

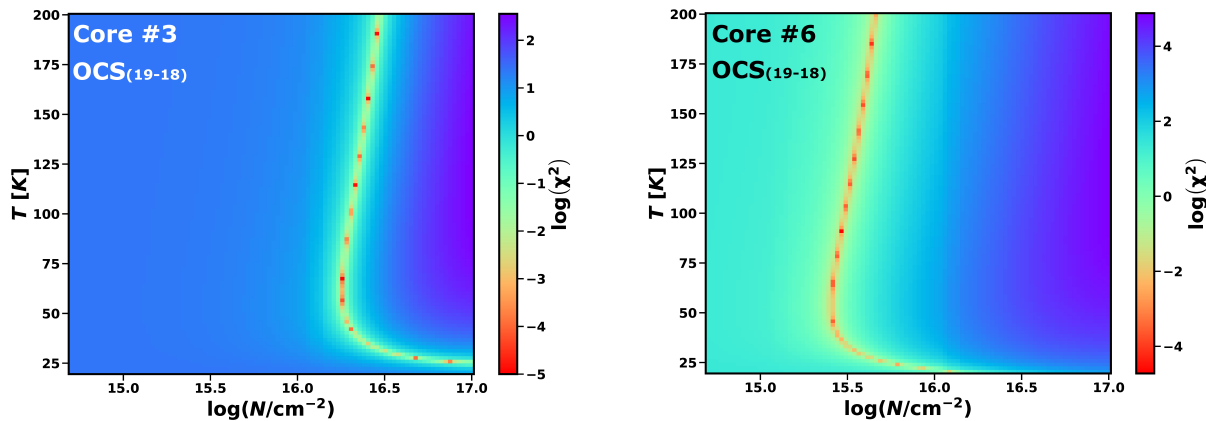
RADEX utilise les taux de collision de la base de données LAMDA. Les données expérimentales, obtenues avec le collisionneur principal dans les nuages moléculaires (i.e. le dihydrogène), existent seulement pour quelques molécules et sont souvent extrapolées à de plus larges gammes de températures et transitions. Ce manque d'informations restreint l'utilisation de la méthode aux molécules les plus simples. En particulier, pour les molécules que j'ai observées, je n'ai pu extraire les taux de collision que de OCS, CH₃OH, SiO, H₂CO, HC₃N, CO, H₂CO, SO, CS, CH₃CN et H₂CS. Pour ces espèces, ainsi que leurs isotopologues en considérant des taux de collision équivalents, j'ai appliqué RADEX pour différentes températures cinétiques T et densités de colonnes N . Les grilles de modèles que j'ai utilisées sont de taille 100x100 avec $T = [20, 200]$ K, $N = [10^{14,5}, 10^{17}]$ cm⁻², une densité locale $n_{H_2} = 7 \times 10^9$ cm⁻³ proche de celle des deux coeurs étudiés et des largeurs de raies extraites des observations. J'ai comparé les valeurs générées par les modèles aux aires de raies observées pour chacune des transitions à l'aide d'un test du χ^2 , en fixant une erreur de 20% sur le flux intégré compte tenu des erreurs de calibration. Dans la figure 4.13, j'ai représenté par exemple les résultats du code obtenus pour la raie de OCS. Les valeurs minimales (en rouge) indiquent les solutions les plus probables. On distingue plusieurs points rouges équidistants, qui ne correspondent pas à des solutions particulières mais dépendent seulement du maillage de la grille. Cependant, la relation entre T et N tracée est bien réelle et apparaît pour chacune des molécules testées. Elle permet, à une température donnée, d'obtenir une unique valeur de la densité de colonne. La relation pour le coeur #6 suit la même allure que

2. <https://personal.sron.nl/~vdtak/radex/index.shtml>

(a) Raie de ^{13}CS .(b) Raie de C^{18}O .

Notes : Les cartes sont centrées sur le coeur #3. Les contours noirs représentent l'émission continuum, et les couleurs l'intensité des raies de ^{13}CS et C^{18}O aux vitesses affichées. Les zones d'émissions les plus intenses apparaissent en jaune puis en rouge.

FIGURE 4.12 – Evolution de l'émission moléculaire avec la vitesse pour ^{13}CS et C^{18}O .



Notes : Les valeurs en entrée du modèle RADEX pour les coeurs #3 et #6 sont respectivement : 130 ± 25 et $11,6 \pm 2,3$ K km.s⁻¹ pour l'aire de raie, 5,7 et 3,7 km.s⁻¹ pour la largeur de raie, $7,6 \times 10^9$ et $6,6 \times 10^9$ cm⁻³ pour la densité locale n_{H_2} .

FIGURE 4.13 – Résultat des grilles RADEX pour la raie de OCS.

celle du coeur #3, mais avec des densités environ 10 fois inférieures à températures équivalentes. On remarque que le profil est bien contraint à haute température (variation d'un facteur 2 entre 50 et 200 K), tandis qu'il varie beaucoup plus en dessous de 50 K. Les raies moins intenses pour le coeur #6 se traduisent donc bien comme des densités moins importantes à haute température, ou potentiellement comme des densités comparables à basse température.

Diagrammes de rotation

La condition de l'équilibre thermodynamique local est atteinte pour une transition moléculaire lorsque sa densité critique n_{crit} est inférieure à la densité du milieu n_{H_2} . Rappelons qu'elle s'obtient à partir du taux de collision avec la relation 2.10. Pour les transitions disponibles dans la base LAMDA, j'ai trouvé $n_{crit} \lesssim 2 \times 10^7$ cm⁻³ (c.f. Tables A.1 et A.2 de l'annexe A.2). Ces valeurs sont bien inférieures à la densité $n_{H_2} = 7 \times 10^9$ cm⁻³ trouvée pour les coeurs #3 et #6, ce qui signifie que l'ETL est atteint pour ces transitions. C'est d'ailleurs pour cela que les modèles LVG convergent vers une relation entre la température cinétique et la densité des espèces. Dans le cas de l'ETL, le milieu est thermalisé : la température d'excitation est unique pour les différentes transitions d'une molécule et égale à la température cinétique. Si l'on reprend la relation (2.7) en considérant une relation entre la densité de colonne totale et la valeur d'un niveau supérieur u , on obtient :

$$\ln \frac{N_u}{g_u} = \ln \frac{N_{tot}}{Q(T_{ex})} - \frac{E_u}{T_{ex}} \quad (4.6)$$

où E_u est exprimée en Kelvins. Dans cette équation, les deux inconnues sont la densité de colonne totale N_{tot} et la température d'excitation T_{ex} . Pour chaque transition observée, les valeurs de E_u et g_u , ainsi que la fonction de partition $Q(T)$, sont récupérées dans les bases spectroscopiques. De même, la densité de colonne de niveau supérieur u peut s'écrire dans le cas optiquement mince comme :

$$N_u = \frac{8\pi k\nu^2 W}{hc^3 A_{ul}} \quad (4.7)$$

avec A_{ul} le coefficient d'Einstein de la transition $u \rightarrow l$, contenu dans les bases spectroscopiques, et W le flux intégré de la raie correspondante. Ainsi, dans les conditions ETL, (4.6) met en évidence une relation claire entre N_{tot} et T_{ex} pour une molécule donnée, grâce à la simple mesure du flux intégré dans les raies qui lui sont associées. Cette relation peut être représentée sous forme de diagrammes, appelés « diagrammes de rotation ».

Le flux intégré des raies, W , habituellement exprimé en K.km.s⁻¹, correspond à l'aire des raies sur le spectre. Pour l'estimer, j'ai utilisé un ajustement gaussien à partir de l'outil Line Analysis de CASSIS. Cet outil permet, à partir des bases de données spectroscopiques, de faire une sélection de raies avec les valeurs E_u et A_{ul} , puis de calculer automatiquement l'axe des

Bande	216200	217150	218230	219560	219945	230530	231280	cont-cy2	cont-cy3
D[m]	744	757	753	756	747	736	743	754	565

TABLE 4.4 – Diamètres d’antennes uniques équivalentes pour les observations ALMA.

vitesse par rapport aux fréquences au repos. Pour le set de données à 1,3 mm de W43-MM1, considérer des $E_u < 500$ K ($E_u < 1000$ K pour le méthanol) et des $A_{ul} > 10^{-7}$ s $^{-1}$ est suffisant. Pour des valeurs au-delà de ces limites, la raie ne correspond généralement pas à la transition en question ou est fortement contaminée. Avant tout ajustement, l’outil demande à l’utilisateur de renseigner une taille d’antenne. Cette information est nécessaire pour corriger la température observée (T_{mb}) du facteur de dilution pour remonter à la température de source (voir la relation 2.18). Avec un interféromètre, la résolution spatiale dépend de la ligne de base maximale et varie donc pour les différentes configurations d’antennes. C’est pourquoi, pour chaque bande des données ALMA, j’ai estimé la taille de l’antenne unique qui donnerait la même résolution spatiale. La taille D (en mètres) s’obtient simplement à partir de la largeur du lobe à mi-puissance (HPBW, θ_1 et θ_2 correspondent au demi-grand axe et au demi-petit axe, voir table 2.6), en suivant la relation suivante adaptée de la formule 2.22 :

$$D[\text{m}] = 1,22 \times \frac{c}{\nu[\text{MHz}]10^6} \times \frac{180 \times 3600}{\pi \sqrt{\theta_1[']\theta_2[']}} \quad (4.8)$$

J’ai choisi comme fréquence la valeur centrale de chaque bande, et considéré que la résolution ne change pas sur les faibles largeurs de bandes obtenues. Les tailles d’antenne équivalente obtenues pour chaque bande sont répertoriées dans la table 4.4.

Le logiciel inclut également un outil permettant d’effectuer des diagrammes de rotation. L’ensemble des diagrammes obtenus pour les coeurs #3 et #6 sont en figures 4.14 et 4.15. Dans un diagramme, chaque point correspond à une raie centrée à l’une des fréquences attendues pour une molécule étudiée. Si les raies ne sont pas contaminées et que le milieu est à l’ETL, les points doivent être alignés. Dans le cas contraire, ou lorsque la raie est dominée par le bruit, les points obtenus sont des limites supérieures et aident à contraindre la pente de l’ajustement. Pour des niveaux d’énergie supérieurs équivalents, j’ai privilégié les points avec $\ln(N_u/g_u)$ le plus faible, car ils sont moins susceptibles d’être affectés par d’autres raies. La relation linéaire obtenue sur les diagrammes de rotation renseigne directement sur la densité de colonne totale, grâce à la valeur à l’origine, et la température d’excitation est l’inverse de la pente. Si plusieurs pentes sont observées, elles correspondent à différentes structures à l’intérieur de la région dont le spectre est extrait. Sur nos données haute résolution, nous n’observons pas un tel effet car les sources compactes sont traitées indépendamment, et la gamme de fréquences balayée et le nombre de raies réduits. Cependant cet effet s’observe plus facilement sur des relevés spectraux d’antenne unique, car les spectres incluent fréquemment plusieurs sources comme le lobe est plus large, balayent une large gamme de fréquences et comprennent de nombreuses raies (voir 5.2.1). En lançant l’outil `Rotational diagram` de CASSIS, l’utilisateur est invité à renseigner une taille de source pour corriger de la dilution de la source dans le lobe. En n’utilisant pas ce paramètre, la source est considérée comme étendue, ce qui n’est pas le cas de nos émissions. J’ai fixé la taille de source à 0,5", ce qui équivaut à peu près à la résolution des observations. Avec cette valeur, les points provenant des différentes bandes sont mieux alignés qu’en considérant une source étendue. L’outil permet également de faire une correction de l’opacité, mais ceci a peu d’influence sur le résultat d’ajustement pour les données que j’ai utilisées. Enfin, l’utilisateur peut renseigner l’erreur sur la calibration, ce qui va définir les barres d’erreur sur le diagramme. J’ai entré une erreur de 20% pour toutes les molécules. Cependant ce paramètre a peu d’influence sur le résultat de l’ajustement : bien que les barres d’erreur soient importantes, les erreurs obtenues sur la température et la densité de colonne sont faibles. Dans l’article, j’ai préféré maximiser les erreurs sur les valeurs obtenues en utilisant les barres d’erreur présentes sur les diagrammes de rotation de CASSIS et en traçant des droites extrêmes.

Parmi l’ensemble des espèces identifiées dans le coeur #3, seules 10 ont suffisamment de raies observées pour appliquer la méthode du diagramme de rotation (figure 4.14). Dans le cas du coeur

#6, ce nombre est réduit à 3 espèces uniquement (figure 4.15). Seules les molécules complexes peuvent être étudiées de cette manière sur une bande spectrale aussi réduite, car le nombre de raies et la gamme des E_u sont importants. Le $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ pour le coeur #3 et le CH_3OH pour le coeur #6 sont mal représentés, seulement deux raies ont pu être sélectionnées. Mais alors que les résultats de leurs diagrammes de rotation doivent être considérés avec prudence, les valeurs obtenues sont cohérentes avec celles des autres espèces. L'erreur sur les résultats obtenus à partir des diagrammes du coeur #6 est très importante, à cause de la faible gamme de E_u représentée (~ 30 K à chaque fois) et la taille des raies. Mais la cohérence des 3 diagrammes laisse à penser que la température cinétique est comprise entre 15 et 90 K. Ce résultat est en contraste avec les températures obtenues dans le coeur #3 qui s'approchent clairement des 200 K, température typique des coeurs chauds.

Estimation ETL à un point : relation température/densité

Alors que l'étude de la distribution des molécules nous a révélé que 9 d'entre elles sont centrées sur les coeurs, seulement 3 ont pu être utilisées pour appliquer la méthode du diagramme de rotation au coeur #6. L'idée ici est d'appliquer la relation de la population des niveaux à l'équilibre thermodynamique (équation 4.6) avec une seule raie, sans passer par un diagramme de rotation. En substituant N_u dans l'équation par sa valeur en (4.7), on obtient la variation de la densité avec la température :

$$N_{\text{tot}} = \frac{8\pi k\nu^2 W}{hc^3 g_u A_{ul}} Q(T_{\text{ex}}) e^{E_u/T_{\text{ex}}} \quad (4.9)$$

En utilisant une seule raie il n'est pas possible de déterminer une solution unique à cette équation, mais c'est une infinité de couples entre N_{tot} et T_{ex} qui la satisfont. La courbe obtenue à partir des modèles LVG (figure 4.13) représente en fait l'ensemble de ces couples. J'ai pu vérifier la concordance des résultats obtenus par la méthode non-ETL avec ceux de la relation (4.9) en utilisant le module LTE+RADEX de création de spectres synthétiques de CASSIS. Pour ce faire, j'ai sélectionné de façon arbitraire des couples densité de colonne / température selon les courbes de tendance obtenues en sortie des grilles de modèles RADEX pour l'ensemble des molécules disponibles, puis j'ai comparé les spectres observationnels aux spectres synthétiques obtenus avec CASSIS en mode « Full LTE » en utilisant ces valeurs. Comme les grilles RADEX présentées plus haut ne prennent pas en compte le facteur de dilution, j'ai choisi pour les modèles ETL une taille de source suffisamment grande par rapport à la taille du lobe (e.g. 30"). Les raies synthétiques coïncident avec les raies observées, c'est-à-dire qu'en sortie des modèles ETL on retrouve bien le flux (i.e. l'aire de raie) renseigné en entrée du programme à méthode LVG. La courbe de tendance obtenue sur les grilles de modèles correspond bien aux solutions à l'ETL.

J'ai donc appliqué l'équation 4.9 aux molécules observées par une seule raie pour obtenir la densité de colonne totale à partir de la température d'excitation. Cela m'a permis d'estimer des densités de colonne pour les 15/25 molécules pour lesquelles je n'ai pas pu obtenir de diagramme de rotation dans le coeur #3, en considérant une température d'excitation moyenne de 190 K (Tables 3 de l'annexe A.2). Les résultats obtenus pour les différents isotopologues, notamment ceux de OCS et CH_3OH , sont en accord avec les rapports isotopiques estimés pour W43-MM1 de par sa position dans la Galaxie (§2.1.4). Ce constat rassure sur le critère optiquement mince de ces espèces pour la suite de l'analyse.

Pour déterminer la nature du coeur #6, j'ai comparé les densités obtenues pour les 6 espèces sélectionnées – en ne distinguant pas les isotopologues, il s'agit de CS, OCS, CH_3OH , CH_3CHO , CH_3OCHO et CH_3OCH_3 – aux densités observées dans les diverses sources répertoriées dans la table 4 de l'article. Le choix de cette liste a été contraint par les raies observées et la taille des sources (je n'ai sélectionné que des sources de taille $< 10\,000$ au pour une comparaison à des échelles semblables), et j'ai dû inclure des coeurs denses de faible masse pour ajouter des coeurs préstellaires connus comme référence. Les comparaisons s'effectuent en terme d'abondance par rapport à la densité locale du milieu $A(x) = N_X/N_{\text{H}_2}$. Dans un premier temps, j'ai considéré que la taille de nos 2 sources correspondait à la résolution des observations (2400 au) et tracé dans la figure 4.16 l'abondance des coeurs #3 (carré rempli en rouge, à 190 K) et #6 (trait

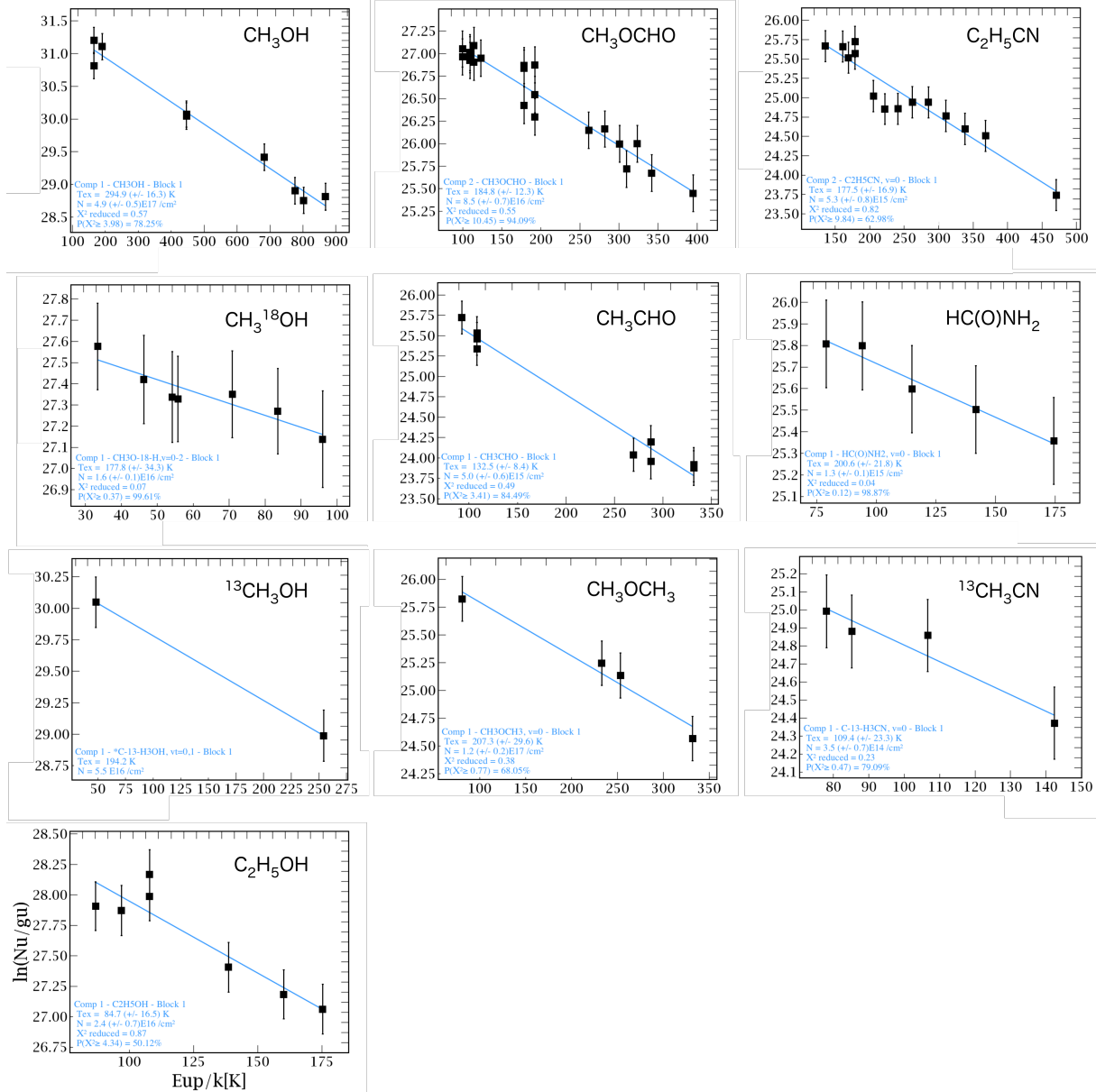


FIGURE 4.14 – Diagrammes de rotation - Coeur #3.

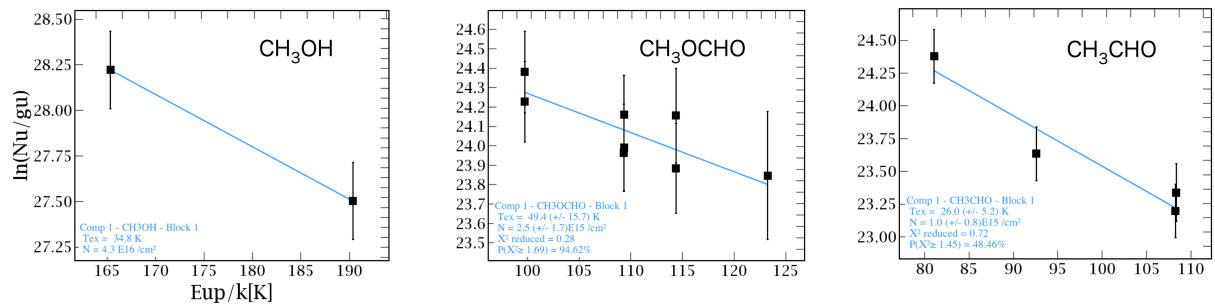


FIGURE 4.15 – Diagrammes de rotation - Coeur #6.

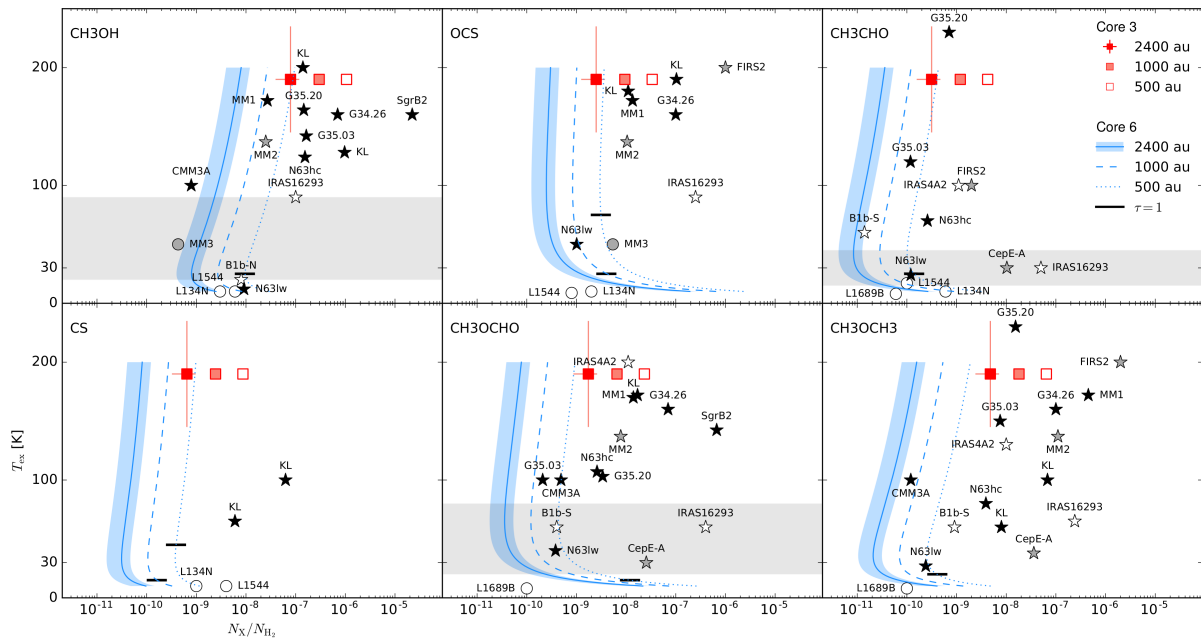


Fig. 6. Abundances with respect to H_2 for selected molecules. Results for core #3 (red squares) and core #6 (blue lines) considering different source sizes (see legend) are from LTE modelling. The temperature $T_{\text{ex}} = 190$ K is fixed for core #3, it varies from 10 to 200 K for core #6. The blue area represents an error of 50% on the estimation of the abundance, which includes the error on the value of N_{H_2} . The grey area is the temperature range estimated for core #6 from the rotational diagrams. For a given size, a molecule becomes optically thick below the black line. The sources listed in Table 4 are represented by a dot for prestellar cores or a star for protostellar cores. The colour code is white for low-mass, grey for intermediate-mass, and black for high-mass cores. The names refer to Col. 2 of Table 4.

FIGURE 4.16 – Comparaison des abondances et des températures obtenues dans les coeurs #3 et 6 avec celles d'autres sources de la littérature [extrait de Molet et al., 2019].

plein bleu). Les abondances observées dans les autres régions de formation stellaire sont repérées par les étoiles (coeurs protostellaires) et les ronds (coeurs préstellaires). Plus d'explications sont fournies dans l'article en annexe A.2. Ce qu'il est intéressant de voir, et que je vais détailler ici, c'est que les abondances obtenues (carrés rouges et traits bleus) varient fortement en fonction de la taille de source choisie. Or les sources préstellaires et protostellaires étudiées dans le milieu interstellaire peuvent descendre jusqu'à des tailles d'environ 100 au, notamment lorsqu'il s'agit d'étude de *hot corinos*. C'est pour cette raison, et parce que l'on pense que nos sources ne sont pas résolues, que j'ai exploré des valeurs en dessous de 2400 au en considérant des tailles de 500 au et 1000 au. Pour les analyses moléculaires ceci se corrige généralement avec un simple rapport de dilution correspondant à la taille réelle de la source sur celle du lobe. Pour une meilleure correction de l'abondance, j'ai appliqué un profil de densité non uniforme à la source.

Evolution des abondances avec un profil de type Plummer

Les coeurs denses sont des objets en équilibre ou en effondrement sans limite spatiale stricte, qui correspondent à l'interface entre un coeur très compact (une proto-étoile si elle est formée) et le nuage diffus. La densité des couches externes d'un coeur est donc moins importante que celle des couches les plus internes. Elle varie avec la distance par rapport au centre de la source, ce qui va avoir un impact sur les abondances. Pour illustrer mes propos, j'utilise une source de largeur à mi-hauteur $2R$ et de densité maximale n_0 en son centre, représentée par un cercle blanc dans la partie gauche de la figure 4.17. Autour de ce cercle sont représentés différents profils de densités, qui correspondent à la variation de la densité locale n avec le rayon de la source considérée. Comme la source est supposée à symétrie sphérique, le problème peut être traité en 1D. Le profil de densité adopté à partir de l'étude des nuages moléculaires à différentes échelles est de type Plummer [Plummer, 1911]. Il peut s'écrire sous la forme suivante [voir e.g. Myers, 2017] :

$$n_p(r) = n_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_0} \right)^2 \right]^{-\frac{p}{2}}. \quad (4.10)$$

où p est un paramètre qui permet de contrôler l'étalement du profil et r_0 est une échelle de largeur fixe. Pour les coeurs préstellaires, le profil de densité est en $1/r$ ($p = 1$) sur les premiers quelques milliers d'unités astronomiques, alors qu'il est plus raide ($p = 4 - 5$) au-delà de 10 000 au [voir [Whitworth and Ward-Thompson, 2001](#), et références à l'intérieur]. Ici j'étudie le profil pour $p = 1, 2$ et 4 afin de voir l'impact sur l'abondance. Je compare aussi ces résultats à ceux d'un profil gaussien

$$n_g(r) = n_0 e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{r}{r_0}\right)^2}, \quad (4.11)$$

où r_0 correspond à l'écart type, et à ceux d'un profil uniforme tel que

$$n_u(r) = \begin{cases} 1, & \text{si } r < R. \\ 0, & \text{sinon.} \end{cases} \quad (4.12)$$

Pour déterminer r_0 , j'ai utilisé la définition de la largeur à mi-hauteur $n(R) = n_0/2$. Dans la figure 4.17, j'ai considéré la largeur à mi-hauteur équivalente à la résolution maximale de nos observations, c'est-à-dire 2400 au ($R = 1200$ au). Dans le cas des profils de type Plummer, on obtient :

$$\frac{R}{r_0} = \sqrt{2^{2/p} - 1}. \quad (4.13)$$

Quelle que soit la fonction utilisée, la densité décroît par rapport à la distance au centre et on peut déterminer un facteur k tel que

$$n(r) = k(r)n(R), \quad (4.14)$$

avec $1 \leq k(r) \leq 2$ pour $r < R$. La valeur de r_0 et la formule de $k(r)$ obtenues pour les différents profils se trouvent dans la table 4.5. Le profil de type Plummer à $p=1$ (violet) est le plus piqué, ce qui signifie qu'à une distance égale du centre de la source et inférieure au rayon à mi-hauteur, les densités n_{H_2} sont moins importantes qu'avec un profil gaussien par exemple. Pour la gamme de tailles désirées, la différence est faible entre les profils de type Plummer et le profil gaussien. Il reste à déterminer si le choix du profil a un impact important sur l'abondance.

L'abondance d'une taille de source plus petite par rapport à la résolution d'observation se traduit en terme de densité de colonne pour une molécule X comme :

$$\frac{A_X(r)}{A_X(R)} = \frac{N_X(r)}{N_X(R)} \frac{N_{H_2}(R)}{N_{H_2}(r)} \quad (4.15)$$

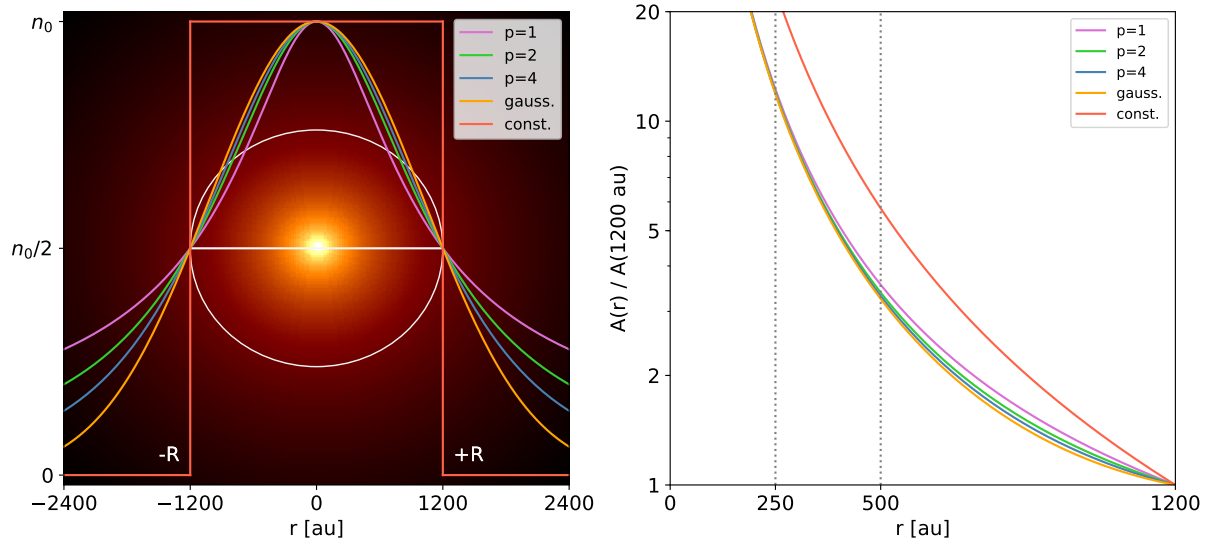
Pour convertir le profil de densité en profil de densité de colonne, on considère que la source est sphérique, ce qui donne :

$$N_{H_2}(r) = \frac{4}{3} r n_{H_2}(r) \quad (4.16)$$

J'é mets l'hypothèse que, pour chaque espèce, la densité surfacique est constante pour $r < R$. La densité de colonne moléculaire d'une source de taille r , observée dans un lobe de taille R , dépend alors du facteur de dilution. J'approxime donc le rapport $N_X(r)/N_X(R)$ par R/r , qui est le facteur de dilution communément utilisé. En le reportant dans (4.15), et en utilisant (4.14) et (4.16), on obtient :

$$\frac{A_X(r)}{A_X(R)} = \frac{1}{k(r)} \left(\frac{R}{r}\right)^2 \quad (4.17)$$

Cette relation est représentée dans le graphique à droite de la figure 4.17. La différence est très faible entre les distributions de type Plummer et la gaussienne, alors que les abondances obtenues avec un profil de densité constant peuvent atteindre un facteur 2 fois plus important. Les valeurs aux tailles de sources choisies dans l'article ($2r = 500$ au et $2r = 1000$ au) sont répertoriées dans la table 4.5. Notons que, si l'on considère que les densités moléculaires suivent le profil de densité du milieu, les rapports d'abondance doivent être divisés par k et on obtient les valeurs $A(250)/A(1200) \approx 6$ et $A(500)/A(1200) \approx 2$.



Notes : (à gauche) Les profils de densité de type Plummer ($p=1,2,4$), gaussien (gauss.) et constant (const.) sont tracés en fonction de la distance par rapport au centre de la source, avec n_0 la densité maximale. La source (cercle blanc) est considérée avec une largeur à mi-hauteur équivalant $2R$ (trait blanc). L'image en fond est une représentation 2D de la source avec un profil gaussien. (à droite) Rapport d'abondance entre une source de rayon $R=1200$ au et une source de rayon $r < R$ diluée dans un lobe de 1200 au, en considérant les 5 profils de densité présentés à gauche.

FIGURE 4.17 – Comparaison entre plusieurs profils de densité et les rapports d'abondances correspondants.

	$p = 1$	$p = 2$	$p = 4$	gaussien	uniforme ($r < R$)
R/r_0	$\sqrt{3}$	1	$[\sqrt{2} - 1]^{1/2}$	$\sqrt{2 \ln(2)}$	–
$k(r)$	$\frac{2}{[1+3(\frac{r}{R})^2]^{1/2}}$	$\frac{2}{[1+(\frac{r}{R})^2]}$	$\frac{2}{[1+(\sqrt{2}-1)(\frac{r}{R})^2]^2}$	$\frac{2}{e^{\ln(2)(\frac{r}{R})^2}}$	1
$A(250)/A(1200)$	12,25	12,02	11,94	11,87	23,04
$A(500)/A(1200)$	3,55	3,38	3,31	3,25	5,76

TABLE 4.5 – Paramètres des profils de densité et rapports d'abondances.

4.2.4 Conclusion sur l'identité du coeur #6

Bien que le contenu moléculaire du coeur #6 soit très limité, les éléments obtenus ne suffisent pas à le considérer comme préstellaire, et tendent à suggérer au moins un début d'évolution, comme le montrent les points ci-dessous.

Absence d'espèces deutérées

L'absence du N_2D^+ a brièvement été mentionnée dans l'article, mais plusieurs transitions associées à diverses espèces deutérées sont présentes sur les gammes de fréquences de nos observations à 1,3 mm. En particulier, je parle ici des transitions $DCO^+(3-2)$ à 216,11258 GHz, $N_2D^+(3-2)$ à 231,32167 GHz et $D_2CO(4-3)$ à 231,41028 GHz. Elles sont associées toutes les 3 à un faible E_u , inférieur à 30 K, ce qui les rend détectables dans les régions les plus froides. Dans la figure 4.18, je compare les raies d'émission des coeurs #3 (rouge) et 6 (bleu) à un spectre de CygX-N53 (orange) obtenu avec le 30m [voir la thèse de [Fechtenbaum, 2015](#)] qui, rappelons-le, contient lui aussi un candidat préstellaire massif. Pour mieux les comparer, j'ai normalisé les spectres des deux bandes par rapport à la raie de OCS, car nous avons vu que cette molécule est centrée sur les coeurs denses dans W43-MM1. Il est clair qu'aucune des 3 espèces deutérées n'est détectée pour les deux coeurs de W43-MM1. Pour les raies de N_2D^+ et D_2CO , aucune émission moléculaire n'est observée aux fréquences attendues. Concernant le DCO^+ , sa fréquence se trouve entre un doublet de formiate de méthyle. La transition est légèrement excentrée vers la raie $CH_3OCHO-A$ (216,11557 GHz), mais comme les flux des deux raies du doublet sont équivalents, l'émission de la molécule complexe ne semble pas cacher une faible émission de DCO^+ .

Des observations à haute résolution spatiale de CygX ont été effectuées avec l'interféromètre du plateau de Bure par [Bontemps et al. \[2010\]](#). Les sources CygX-N53-MM1 (coeur protostellaire) et CygX-N53-MM2 (candidat préstellaire) ont des tailles d'environ 1200 au (figure 1.9a). Dans sa thèse, [Fechtenbaum \[2015\]](#) mentionne que le N_2D^+ est détecté de façon intense avec l'antenne unique, tandis qu'il ne l'est pas avec l'interféromètre. Elle explique cela par une deutération plus importante dans les parties externes de l'enveloppe, c'est-à-dire une émission plus diffuse et donc filtrée, que dans les parties internes chaudes ($T \gtrsim 30$ K) où les processus de deutération en phase gazeuse via H_2D^+ deviennent inefficaces [[Treviño-Morales et al., 2014](#)]. Au contraire, le D_2CO est également détecté à haute résolution dans les deux coeurs denses de CygX-N53, même dans le protostellaire. Aucune carte de DCO^+ n'étant présentée pour CygX-N53-MM2, je ne peux pas comparer la distribution à haute résolution de cette molécule par rapport aux coeurs. Si l'on se base sur l'interprétation du N_2D^+ , le coeur #6 serait au-delà de la limite à 20 K des coeurs préstellaires, tandis que la non détection de D_2CO ne caractérise en rien sa température.

Estimation de la température à partir des raies sélectionnées

Dans une première étape, les diagrammes de rotation ont suggéré une température cinétique pour le coeur #6 comprise en 15 et 90 K. Ce résultat peut concorder avec l'hypothèse d'un coeur froid de type préstellaire, tout comme la présence d'un coeur chaud à des températures similaires à celles des *hot corinos*. Comme montré dans la figure 4.16, les abondances observées dans les différentes sources suivent une tendance : les coeurs protostellaires massifs ont des fortes abondances et des hautes températures (> 100 K), en comparaison aux coeurs préstellaires de faible masse qui ont des abondances moins importantes (e.g. d'un facteur 10–100 pour le CH_3OH) et des températures d'excitation inférieures à 50 K. Les abondances associées au coeur #3, dont la température est fixée à 190 K par les diagrammes de rotation, correspondent avec celles des autres coeurs protostellaires massifs pour les tailles de sources considérées (500–2400 au). Pour le coeur #6, les abondances à haute température d'un coeur de 2400 au sont strictement inférieures aux coeurs protostellaires sélectionnés, tandis que pour des températures inférieures à 90 K les résultats sont en accord avec des coeurs préstellaires (de faible masse et de masse intermédiaire). En diminuant la taille du coeur #6 jusqu'à 500 au, les résultats peuvent concorder avec les abondances des sources protostellaires massives. Je n'ai pas considéré de taille inférieure à 500 au, car les raies deviennent optiquement épaisses et leur profil n'est plus en accord avec les observations. Pour vérifier la validité des courbes affichées pour le spectre #6, j'ai sélectionné

plusieurs températures ($T = 20, 30$ et 80 K) et les densités de colonne correspondantes (voir la table 6, annexe A.2), puis synthétisé des spectres ETL avec CASSIS en considérant les différentes tailles de sources (équivalent à $0,1, 0,2$ et $0,5''$). L'ensemble de ces spectres sont équivalents, c'est-à-dire que toutes ces solutions sont possibles, et concordent avec les observations. (figure A.2 de l'annexe A.2).

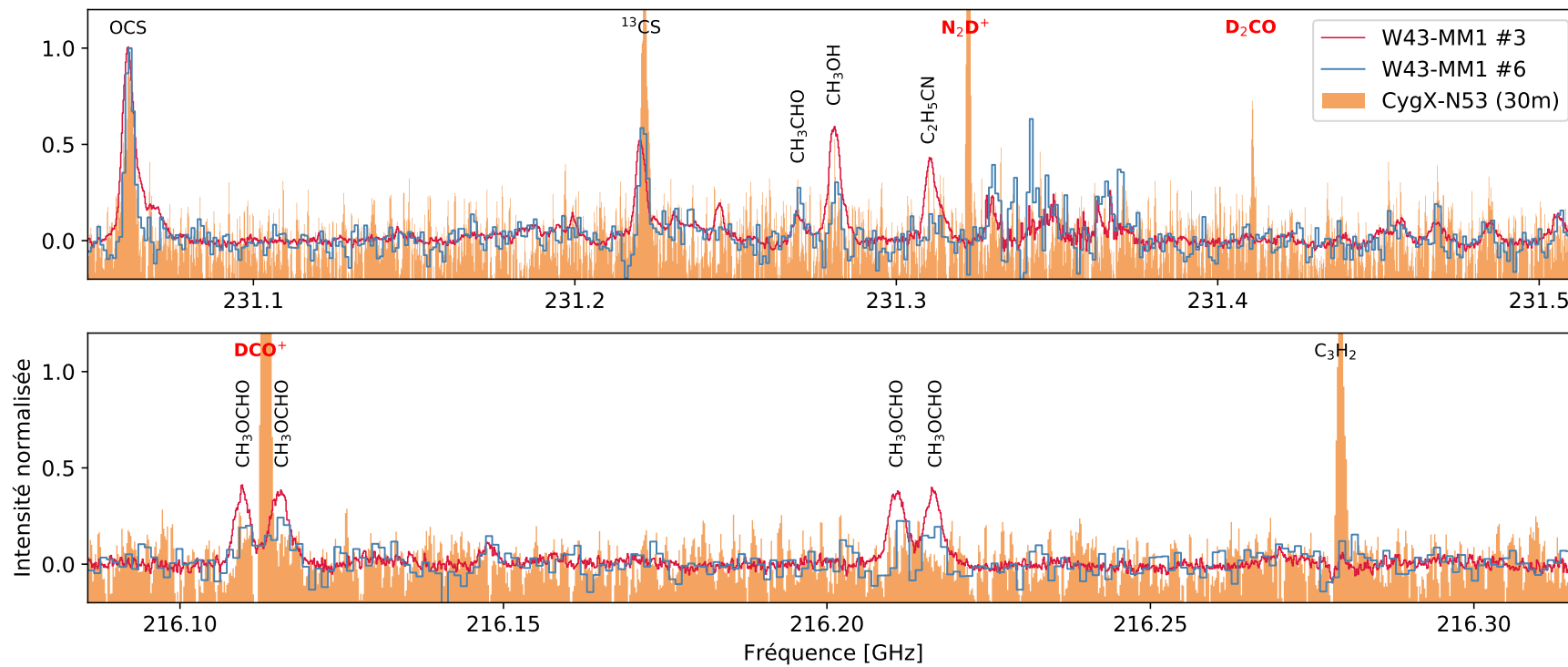
Scénarios envisagés

Au final, les estimations sur la température du coeur #6 obtenues à partir de l'analyse moléculaire, pour les différentes tailles considérées, suffisent pour affirmer qu'il s'agit d'un coeur dans un stade moins avancé que son voisin protostellaire. Cependant nos observations ne permettent pas de définir la nature exacte de ce coeur, et je suggère plusieurs scénarios qui sont en accord avec les résultats obtenus. Le coeur #6 de W43-MM1 :

- fait effectivement 2400 au, qui est la taille contrainte par la résolution maximale. Dans ce cas il est froid (≈ 20 K) et serait en train de commencer à se réchauffer.
- subit une véritable transition vers la phase protostellaire et a atteint des températures suffisantes ($20 - 80$ K) pour libérer une faible quantité de molécules complexes de la surface des grains. Dans ce cas sa taille avoisinerait plutôt les 1000 au et le coeur ne serait pas assez actif pour former des flots d'éjection intenses.
- contient un ou plusieurs *hot corinos* dans une taille de 500 au, et atteint une température d'environ 80 K.

Pour départager entre les différents scénarios, il est nécessaire d'effectuer des observations : 1) à plus haute résolution spatiale pour estimer la taille réelle du coeur, observer une éventuelle fragmentation en coeurs moins massifs ou des flots protostellaires naissants, et 2) avec plus de bande spectrale pour mieux contraindre la température en effectuant des diagrammes de rotation à partir d'un plus grand nombre de raies.

Concernant les raisons pour lesquelles le coeur #6 est si différent de son voisin protostellaire massif (le coeur #3), elles ne sont pas définies à ce jour. L'étude des poussières montre que les lignes de champ magnétique convergent vers les coeurs. La fraction de polarisation des grains est plus importantes autour du coeur #3, mais ce paramètre n'a pas de lien direct avec l'intensité du champ magnétique et n'indique donc pas si le champ magnétique est la cause de leur différence. Le coeur #6 évolue a priori dans un milieu plus calme car il est situé au bout du filament. L'étude du SiO à large échelle montre que des chocs liés à des collisions de flots ou de nuages sont probablement responsables de la formation d'étoiles dans ce filament, une étude à petite échelle reste à effectuer pour voir l'importance des chocs tout le long du filament. L'environnement semble jouer un rôle important dans la différence d'évolution entre les coeurs protostellaires déjà formés et le coeur #6, de plus d'autres phénomènes à des échelles plus faibles que la résolution des données (i.e. < 2400 au) peuvent éventuellement intervenir.



Notes : Les spectres sont normalisée par rapport à la raie de OCS. Les 3 espèces deutérées discutées dans cette section sont notées en rouge. Les raies observées dans CygX-N53 sont identifiées à l'horizontale, et celles observées dans W43-MM1 uniquement à la verticale.

FIGURE 4.18 – Molécules deutérées dans CygX-N53 comparées à W43-MM1.

4.3 Etude comparative de coeurs dans W43-MM1

Le nombre important de coeurs détectés dans W43-MM1 permet une comparaison de leurs propriétés en s'affranchissant du problème de la résolution spatiale puisqu'ils sont tous à la même distance. En particulier, il est intéressant de comparer leur contenu moléculaire et de voir s'il y a une éventuelle relation entre celui-ci et le stade d'évolution des coeurs. Grâce à cette étude, j'ai aussi pu mettre en avant la particularité d'une source de faible masse qui est semblable aux coeurs les plus massifs de la région. Cette partie terminera par une brève discussion sur l'identité des coeurs protostellaires identifiés.

4.3.1 Contenu moléculaire des coeurs chauds

Une première étape que j'ai commencé à faire est de caractériser le contenu moléculaire des coeurs massifs protostellaires. Pour cela j'ai sélectionné les coeurs les plus massifs (cf. §4.1.3) : les coeurs #1, 2, 3, 4, 5, 9 et 10, et j'ai ajouté le coeur #11 qui est moins massif ($2 M_{\odot}$) mais qui apparaît aussi riche en raies moléculaires. Après avoir corrigé les spectres de la vitesse de chaque coeur, j'ai superposé les huit spectres (voir la figure 4.20). L'intensité des raies n'étant pas la même pour chaque coeur, j'ai appliqué un facteur multiplicatif aux spectres, de telle sorte que les raies fortes et isolées du formiate de méthyle des bandes 216200 et 218230 aient la même intensité (voir tableau 4.6).

#	1	2	3	4	5	9	10	11
Vitesse [km/s]	100	98	97	102	98	96	100	94
Fact. d'intensité	×1,2	×3,4	×6,8	×1	×18	×35	×30	×20

TABLE 4.6 – Facteurs correctifs appliqués aux spectres des coeurs riches en raies.

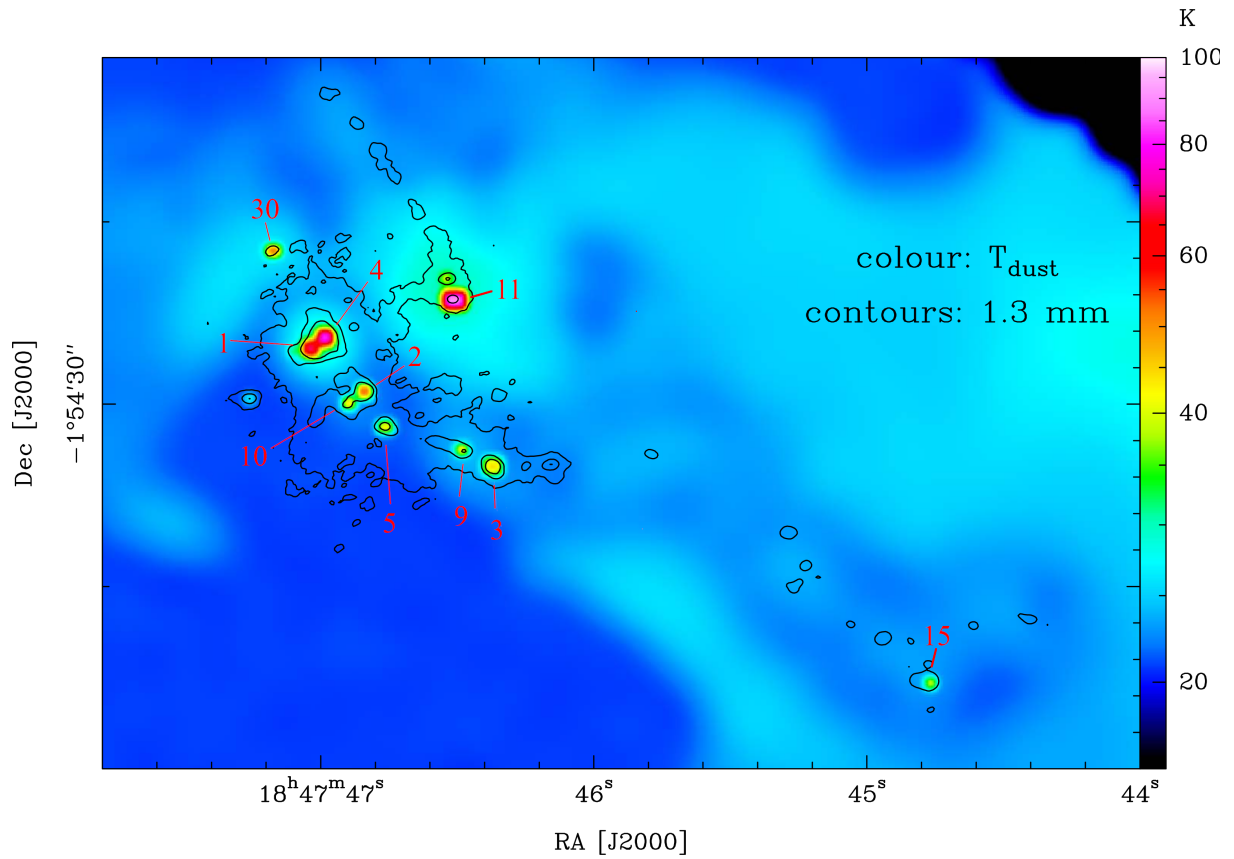
Globalement, on observe un bon accord entre les spectres sur l'ensemble des bandes observées. On retrouve les mêmes raies d'une source à l'autre, ce qui suggère qu'elles ont toutes un contenu moléculaire identique. Seules les intensités sont différentes, dues à des densités et/ou des températures différentes. A noter que les spectres du coeur #1 (rouge) montrent quelques raies supplémentaires.

- **Molécules non centrées sur les coeurs** (voir §4.2.2) : SiO (217,105 GHz), DCN (217,239 GHz), H₂CO (218,222 GHz), HC₃N (218,325 GHz), C¹⁸O (219,560 GHz), H₂¹³CO (219,909 GHz), SO (219,949 GHz) et CO (230,538 GHz). Les raies sont très différentes car ces molécules tracent essentiellement les flots et l'émission étendue qui peut être filtrée ou absorbée et leur épaisseur optique peut varier d'un coeur à l'autre.
- **Molécules centrées sur les coeurs** (voir §4.2.2). Presque toutes les raies venant des COMs se superposent. Comme la gamme des énergies E_u est étendue, on peut supposer que les températures sont du même ordre de grandeur entre les coeurs et que seule la densité varie. Quatre transitions du méthanol (à 231,281, 232,783, 232,946 et 232,796 GHz) sont clairement plus intenses dans le coeur #11 (noir). Ce coeur étant bien moins massif que les autres, les raies sont probablement moins optiquement épaisses. On remarque que les intensités sont aussi différentes pour les raies de OCS (231,061 GHz) et ¹³CS (231,221 GHz) à cause de l'épaisseur optique. Le rapport observé entre ¹³CS et CH₃OCHO est plus faible pour les plus coeurs très massifs (#1 à 4, $M > 35 M_{\odot}$) que pour les autres (#5 à 11, $M < 20 M_{\odot}$).

Une analyse quantitative est maintenant nécessaire pour déterminer les densités et températures des molécules dans les différents coeurs protostellaires et vérifier l'homogénéité qui semble apparaître de cette étude.

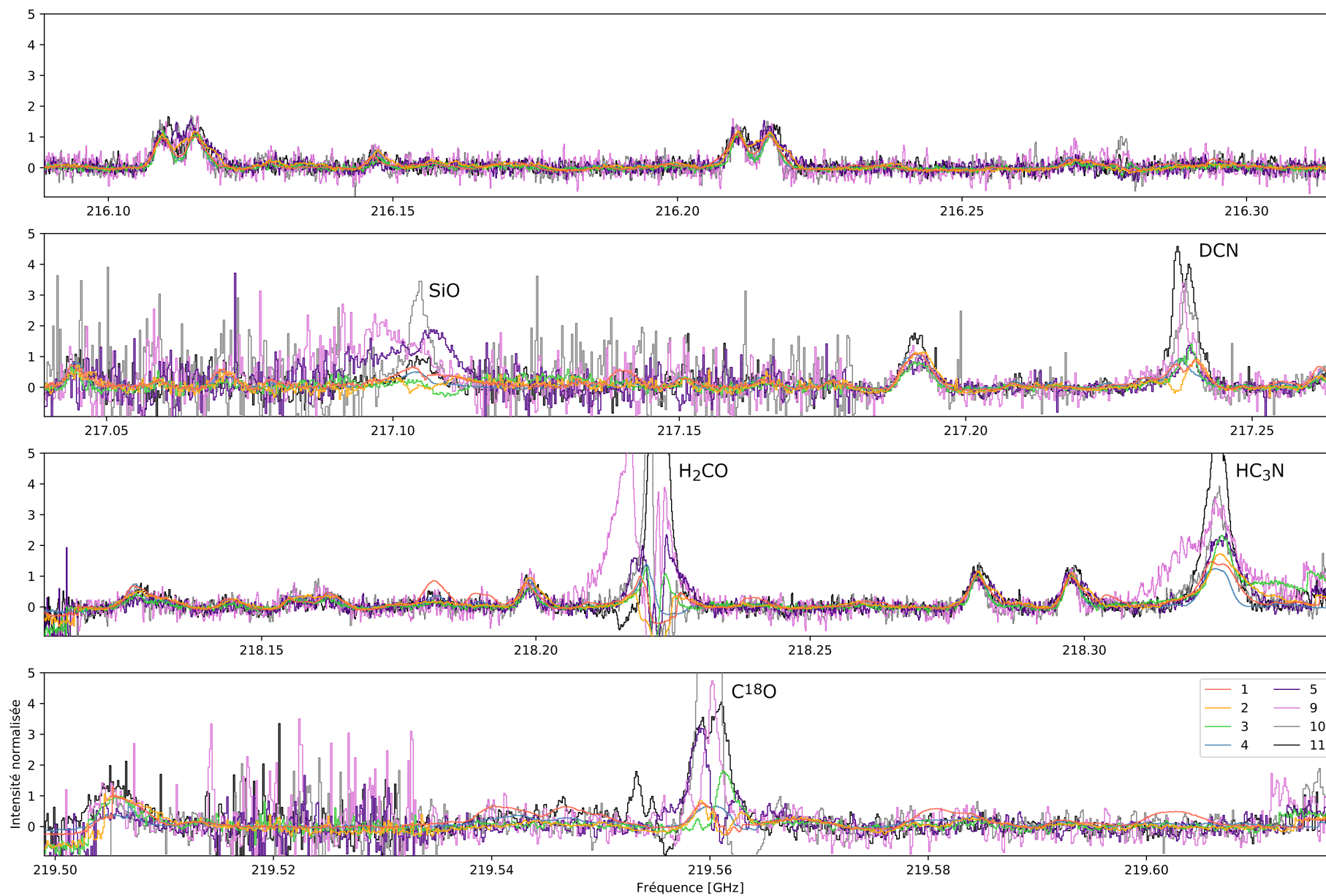
4.3.2 Discussion sur l'identité protostellaire des coeurs

En résumé, W43-MM1 comprend 18 coeurs denses avec des masses supérieures à $10 M_{\odot}$, dont 15 sont clairement protostellaires : 14 sont associés à des flots moléculaires et 7 présentent un hot core. Les coeurs massifs avec un hot core (#1, 2, 3, 4, 5, 9 et 10) sont répartis le long du filament principal. Ils font partie des 10 coeurs les plus lumineux de la région avec les coeurs #11, 15 et 30 (voir la carte des températures de poussière en figure 4.19). L'émission moléculaire du coeur #4 est beaucoup plus intense qu'attendue par rapport aux autres coeurs compte tenu de la brillance de ses poussières, un résultat qui s'explique peut-être par son interaction avec le coeur #1 dans un système en rotation. On n'a pas identifié de flot distinct provenant du coeur #5, mais il pourrait s'agir là d'un effet de confusion et de projection. J'ai aussi mis en évidence la présence d'un coeur chaud associé à un coeur protostellaire de faible masse (#11, $2M_{\odot}$), qui est singulièrement comparable aux hot cores des coeurs massifs du filament principal. Cela pourrait indiquer que le coeur #11 est plus développé, avec un coeur chaud large et moins enfoui, et donc qu'il s'est formé plus rapidement ou que le filament auquel il est rattaché est plus vieux que le filament principal. La partie du nuage où se trouve le coeur #11 est la plus chaude de la région ($\bar{T}_{\text{dust}} = 25 - 30$ K, figure 4.19), ce qui signifie que la quantité de molécules observées dans le coeur pourrait être due à un facteur extérieur (e.g. chocs, rayonnement). Enfin, il est à noter que la température de poussière de ce coeur est la plus élevée parmi tous les coeurs détectés ($\bar{T}_{\text{dust}} = 93$ K, table 4.1), il est donc possible que l'estimation de la masse de ce coeur soit biaisée par l'opacité des poussières et qu'il contienne en fait un hot core massif enfoui. Les coeurs massifs en bout de filament (#6, 8), ou en dehors des filaments (#7), ne montrent eux pas clairement la présence d'un hot core. C'est également le cas des coeurs massifs moins importants (e.g. #12, 13, 18), placés le long du filament principal entre les coeurs avec un hot core, qui malgré leurs larges flots moléculaires ne présentent pas de raies associées aux COMs. L'alternance observée entre les coeurs protostellaires avec et sans hot core tout le long du filament suggère une formation décalée dans le temps : les coeurs les plus massifs évoluent plus rapidement. Les coeurs en dehors ou en bout de filament semblent quant à eux moins évolués.



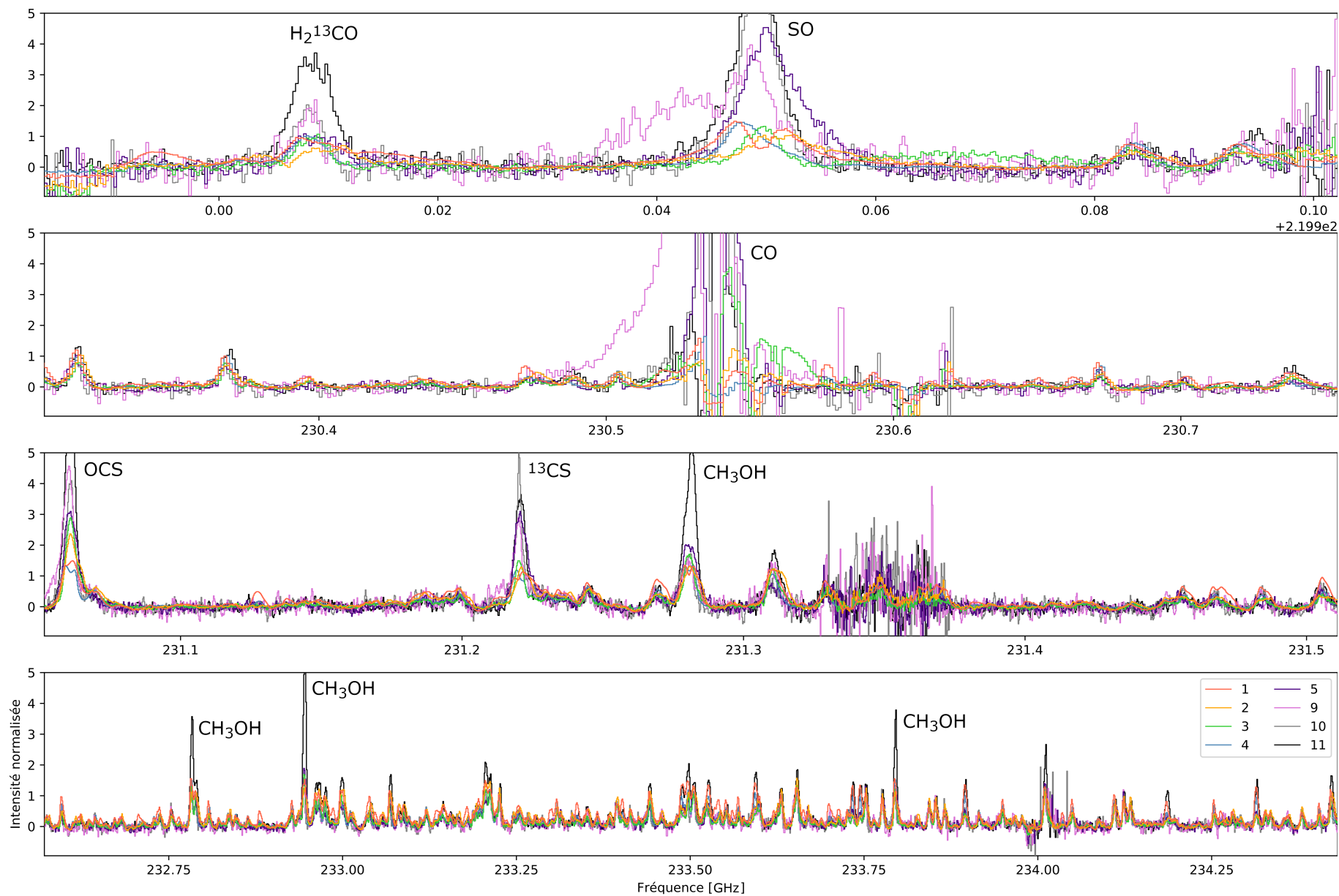
Notes : \bar{T}_{dust} a été obtenue avec PPMAP [Marsh et al., 2015] avec une résolution de $2,5''$ (14000 au), puis estimée avec une résolution de $0,44''$ (4200 au) à proximité des 10 sources les plus lumineuses indiquées. Les contours (4, 20 et 50 mJ/beam) représentent l'émission continuum à 1,3 mm. Figure extraite de Motte et al. [2018b].

FIGURE 4.19 – Températures de poussière moyennes des coeurs \bar{T}_{dust} .



Notes : Les spectres sont décalés en fréquence et normalisés de manière à superposer l'ensemble des raies de formiate de méthyle de la bande 216200. Le bruit intense visible sur les intervalles 217,04 – 217,09, 217,11 – 217,18 et 219,51 – 219,53 GHz vient de l'étape de nettoyage des cubes.

FIGURE 4.20 – Comparaison des spectres normalisés des coeurs sélectionnés.



Notes : Les spectres sont décalés en fréquence et normalisés de manière à superposer l'ensemble des raies de formiate de méthyle de la bande 216200. Le bruit intense visible sur l'intervalle 231,33 – 231,38 GHz vient de l'étape de nettoyage des cubes.

FIGURE 4.20 – Comparaison des spectres normalisés des coeurs sélectionnés (suite).

Chapitre 5

Etude du contenu moléculaire à large échelle

Dans ce chapitre, je m'intéresse à l'émission moléculaire globale de la région W43-MM1. Les résultats que je présente ici proviennent principalement de l'analyse des observations obtenues avec l'antenne unique de 30 mètres de diamètre de l'IRAM. La première section est consacrée à la comparaison des données 30m avec les données ALMA à 1,3 et 3 mm. Dans une seconde section, je présente le contenu moléculaire et la recherche de molécules complexes dans W43-MM1 effectuée grâce au large relevé spectral du 30m.

5.1 Comparaison à large échelle des données interférométriques et d'antenne unique

Alors que les observations avec antenne unique permettent de récupérer de larges bandes spectrales, elles apportent une faible résolution spatiale en comparaison des interféromètres. Avec le 30m, la meilleure résolution angulaire atteinte est de $10''$ pour des observations à 1,3 mm, ce qui correspond à une résolution de 0,25 pc pour W43-MM1 qui est situé à 5,5 kpc. Avec une telle résolution, les observations du 30m englobent la quasi-totalité de la région et ne permettent pas de distinguer les coeurs spatialement. Pour caractériser l'émission contenue dans le lobe du 30m, j'ai comparé ces observations à nos données ALMA, dont la résolution spatiale de $0,5''$ (2400 au) a permis de révéler la structure de la région (voir e.g. la figure 4.1). Je distingue trois types d'émission : 1) l'émission des coeurs denses, et principalement ceux étudiés dans le chapitre précédent pour leur riche contenu moléculaire, 2) l'émission associée au filament et aux flots bipolaires, qui n'est pas contenue dans les coeurs, et 3) l'émission étendue, qui est filtrée par l'interféromètre. Le travail présenté dans cette section a été effectué avec Lothaire Brouillard, au cours de son stage de Master 1 que j'ai encadré.

5.1.1 Préparation des données ALMA et 30m pour une étude comparative

Pour déterminer dans le spectre du 30m la contribution de chacun des 3 types d'émission cités ci-dessus, nous avons comparé le spectre du 30m aux données ALMA. Avant de pouvoir superposer les différents spectres obtenus avec l'interféromètre à celui du 30m, il faut modifier les cubes de données de façon à considérer des observations équivalentes à celles de l'antenne unique. Pour cela, nous avons pris en considération l'efficacité spatiale du 30m et converti les données en densité de flux pour faire une comparaison indépendante de la résolution spatiale.

Modélisation du faisceau du 30m

La largeur à mi-hauteur du lobe principal (HPBW) varie avec la fréquence (équation 2.22) et peut être, pour le 30m, estimée en arcsec par (voir wiki du 30m¹) :

$$\Omega_{\text{mb}} = \frac{2460}{\nu}, \quad (5.1)$$

où ν est la fréquence d'observation exprimée en GHz. Dans la figure 5.2a, les HPBW du 30m à 100 GHz (3 mm), 150 GHz (2 mm) et 230 GHz (1,3 mm) sont tracés en blanc sur la carte continuum ALMA à 1,3 mm. Les observations 30m sont centrées sur le coeur continuum principal, et le HPBW varie d'environ 7" (0,2 pc) entre 100 et 230 GHz. Alors que la majorité des coeurs est inclus dans le HPBW à 3 mm, cela n'est pas le cas à 1,3 mm, où il ne contient que les coeurs les plus proches du centre d'observation (principalement #1, 2 et 4). En effet, à 230 GHz, l'extrémité ouest du filament principal, qui inclut le coeur #3, est à l'extérieur de la largeur à mi-hauteur du lobe principal.

Néanmoins, la réponse du faisceau principal n'est pas uniforme (voir figure 2.7b) et n'est donc pas strictement limitée par les contours présentés en figure 5.2a, mais elle se rapproche plutôt d'un profil gaussien [Greve et al., 1998]. La figure 5.2b représente le modèle du faisceau 30m à 230 GHz, superposé à l'émission continuum. On peut voir que plus de 90% du signal provenant du complexe #1/4 est récupéré par l'antenne, contre $\sim 70\%$ pour le coeur #2, seulement $\sim 30\%$ pour le #11 et moins de 10% du signal du coeur #3. Sous CASA, pour chaque plan de fréquence observé avec ALMA, nous avons créé une carte dont l'intensité correspond à une gaussienne centrée sur le centre d'observation 30m et de largeur à mi-hauteur proportionnelle à la fréquence du plan (relation 5.1), ceci grâce aux fonctions `cl.addcomponent` et `ia.fromshape`. Enfin, nous avons normalisé puis multiplié chacune des cartes avec le plan ALMA correspondant en utilisant la fonction `immath`.

Une fois cela fait, les cubes ALMA en sortie sont ainsi corrigés de la réponse spatiale des structures de W43-MM1 observées avec le lobe du 30m. La figure 5.2c correspond à la carte continuum cont-cy2 d'ALMA, pondérée par le lobe du 30m pour différentes fréquences. La quasi-totalité du signal étant récupérée à basse fréquence (100 GHz), on retrouve bien toute l'émission du continuum et les sources les plus excentrées sont toujours détectées. A 230 GHz, on voit bien que l'émission est récupérée principalement dans les coeurs #1, 2 et 4 et leurs alentours, la source #3 est presque invisible à l'antenne unique. En comparant les spectres à 1,3 mm intégrés spatialement sur toute la région (figure 5.1), entre le cube ALMA original et celui adapté au lobe du 30m (les spectres sont ainsi sommés avec un poids différent en fonction de la distance au centre), nous avons remarqué que :

- la correction affecte les raies de SiO, H₂CO, H₂¹³CO, HC₃N, CO, C¹⁸O, SO et DCN. Les pics correspondants sont environ 2 fois moins intenses, ce qui suggère que 50% du signal de ces espèces provient de régions externes au centre de la carte (i.e. les filaments et les flots, si on considère que l'émission des coeurs excentrés est faible).
- Au contraire, les raies qui proviennent de molécules complexes sont très peu affectées dans le spectre intégré par cette correction, car les principaux contributeurs sont les coeurs #1, 2 et 4, proches du centre du faisceau.

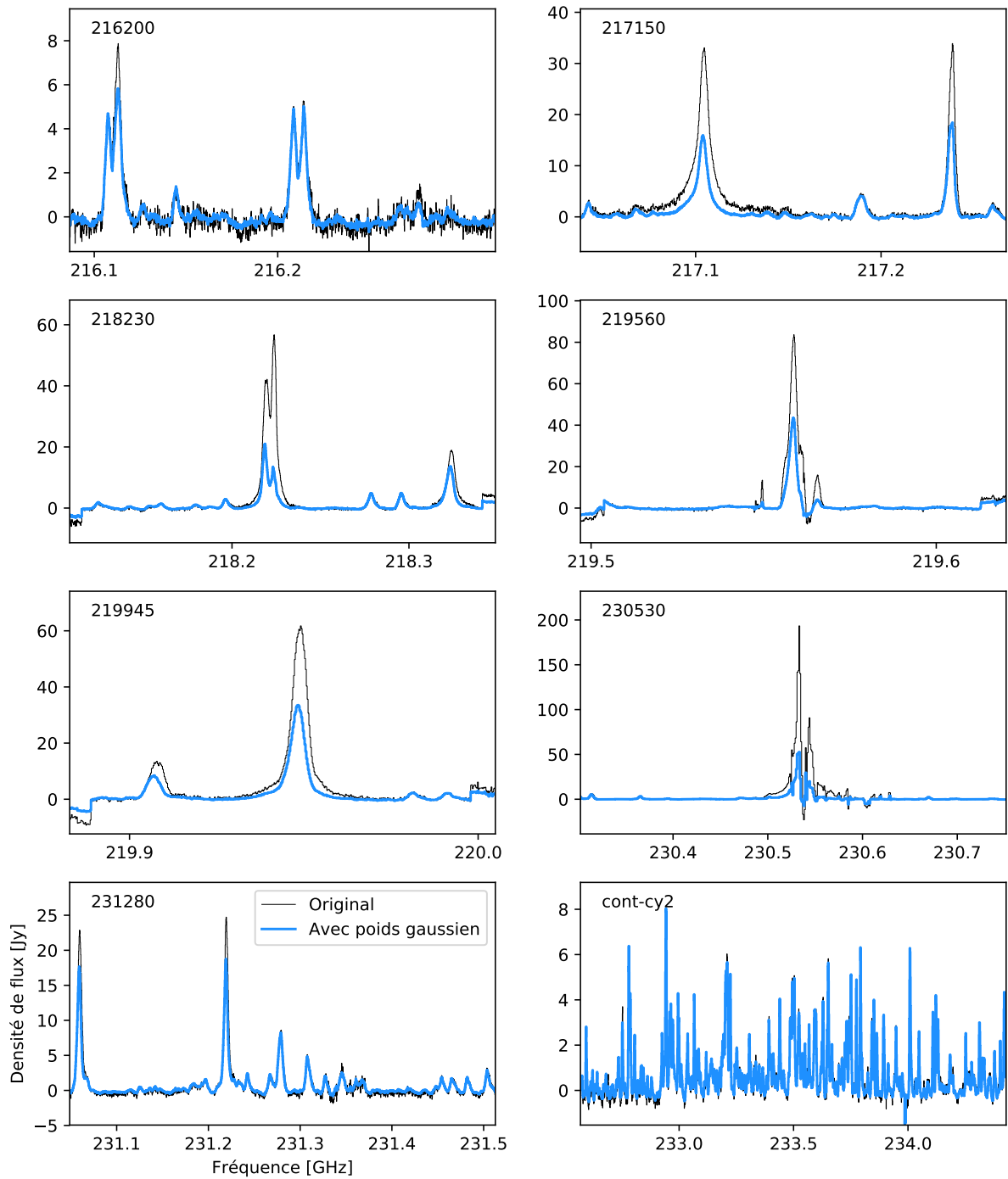
Conversion en densité de flux

Les spectres du 30m sont représentés en température de brillance, exprimée en K, tandis que les données ALMA sont en unité de brillance (Jy/beam). Afin de pouvoir comparer les deux, nous les avons convertis en densité de flux qui, elle, ne dépend pas de la résolution spatiale.

En incluant la densité de flux $S_{30\text{m}}$ du télescope de 30-mètres dans l'équation (2.17), on peut estimer cette grandeur à partir de la température d'antenne T_{A}^* :

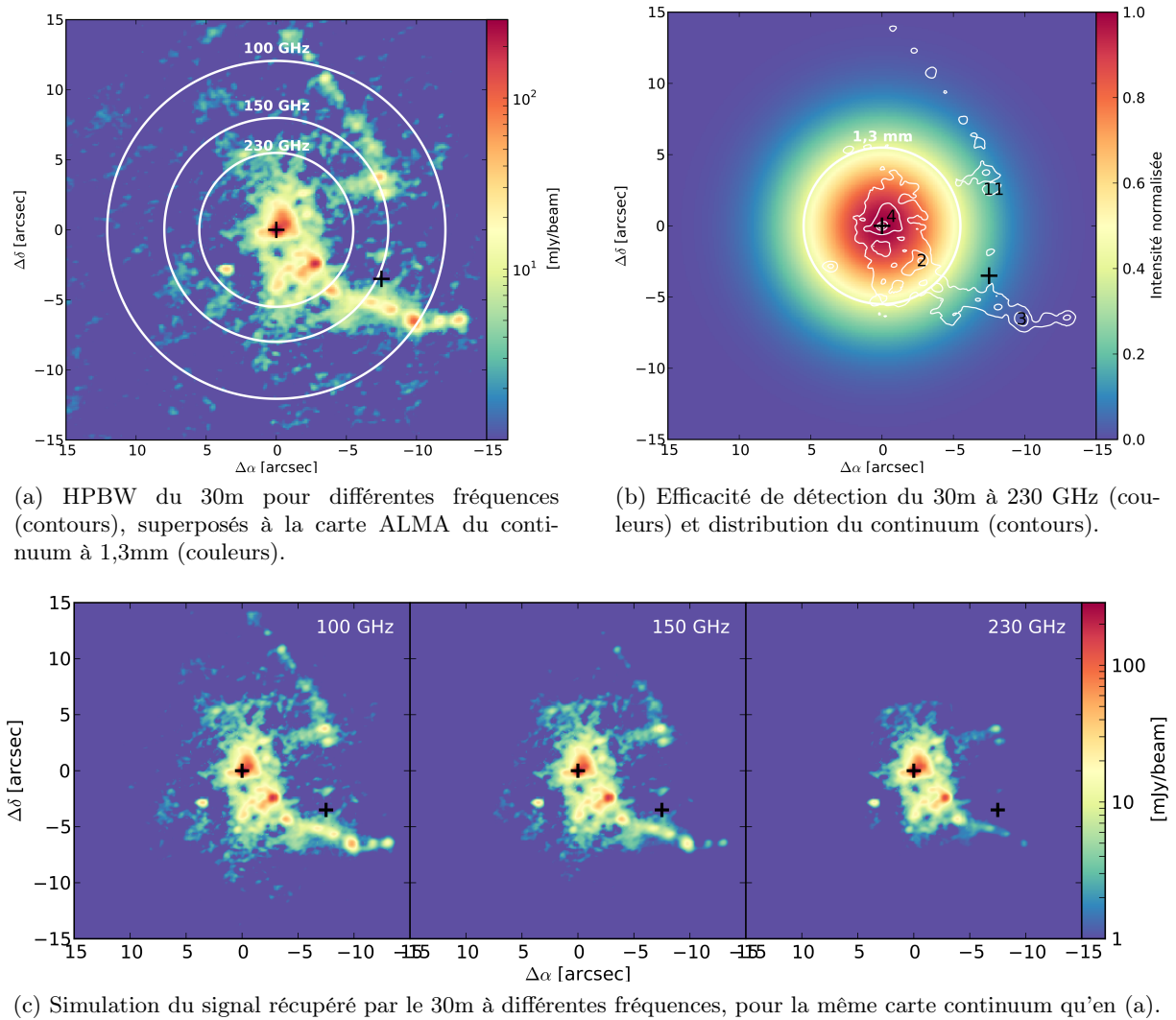
$$S_{30\text{m}} = T_{\text{A}}^* \times \frac{F_{\text{eff}}}{B_{\text{eff}}} \frac{S_{30\text{m}}}{T_{\text{mb}}}. \quad (5.2)$$

1. <https://www.iram.es/IRAMES/mainWiki/Iram30mEfficiencias>



Notes : Les spectres sont extraits des différentes bandes des données ALMA Cycle 2 (table 2.6), intégrés spatialement sur toute la carte. (en noir) Spectre extrait du cube original. (en bleu) Spectre extrait du cube après application de la composante gaussienne qui simule le lobe du 30m. Pour l'identification des raies, voir figure 5.3.

FIGURE 5.1 – Comparatif du spectre original d'émission totale de la région avec le spectre pondéré par le lobe du 30m.



Notes : Les cartes sont centrées sur le coeur continuum #1 (18:47:47,02 –01:54:26,86), repéré par une croix. Le centre de pointage des observations 30m (18:47:47,00 –01:54:27,00) et des données ALMA de cycle 5 à 3 mm (18:47:47,00 –01:54:26,00) sont proches de celui-ci. La croix en bas à droite correspond au centre des mosaïques ALMA de cycles 2 et 3 à 1,3 mm (18:47:46,5 –01:54:29,5). La position des coeurs majeurs #2, 3, 4 et 11 est indiquée en (b).

FIGURE 5.2 – Estimation de l'efficacité de détection du 30m par rapport à la distribution des coeurs dans W43-MM1.

Les valeurs de F_{eff} et B_{eff} sont renseignées pour quelques fréquences dans le rapport « *Improvement of the IRAM 30m telescope pattern* » du 26 août 2013 (voir la page dédiée aux mesures d'efficacités sur le wiki de l'IRAM¹). Pour des fréquences intermédiaires, les valeurs de B_{eff} peuvent être estimées par un ajustement avec l'équation de Ruze [Ruze, 1952] :

$$B_{\text{eff}}(\nu) = B_{\text{eff}}(0) \times e^{-(4\pi\epsilon\frac{\nu}{c})^2} \quad (5.3)$$

où $B_{\text{eff}}(0) = 0,863$ est la limite à basse fréquence et $\epsilon = 0,066$ mm est le bruit sur la surface totale du réflecteur. Entre 82 et 271 GHz, F_{eff} ne change pas beaucoup et est égale à environ 90 ± 5 %. Avec un ajustement linéaire des données tabulées dans le rapport, on estime que :

$$F_{\text{eff}}(\nu) \sim 0,99 - 3,91 \times 10^{-4}\nu. \quad (5.4)$$

Le rapport $F_{\text{eff}}/B_{\text{eff}}$ varie donc de 1,2 à 2,0 sur la gamme de fréquences de nos observations. Le rapport de conversion $S_{30\text{m}}/T_{\text{mb}}$ pour le lobe principal du 30m s'estime à partir de l'équation (2.19). Dans le cas d'une source et d'un lobe gaussiens [voir Wilson et al., 2013, 6^e édition, éq. 8.19], et en utilisant l'approximation (5.1), ce rapport équivaut à :

$$S_{30\text{m}}/T_{\text{mb}} = 4,95 \text{ Jy/K}. \quad (5.5)$$

Pour intégrer spatialement la brillance I_{alma} du signal sur une carte, CASA somme l'ensemble des valeurs contenues dans les pixels de la carte. L'unité en sortie est donc le Jy/beam \times pixels. Pour convertir les spectres ALMA en densité de flux S_{alma} , il faut les corriger du rapport d'aire entre le faisceau et les pixels. Pour un lobe primaire de demi-grand axe θ_1 et demi-petit axe θ_2 , et un pixel de largeur l_{pix} ,

$$S_{\text{alma}} = I_{\text{alma}} \times \frac{\theta_1\theta_2\pi}{4l_{\text{pix}}^2} \quad (5.6)$$

Pour nos cartes de cycle 2, la taille des pixels est fixée à $l_{\text{pix}} = 0,1$ arcsec et les lobes primaires correspondent à $\theta_1\theta_2 \approx 0,18 - 0,22$ arcsec², ce qui donne un rapport $S_{\text{alma}}/I_{\text{alma}} \approx 14 - 17$.

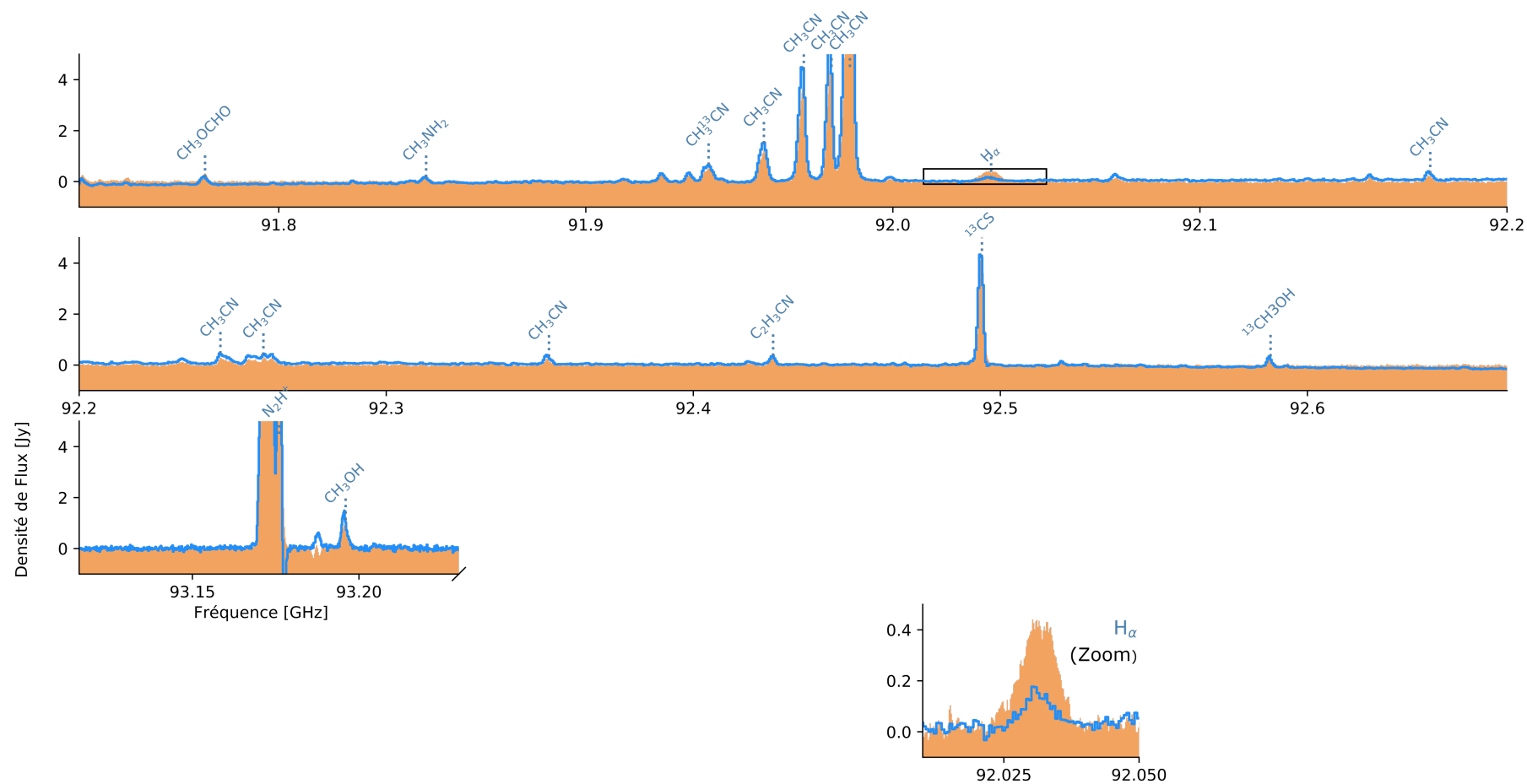
5.1.2 Identification des molécules associées à l'émission étendue

Une fois que les corrections mentionnées ci-dessus sont appliquées aux différents spectres, la densité de flux obtenue avec les deux instruments doit être équivalente ($S_{30\text{m}} = S_{\text{alma}}$), à l'exception de la contribution de l'émission étendue. Pour déterminer quelles molécules sont associées à l'émission étendue, il suffit de chercher les raies qui sont présentes dans les observations 30m mais que l'on ne retrouve pas dans les observations interférométriques. Dans la figure 5.3, les spectres ALMA (bleu) sont superposés au spectre 30m (orange).

A 1,3 mm, parmi les 8 espèces dont l'émission n'est pas concentrée à proximité du coeur principal (voir §5.1.1), seulement 2 d'entre elles ont une raie différente entre les données ALMA et 30m. Il s'agit du formaldéhyde (H_2CO) et de l'isotopologue du monoxyde de carbone (C^{18}O). Leur profil semble équivalent entre les observations ALMA et 30m (même largeur de raie), mais le signal est plus faible avec ALMA. L'émission manquante correspond certainement à de l'émission filtrée par l'interféromètre, ce qui veut dire que ces deux espèces sont associées à des structures étendues.

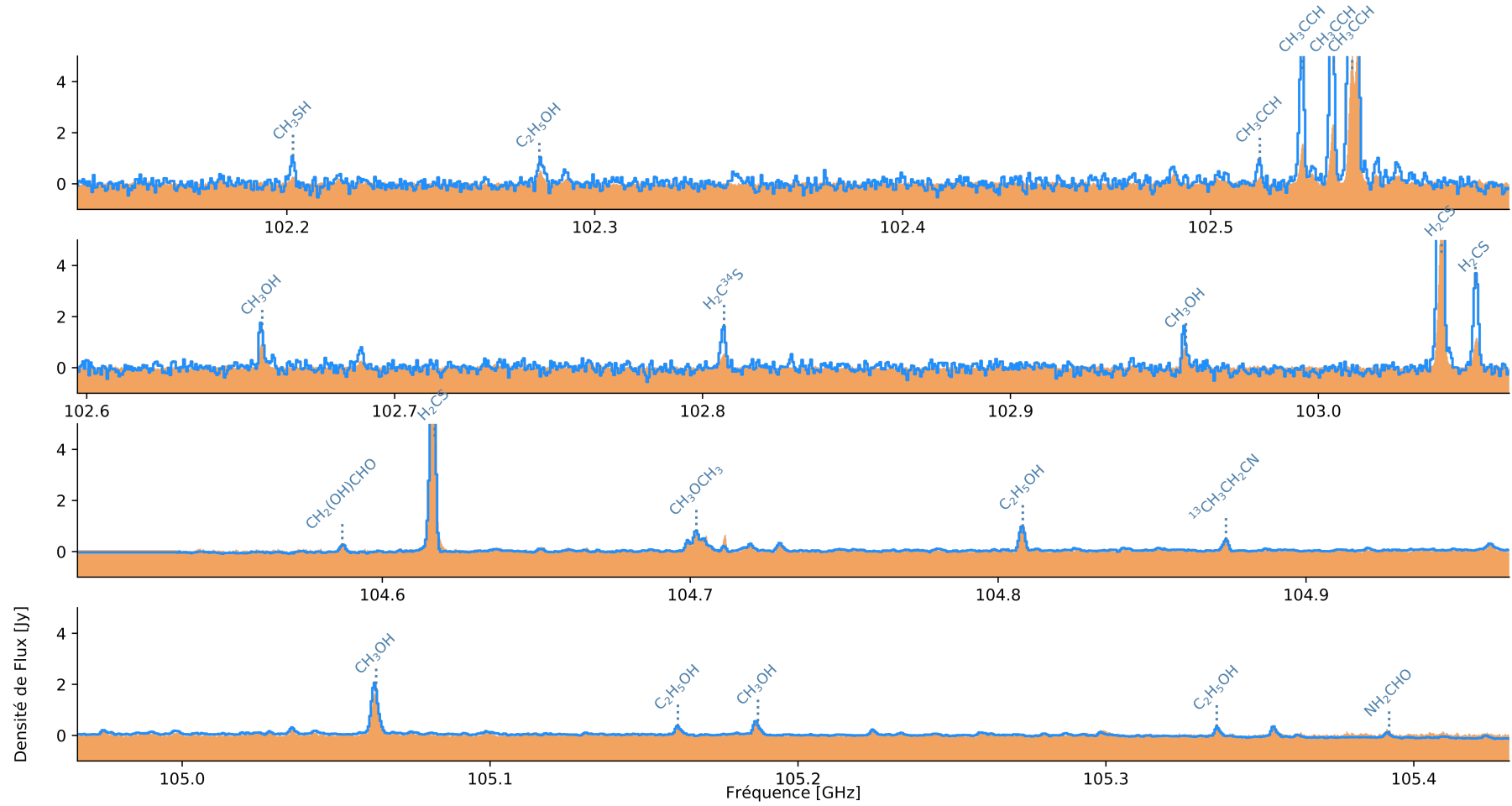
A 3 mm, la réduction de données des cartes ALMA n'est pas terminée. A cause d'erreurs de calibration la ligne de base est légèrement courbée, et, comme le nettoyage n'a pas encore été optimisé, les cubes reconstruits présentent une mauvaise distribution spatiale du signal. Ceci peut avoir une influence sur l'intensité des raies, et c'est pour cette raison que, sur la bande 102600, les raies ALMA sont plus intenses que celles du 30m, notamment à 102,5 et 103,0 GHz. Néanmoins on observe une bonne corrélation des résultats, à l'exception d'une raie à 92,032 GHz qui est moins intense dans les observations ALMA en comparaison de celles du 30m. Belloche et al. [2013] ont également observé cette raie dans SgrB2(M) et SgrB2(N) avec le 30m. Il s'agit probablement de la raie de recombinaison $\text{H}41\alpha$, qui trace la région d'ionisation produite par les étoiles massives dans les régions de formation d'étoiles. Sa distribution est trop étendue pour être entièrement détectée avec la configuration ALMA utilisée. Il faut noter que l'on détecte d'autres

raies dans les observations 30m de W43-MM1 à 3 mm, avec le même profil de largeur $\Delta v = 23,5$ km s⁻¹ et d'intensité $T_{\text{mb}} = 0,06$ K. Ce sont les raies de recombinaison H42 α (85,688 GHz), H39 α (99,023 GHz) et H38 α (106,737 GHz).



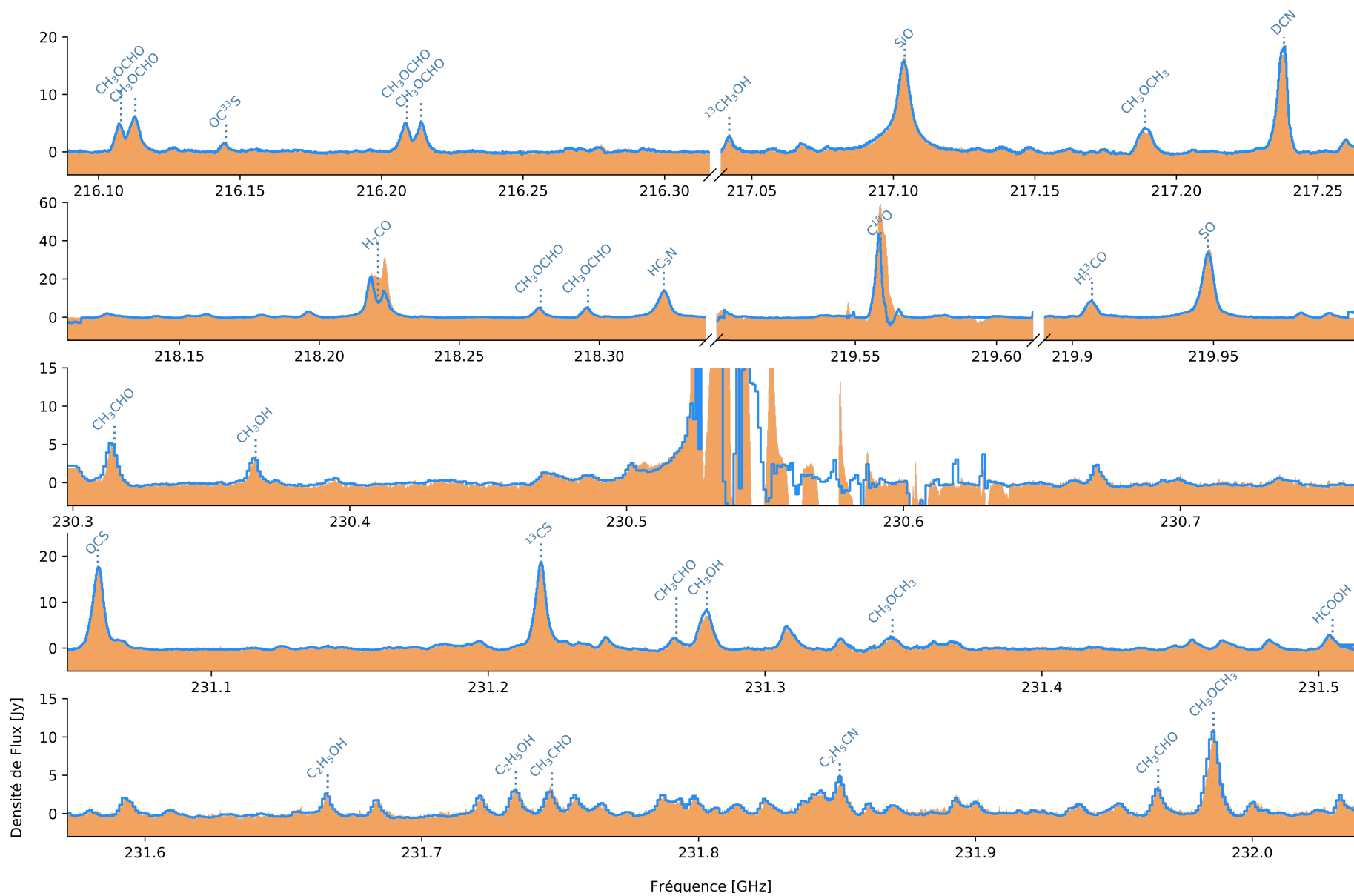
Notes : (en orange) Spectre obtenu avec le 30m. (en bleu) Spectres extraits des cubes ALMA, après avoir appliqué la composante gaussienne qui simule le lobe du 30m. Bandes représentées sur cette page : 92200 et 93170 (voir table 2.8). Le rectangle noir correspond à la fenêtre de zoom pour la raie $H\alpha$.

FIGURE 5.3 – Superposition des spectres ALMA et 30m.



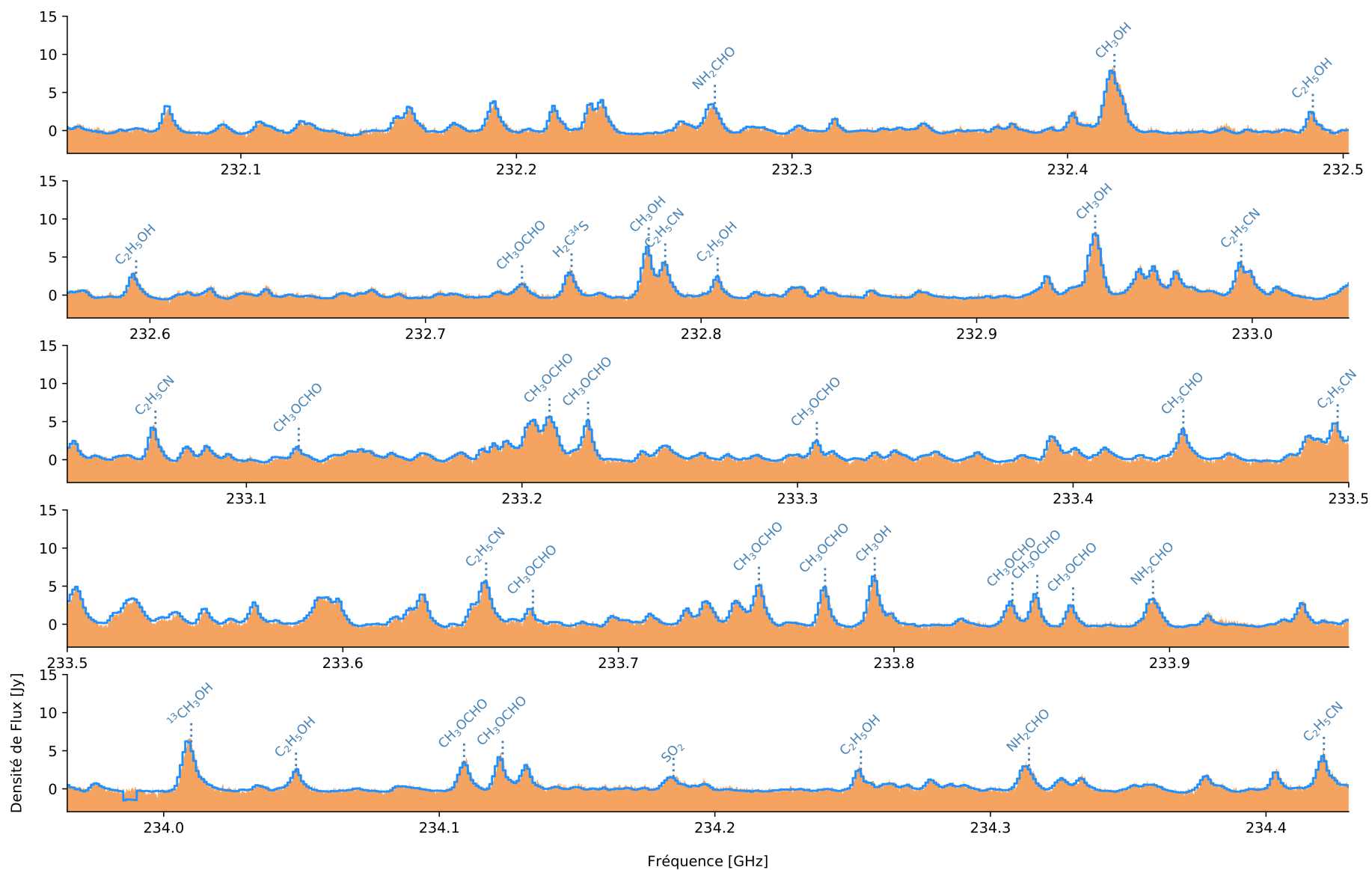
Notes : (en orange) Spectre obtenu avec le 30m. (en bleu) Spectres extraits des cubes ALMA, après avoir appliqué la composante gaussienne qui simule le lobe du 30m. Bandes représentées sur cette page : 102600 et 105000 (voir table 2.8).

FIGURE 5.3 – Superposition des spectres ALMA et 30m (suite).



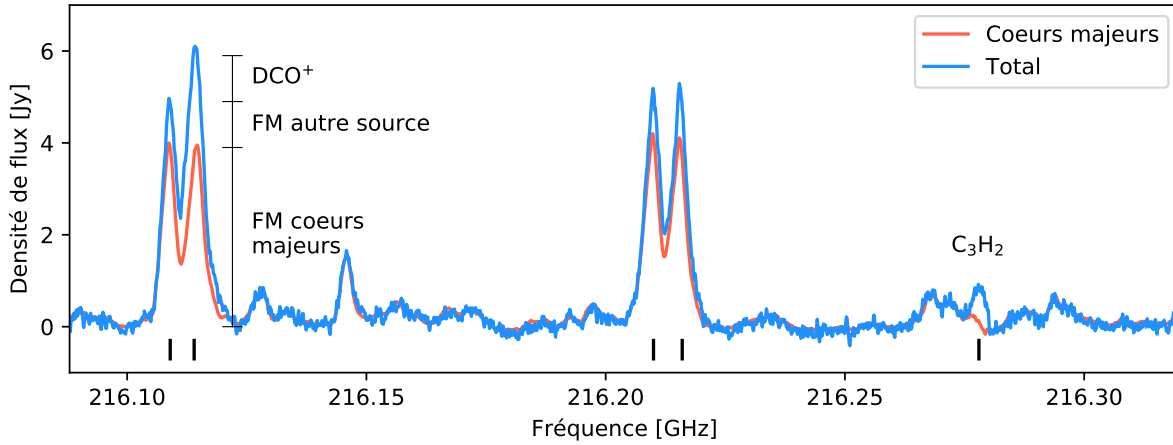
Notes : (en orange) Spectre obtenu avec le 30m. (en bleu) Spectres extraits des cubes ALMA, après avoir appliqué la composante gaussienne qui simule le lobe du 30m. Bandes représentées sur cette page : 216200, 217150, 218230, 219560, 219945, 230530, 231280 et début de cont-cy3 (voir table 2.6).

FIGURE 5.3 – Superposition des spectres ALMA et 30m (suite).



Notes : (en orange) Spectre obtenu avec le 30m. (en bleu) Spectres extraits des cubes ALMA, après avoir appliqué la composante gaussienne qui simule le lobe du 30m. Bandes représentées sur cette page : suite de cont-cy3 et cont-cy2 (voir table 2.6).

FIGURE 5.3 – Superposition des spectres ALMA et 30m (suite).



Notes : Résultats de la bande 216200, après convolution par une gaussienne qui simule le lobe du 30m. (*en bleu*) spectre d'émission de l'ensemble de la région, (*en rouge*) Spectre d'émission venant des coeurs moléculaires majeurs #1, 2, 3 et 4, définis grâce à l'étude spatiale du formiate de méthyle. Les traits noirs marquent les raies moins intenses observées dans le spectre des coeurs majeurs. Elles mettent en évidence les composantes du formiate de méthyle (FM) venant des coeurs majeurs et du reste de la région, et la présence de DCO^+ et de C_3H_2 en dehors des coeurs majeurs.

FIGURE 5.4 – Comparatif du spectre ALMA d'émission totale de la région avec celui de l'émission des coeurs majeurs.

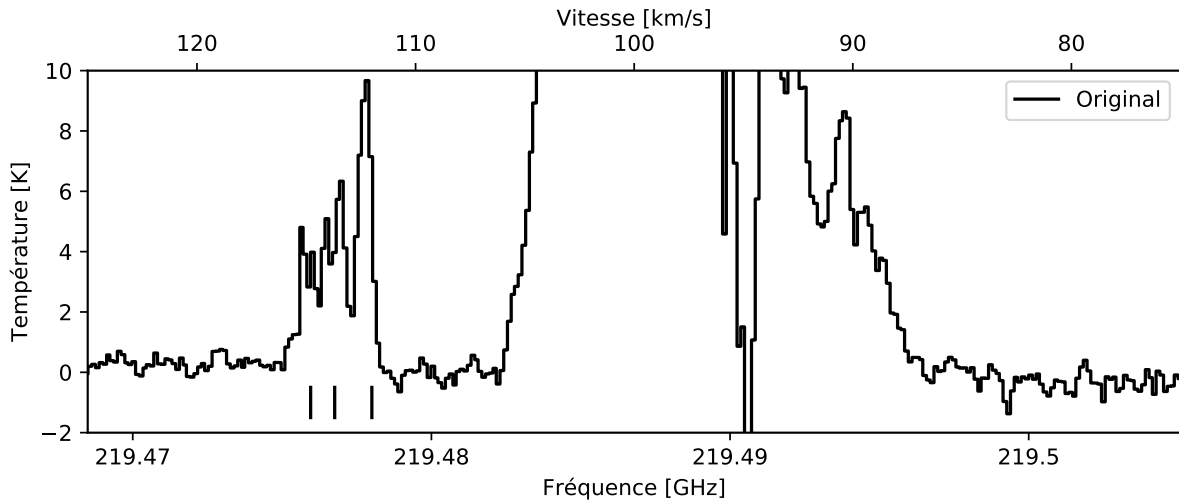
5.1.3 Identification de molécules associées aux coeurs denses

Les espèces qui ne possèdent pas de contribution associée à l'émission étendue sont exclusivement contenues dans le filament principal et son environnement, liées à la formation des coeurs denses et l'activité protostellaire. Pour distinguer les espèces qui sont majoritairement centrées sur les coeurs denses de celles dont l'émission est plus diffuse, nous avons comparé l'émission totale à l'émission provenant de ces coeurs.

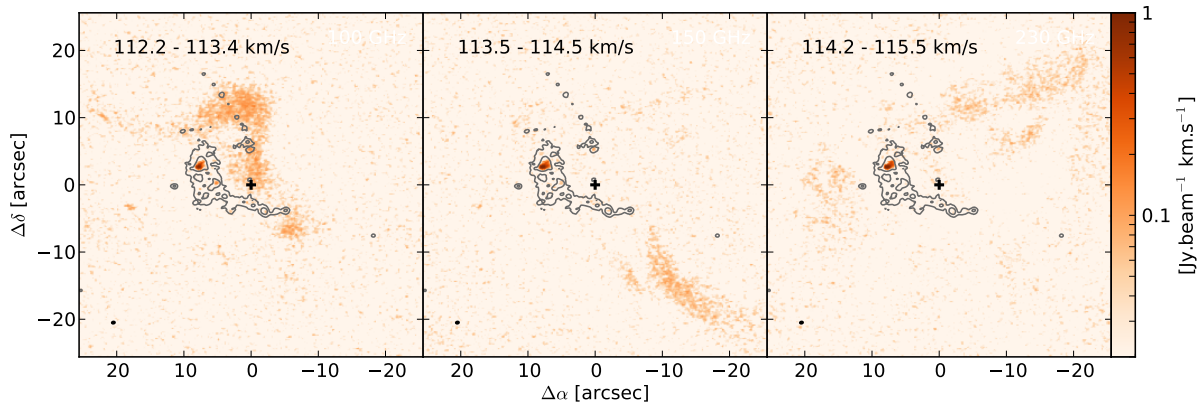
En ne considérant que l'émission intégrée spatialement dans les coeurs majeurs (#1, 2, 3 et 4) définis par Motte et al. [2018b], seulement $\sim 30\%$ de l'émission totale est retrouvée, alors que nous savons que ce sont les principaux contributeurs. Ceci s'explique par le fait que l'émission moléculaire s'étend au delà des tailles des coeurs continuum observées ($0,5''$), notamment pour le complexe #1/4 qui forme une large région d'émission. En utilisant les 4 raies de formiate de méthyle (CH_3OCHO) de la bande 216200, nous avons déterminé la taille du complexe moléculaire #1/4 que nous estimons équivalente à $1,0'' \times 1,5''$, soit une surface deux fois plus grande qu'en considérant indépendamment les deux tailles de sources continuum de la table 4.1. En tenant compte de ces distributions spatialement plus larges, l'émission provenant des 4 coeurs majeurs correspond à plus de 90% de l'émission observée avec le 30m pour les molécules complexes et les isotopologues de OCS (voir figure 5.4), ce qui confirme que ces espèces sont concentrées sur ces coeurs de type protostellaires. La contribution pour les autres espèces est bien plus faible, de l'ordre de 10 à 50 %. La densité de flux de OCS et ^{13}CS contenue dans les coeurs majeurs ne représente respectivement que 50 % et 40 % de la valeur du 30m. Ce résultat semble en désaccord avec les résultats du §4.2.2, qui ont montré que leurs distributions sont centrées sur le coeur #3. Cela peut s'expliquer par le fait qu'il s'agit de molécules très abondantes, dont la contribution par les autres coeurs denses est significative par rapport aux coeurs majeurs #1, 2, 3 et 4.

5.1.4 Mise en évidence d'espèces et composantes supplémentaires

En soustrayant la contribution des coeurs majeurs au spectre total, on observe des raies supplémentaires qui correspondent à des espèces qui ne se trouvent pas sur ces coeurs. En particulier, dans les données ALMA à 1,3 mm, on observe plusieurs raies qui ne sont pas dans les coeurs #1, 2, 3 et 4. J'ai pu identifier les espèces qui leurs sont associées, et je présente dans cette section les cartes intégrées spectralement des raies pour discuter de leurs distributions.



(a) Raies associées à la transition (2-1) du $C^{18}O$ (219,560 GHz). Spectre extrait du cube original, pour conserver l'émission située loin du coeur majeur. La raie principale est centrée sur la vitesse LSR systémique (98 km s^{-1}), et 3 autres composantes moins intenses (marquées par les traits) sont visibles à plus haute vitesse.



(b) Distribution spatiale de l'émission des 3 composantes du $C^{18}O$ identifiées en (a). (couleurs) Flux moléculaire intégré spectralement. Les vitesses d'intégration sont indiquées sur chaque carte. (contours) Emission continuum de la bande cont-cy2. Les niveaux de contours valent 2 et 10 % du maximum.

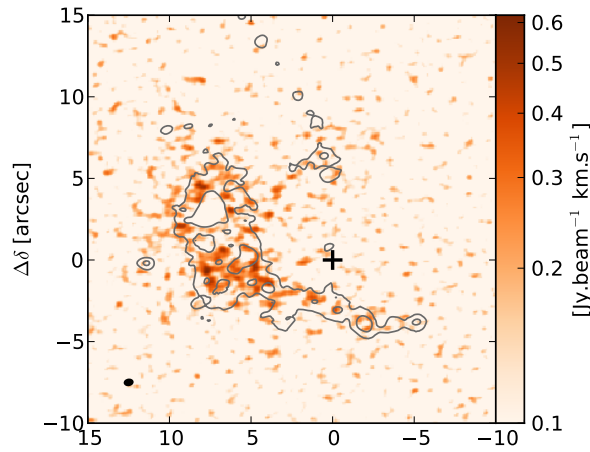
FIGURE 5.5 – Mise en évidence d'émission $C^{18}O$ hors de la vitesse systémique.

L'isotopologue du monoxyde de carbone : $C^{18}O$

A proximité de la raie de $C^{18}O$ (2-1), un paquet de 3 raies proches est détecté. Elles sont centrées à 219,476 GHz, 219,477 GHz et 219,478 GHz, avec des largeurs à mi-hauteur équivalentes de $0,7 \text{ km s}^{-1}$. Il s'agit probablement de 3 autres composantes de cette molécule, à des vitesses supérieures à la vitesse LSR systémique ($114,7$, $114,0$ et $112,8 \text{ km s}^{-1}$, voir figure 5.5a). La figure 5.5b représente les cartes intégrées de chacune des raies. On remarque que leurs distributions forment des structures qui ne semblent pas avoir de lien direct avec le filament principal. Ces structures sont bien détectées grâce au $C^{18}O$, car c'est une molécule très abondante dans les milieux denses. On n'observe pas ces composantes pour la raie de CO, car elle est beaucoup plus large et filtrée. Cette émission pourrait provenir de nuages sur la ligne de visée, mais au vu de leur largeur spatiale (de l'ordre de $0,05 \text{ pc}$) et de la proximité entre leurs vitesses et la vitesse LSR systémique, il s'agirait plutôt d'autres filaments qui sont rattachés au système.

L'ion formylium deutéré : DCO^+

Les caractéristiques spectroscopiques des deux doublets de formiate de méthyle (216,10978 GHz et 216,11557 GHz ; 216,21091 GHz et 216,21654 GHz) de la bande 216200 sont équivalentes, ce qui signifie que ces quatre raies doivent être égales en intensité. C'est bien ce que l'on a observé dans les spectres des coeurs majeurs. Cependant, un spectre global de la région montre



Notes : (couleurs) Carte obtenue par la soustraction de l'émission des raies du doublet $19_{1,18} - 18_{1,17}$ au doublet $19_{2,18} - 18_{2,17}$ de CH_3OCHO (bande 216200, voir figure 5.4). (contours) Emission continuum de la bande cont-cy2. Les niveaux de contours valent 2 et 10 % du maximum.

FIGURE 5.6 – Tentative de représentation de la distribution du DCO^+ .

que l'un des pics de CH_3OCHO est plus intense (voir figure 5.4). Cette différence provient d'une contamination par la raie de formylium DCO^+ (3-2) à 216,11258 GHz. Dans W43-MM1, la densité de cette espèce est relativement faible en comparaison du formiate de méthyle, ce qui rend plus difficile sa détection et son analyse. Pour essayer de cartographier le DCO^+ , j'ai intégré spatialement les deux doublets de CH_3OCHO et soustrait la carte du doublet non contaminé à la carte de celui contaminé. La carte obtenue est représentée en figure 5.6, elle correspond d'après ces hypothèses à l'émission du DCO^+ . On observe que l'émission est principalement concentrée autour des coeurs les plus intenses (#1 et 2), mais que la molécule n'est pas détectée dans ces coeurs.

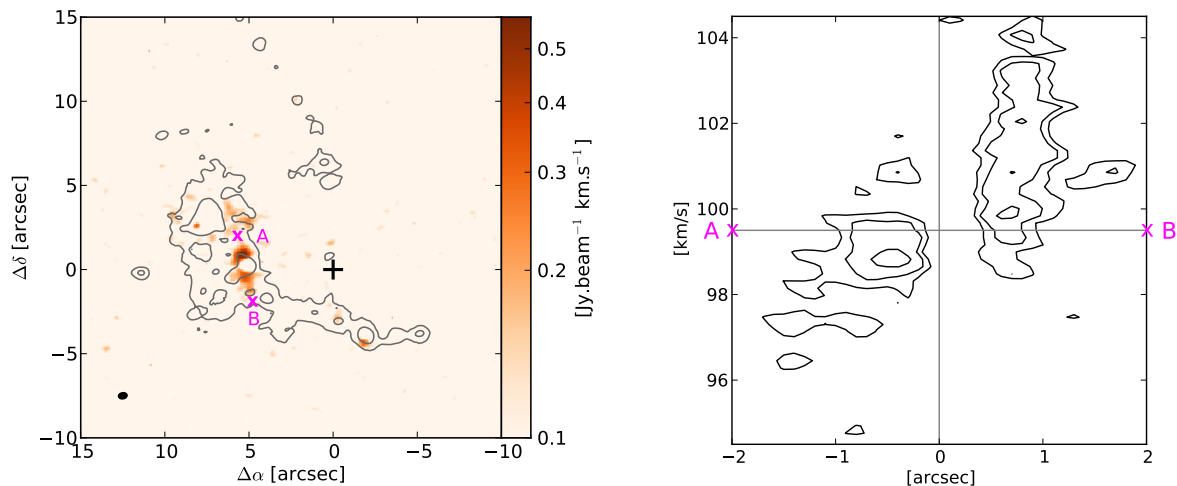
Le cyclopropénylidène : $c\text{-C}_3\text{H}_2$

La dernière différence entre l'ensemble de la région et l'émission des coeurs, est la présence d'une raie à 216,278 GHz (voir figure 5.4). La carte intégrée de cette raie est représentée en figure 5.7, elle est très certainement attribuée à la transition $3_{3,0} - 2_{2,1}$ du cyclopropénylidène. Sakai et al. [2014] ont observé dans L1527 que $c\text{-C}_3\text{H}_2$ trace l'interface du disque protostellaire et de l'enveloppe en effondrement. Le rayon qui donne la vitesse de rotation maximale dans l'émission de $c\text{-C}_3\text{H}_2$ correspond à la position de la barrière centrifuge, qu'ils estiment à 100 ± 20 au pour la protoétoile de type solaire IRAS 04368+2557. La résolution de nos observations ne permet pas d'observer l'effet de la rotation dans le diagramme Position-Vitesse (PV) (figure 5.7b), où les deux composantes distinctes sont associées à des composantes basse vitesse des flots bipolaires. Murillo et al. [2018] montrent que, pour les protoétoiles IRAS 16293-2422 et VLA 1623-241, le $c\text{-C}_3\text{H}_2$ trace les cavités des flots bipolaires, où le gas est chauffé par les radiations UV. Malgré la très haute résolution de leurs observations d'environ 100 au, ils n'observent pas de composante de $c\text{-C}_3\text{H}_2$ associée au disque pour ces protoétoiles. L'émission de $c\text{-C}_3\text{H}_2$ observée à proximité du coeur #2 de W43-MM1 est en accord avec la position des flots (cf. figure 4.2), et des observations à plus haute résolution pourraient montrer un éventuel lien avec les cavités.

5.2 Analyse globale des spectres

5.2.1 Contenu moléculaire de W43-MM1

Dans cette section nous tentons de mettre en évidence le riche contenu moléculaire de W43-MM1 à partir des nombreuses raies contenues dans les larges bandes observées avec l'antenne de 30 mètres de l'IRAM. Une partie de ces travaux a été effectuée avec Aurélia Maiolo, que j'ai co-encadrée pour son stage de Licence 3. A partir de diagrammes de rotation, nous avons pu



(a) Distribution spatiale de $c\text{-C}_3\text{H}_2$. (couleurs) Flux moléculaire intégré spectralement, de 96 à 103 km s^{-1} . (contours) Emission continuum de la bande cont-cy2. Les niveaux de contours valent 2 et 10 % du maximum. Le coeur #2 et ses flots se trouvent entre les repères A et B.

(b) Diagramme PV le long de l'axe reliant les points A et B indiqués sur la carte (a). Les niveaux de contours valent 30, 50 et 80 % du maximum. Le centre de la figure correspond à la position et la vitesse du coeur #2.

FIGURE 5.7 – Etude de la raie attribuée au $c\text{-C}_3\text{H}_2$.

déterminer les températures d'excitation et les densités de colonnes de 33 espèces dans la région (table 5.1). Nous avons distingué les données à 1,3, 2 et 3 mm en 3 composantes, car les basses fréquences tracent principalement les parties étendues et froides, avec des transitions de faibles E_u et un lobe plus large, tandis que les hautes fréquences sont associées aux parties les plus compactes et chaudes (E_u élevés, et taille réduite du lobe). Il s'agit d'un travail préliminaire, car nous avons rencontré des difficultés dues à : 1) la grande différence de champ de vue du 30m selon les fréquences, 2) la présence de plusieurs composantes, qui correspondent aux différents coeurs majeurs (#1, 2 et 4) et sont surtout visibles à 1,3 mm, et au fait que 3) les E_u ne sont pas les mêmes à 1,3, 2 et 3 mm.

Des exemples de diagrammes de rotation obtenus sont représentés en figure 5.8. Le formiate de méthyle (figure 5.8a) montre bien 2 composantes distinctes le long du relevé spectral, qui sont représentées par 2 pentes dans les diagrammes : une composante froide à 24 K (bleu), et une composante plus chaude à 94 K (rouge). Cette distinction est également visible pour l'acétaldéhyde (5.8b), où les diagrammes à 1,3, 2 et 3 mm (respectivement en rouge, bleu et violet) donnent des températures d'excitation différentes (45, 24 et 9 K). Pour le cyanure d'éthyle (5.8c), cette distinction entre les observations à 1,3, 2 et 3 mm est beaucoup moins flagrante, car seules des transitions avec $E_u > 25$ K sont disponibles, ce qui ne permet pas d'observer la composante froide. Au contraire, une espèce comme le cyanure d'hydrogène (5.8d) ne possède que des transitions avec $E_u < 25$ K sur les bandes d'observation. Seule la composante froide peut donc être étudiée.

Grâce aux valeurs contenues dans la table 5.1, nous avons pu produire un spectre synthétique et le comparer aux observations. Les molécules présentées dans la table ne permettant pas de couvrir l'intégralité des raies observées, je me suis alors appuyé sur deux autres études pour étoffer l'identification. Les tables en Annexe B regroupent l'ensemble des fits gaussiens effectués sur les raies de nos observations 30m (avec en colonnes 1 à 3 : la fréquence centrale, la valeur du pic et la largeur à mi-hauteur), auxquels j'ai pu associer une molécule, ou qui sont intenses par rapport au bruit mais dont l'origine n'est pas identifiée (U-line). Dans la colonne note, j'ai indiqué sur quelle(s) source(s) je me suis appuyé pour déterminer quelle molécule est associée à une raie :

(a) indique que la raie est en accord avec le spectre synthétique.

(b) indique qu'une transition a été observée près de cette fréquence par Belloche et al. [2013] dans leur étude de SgrB2(N) avec le 30m de l'IRAM. Les auteurs ont fourni un

Molécule	T_{ex} [K]			N_{tot} [$\times 10^{12}$ cm $^{-2}$]			v [km s $^{-1}$]			FWHM [km s $^{-1}$]		
	1mm	2mm	3mm	1mm	2mm	3mm	1mm	2mm	3mm	1mm	2mm	3mm
CH ₂ CO	69	72	67	130	210	250	99,6	99,7	99,3	6,8	5,7	6,7
HC ₃ N	65	33	30	44	96	86	100,0	99,2	98,4	6,3	5,1	5,2
HC ₅ N	–	–	13	–	–	91	–	–	101,7	–	–	4,0
HC ¹⁸ O ⁺	8	8	8	3	3	3	100,3	99,4	98,1	4,1	5,0	6,2
H ¹³ CO ⁺	10	10	10	9	9	9	99,3	98,9	98,1	5,3	7,8	8,9
CCH	7	7	7	990	990	990	98,0	98,9	98,3	7,2	6,0	5,6
H ₂ CO	127	127	–	1700	1700	–	101,4	100,5	100,2	5,3	6,7	7,3
CH ₃ CCH	55	55	42	970	1300	1500	99,7	99,4	99,0	5,2	4,7	5,0
CDD	13,8	14	14	31	31	31	–	–	–	–	–	–
HDCO	20	20	–	11	11	–	99,9	98,5	–	4,8	4,8	–
HCS ⁺	20	20	–	13	13	–	99,8	99,4	–	4,6	5,0	–
NH ₂ CHO	50	34	21	32	32	32	101,3	100,8	100,9	5,8	6,7	6,7
HDO	220	–	–	460	–	–	101,3	101,3	–	5,2	4,7	–
HN ¹³ C	7	7	7	14	14	14	98,4	98,1	97,8	4,5	6,1	6,0
H ¹³ CN	15	15	15	8	8	8	–	–	–	–	–	–
DNC	10,9	11	–	12	12	–	–	–	–	–	–	–
CH ₂ NH	56	84	60	100	150	180	99,6	100,4	100,3	6,2	8,5	8,1
p-H ₂ ¹³ CO	54	54	–	17	17	–	–	–	–	–	–	–
o-H ₂ ¹³ CO	14	14	–	20	20	–	–	–	–	–	–	–
CH ₃ OCHO	91	91	24	1800	1800	740	101,1	100,8	100,5	4,9	5,0	6,1
CH ₃ OH	139	229	94	9200	22000	68000	101,0	101	101,0	6,2	5,8	6,2
HOCN	19	19	19	1	1	1	99,0	99,0	99,0	7,3	7,3	7,3
HC ¹⁵ N	13	13	13	5	5	5	100,0	100,0	100,0	15,8	15,8	15,8
t-HCOOH	–	47	39	–	110	130	–	99,1	98,8	–	5,5	5,1
H ¹³ CCCN	–	38	16	–	3	5	–	98,5	99,0	–	6,6	5,3
C ₂ H ₅ CN	89	125	57	120	140	57	101,3	101,0	100,8	4,2	5,3	6,0
CH ₃ CHO	46	24	9	190	240	160	100,3	99,1	98,9	5,5	5,4	5,3
¹³ CS	18	18	18	35	35	35	99,6	99,6	99,6	9,2	9,2	9,2
²⁹ SiO	8	8	8	3	3	32	98,0	98,0	98,0	9,9	9,9	9,9
C ₂ H ₄ O	50	50	50	45	45	45	100,5	100,5	100,5	6,0	6,0	6,0
HOCO ⁺	27	33	12	14	23	16	–	99,0	98,6	–	4,9	5,9
C ³³ S	19	19	19	17	17	17	99,0	99,5	99,6	5,7	6,9	7,0
C ³⁴ S	15	15	15	58	58	58	98,8	99,4	99,6	8,0	7,0	5,6

TABLE 5.1 – Caractéristiques d'une sélection d'espèces détectées à 1,3, 2 et 3 mm.

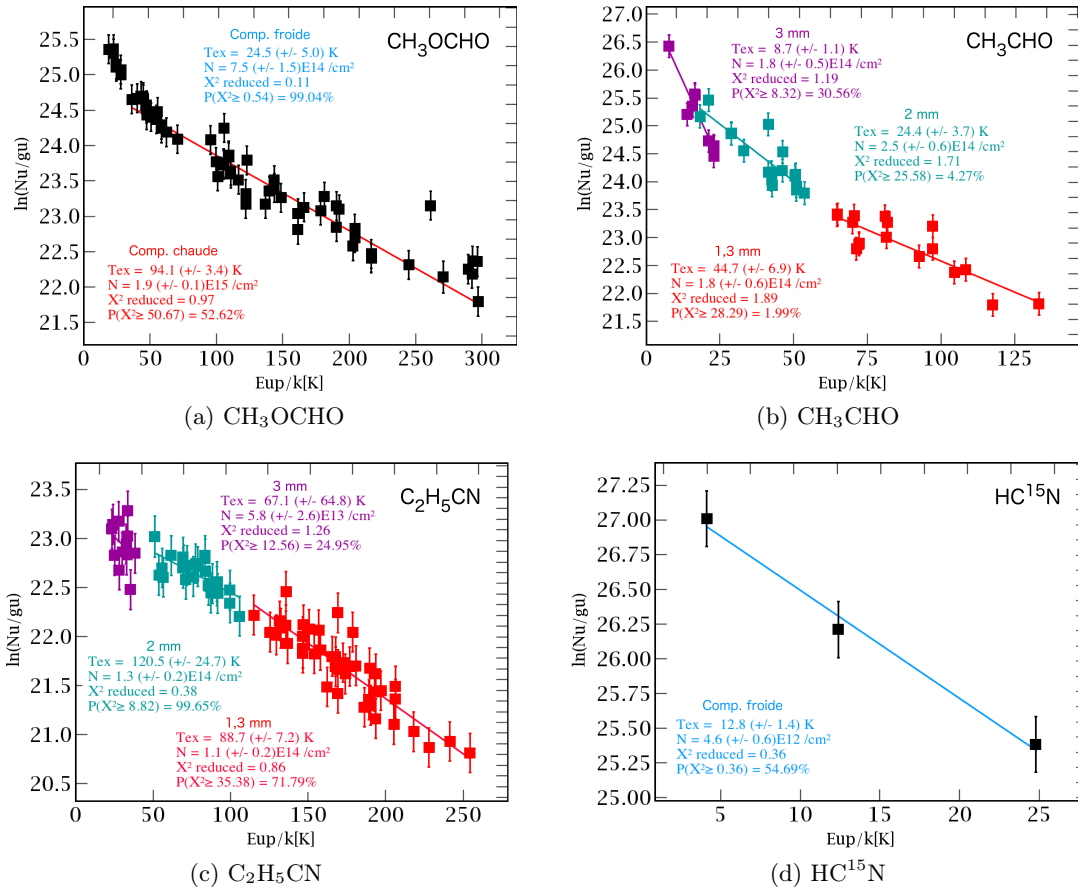


FIGURE 5.8 – Diagrammes de rotation obtenus avec les données 30m.

spectre synthétique à 3 mm², que j'ai comparé à nos données pour mieux identifier les raies. A 1,3 et 2 mm, ils ont seulement renseigné les transitions détectées.

(c) indique que l'identification a été effectuée par Sarah Fechtenbaum au cours de sa thèse [Fechtenbaum, 2015]. Ces identifications sont pour des observations de W43-MM1 à partir des données acquises en 2014 avec le 30m de l'IRAM (projet 149-13). A ce jour, elles n'ont pas été publiées.

Cette liste est non-exhaustive, car des raies plus faibles (i.e. avec $T_{mb} < 0,02 K$) sont observées. Seule l'utilisation de spectres synthétiques, obtenus à partir des résultats de diagrammes de rotation ou de modèles, peuvent confirmer ces identifications. Les résultats préliminaires en Annexe B sont tabulés à titre informatif, en tant que support pour une analyse plus détaillée.

5.2.2 Recherche de molécules complexes

Les très fortes densités de colonne de W43-MM1 ($N_{H_2} > 10^{25} cm^{-2}$) en font une source privilégiée pour la recherche de molécules complexes si on les compare à celles de sources connues pour leur richesse moléculaire comme Orion KL [$N_{H_2} = 5 \times 10^{24} cm^{-2}$, Favre et al., 2011], W51 e2 [$N_{H_2} = 2 \times 10^{24} cm^{-2}$, Rivilla et al., 2017], ou Sgr B2 [$N_{H_2} = 10^{24} - 10^{25} cm^{-2}$, Belloche, 2017]. De plus, le relevé spectral effectué avec le 30m de l'IRAM, avec ses 150 GHz de bande passante, est idéal pour pouvoir analyser de nombreuses transitions d'une même molécule, ce qui est nécessaire pour détecter une molécule complexe.

Les COMs telles que le formiate de méthyle ou le diméthyle éther sont maintenant détectées dans de très nombreuses sources de natures différentes grâce à la sensibilité des instruments actuels. Il en est de même de l'acide acétique, du glycolaldéhyde et de l'éthylène glycol, détectés dans très peu de sources jusqu'à une dizaine d'années et observés à présent dans plusieurs sources. Des molécules encore plus complexes en nombre d'atomes ou d'intérêt prébiotique sont

2. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J%2FA%2BA%2F559%2FA47>

maintenant recherchées pour les détecter soit pour la première fois dans le milieu interstellaire, soit dans de nouvelles sources. Les molécules déjà identifiées dans le milieu interstellaire sont listées dans [McGuire \[2018\]](#); à noter que l'urée, $(\text{NH}_2)_2\text{CO}$, a été détectée depuis par [Belloche et al. \[2019\]](#) dans Sgr B2(N1).

Les critères pour établir l'identification d'une nouvelle molécule ont été résumés par [Snyder et al. \[2005\]](#) :

- Les fréquences au repos doivent être connues avec un haut degré de précision à partir de mesures de laboratoire.
- La vitesse centrale et la largeur des raies doivent être en accord pour toutes les transitions détectées.
- Les raies mélangées doivent être séparées d'au moins la moitié de la largeur de raie pour être considérées comme résolues.
- La dilution due au lobe doit être prise en considération quand on compare des observations faites à des fréquences différentes.
- Les intensités relatives des différentes transitions doivent être consistantes entre elles.
- Toutes les transitions dont l'intensité prédite est détectable, doivent être présentes.

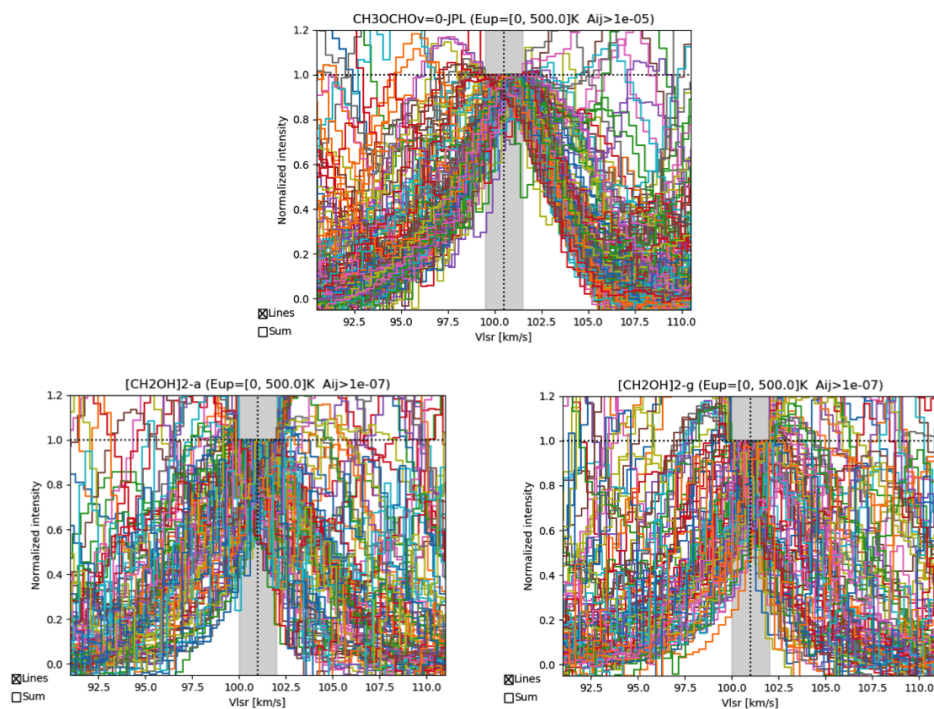
Pour chercher les molécules dans W43-MM1, j'ai utilisé le fait que toutes les raies d'une molécule doivent être centrées à la même vitesse avec une même largeur de raie. La méthode consiste à superposer les raies attendues de la molécule en les normalisant à 1 et si ces raies correspondent bien aux transitions de la molécule, la superposition trace le profil de l'émission. Cette méthode a déjà été utilisée dans [Brouillet et al. \[2015\]](#) pour détecter l'éthylène glycol dans Orion KL.

Le cas de W43-MM1 est plus difficile car il y a plusieurs sources dans le lobe du 30m, en particulier les coeurs #1 et 4 dont les raies dominent le spectre du 30m. Ces sources sont riches en molécules et décalées de 4 km/s en vitesse et il est difficile de savoir à quelle vitesse centrer les spectres et sur quelle largeur en vitesse doit se faire la normalisation.

Avec cette méthode (Méthode 1), j'ai « détecté » beaucoup de molécules complexes (voir figure 5.9) et s'est alors posée la question de la confiance en la méthode. En particulier, l'analyse en détail des raies d'une molécule comme l'acide acétique, a révélé qu'elle n'était pas détectée et que le profil observé dans la superposition venait de la confusion spectrale.

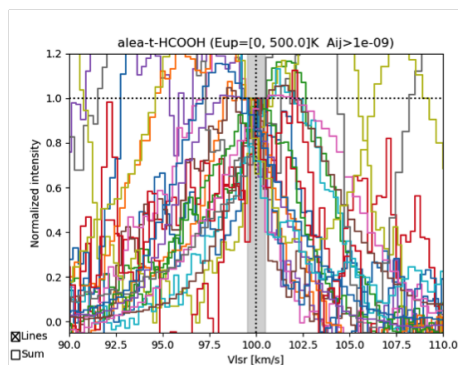
J'ai alors créé de fausses molécules en prenant le fichier des transitions d'une molécule et en changeant aléatoirement les fréquences sans toucher aux autres paramètres. Les fausses molécules apparaissant aussi « détectées », la méthode n'est donc pas adaptée car il y a trop de confusion spectrale (voir figure 5.10).

Une solution a été de modifier la méthode en normalisant non plus à 1 mais par rapport à l'intensité attendue en supposant l'ETL et en fixant une température et une densité de colonne (Méthode 2). Des résultats préliminaires présentés en figure 5.11 sont encourageants : la superposition révèle un profil d'émission pour le formiate de méthyle et l'éthylène glycol aGg' qui sont tous deux détectés dans les spectres 30m de W43-MM1, alors qu'il n'y a rien pour l'éthylène glycol gGg' dont l'analyse des raies montre qu'il n'est pas détecté. Il reste encore à perfectionner la méthode pour pouvoir l'appliquer de façon systématique à toutes les molécules recherchées.



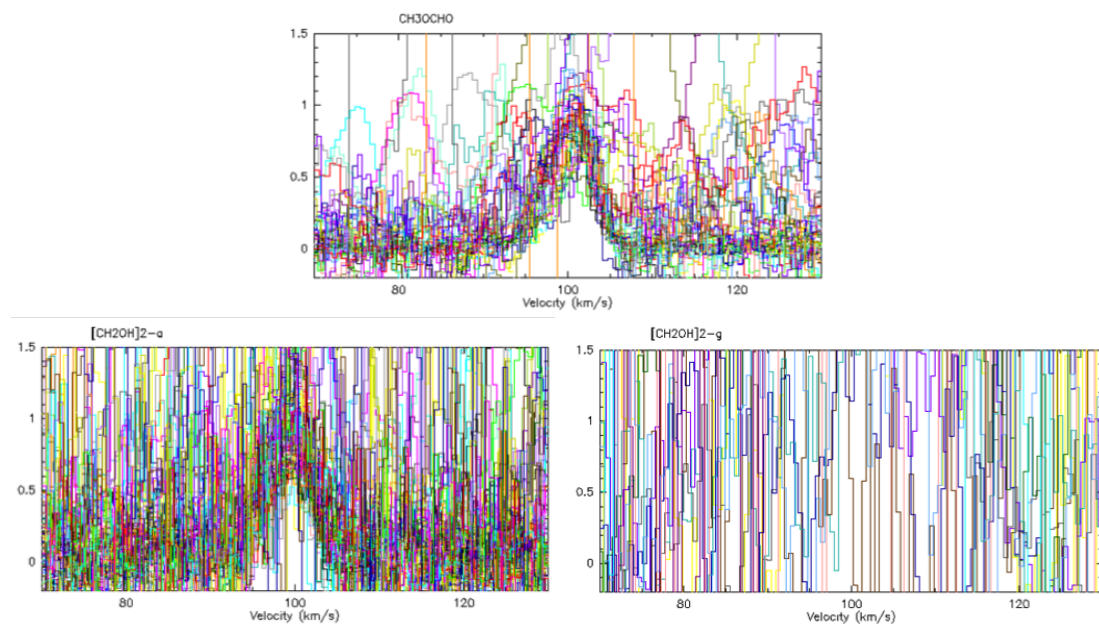
Note : Résultats de la méthode 1 (normalisation à partir des observations).

FIGURE 5.9 – Exemples de la méthode de superposition des transitions normalisées à 1 : le formiate de méthyle et 2 conformères de l'éthylène glycol aGg' et gGg'.



Note : Résultats de la méthode 1 (normalisation à partir des observations).

FIGURE 5.10 – Superposition des raies d'une fausse molécule créée à partir du fichier spectroscopique de l'acide formique en modifiant les fréquences aléatoirement.



Note : Résultats de la méthode 2.

FIGURE 5.11 – Superposition des transitions normalisées par rapport à l'intensité attendue en supposant l'ETL : le formiate de méthyle et 2 conformères de l'éthylène glycol aGg' et gGg'.

Conclusions et Perspectives

Conclusions

Les étoiles massives ($M \geq 8 M_{\odot}$) intéressent beaucoup l'astronomie moderne, en particulier pour le budget énergétique important qu'elles apportent au sein des galaxies et leur rôle essentiel dans l'évolution de la dynamique et de la chimie du milieu interstellaire. Cependant, la connaissance que nous avons sur les processus de formation d'étoiles massives n'est pas complète à ce jour. De par leur rareté, leur évolution rapide et les distances importantes par rapport à la Terre, observer les premières étapes de la vie des étoiles massives est un véritable défi. Mais grâce aux performances des nouveaux interféromètres, les réponses pourraient bientôt être dévoilées. En particulier, il sera peut-être possible de prouver l'existence de coeurs préstellaires massifs, analogues à ceux décrits par le modèle quasi-statique de la formation d'étoiles de faibles masses. Pour étudier les processus de formation d'étoiles massives, notre intérêt s'est porté sur le nuage moléculaire W43-MM1. C'est un sujet idéal, car il s'agit de l'une des régions de formation d'étoiles massives les plus importantes jamais observées dans la Galaxie, avec un taux de formation équivalant à $6000 M_{\odot}.Myr^{-1}$.

Motte et al. [2018b] ont identifié 131 sources dans W43-MM1 grâce à des observations à haute résolution spatiale avec l'interféromètre ALMA, parmi lesquelles se trouvent des sources compactes (1200 au) et très massives (jusqu'à $100 M_{\odot}$). Parmi l'ensemble de ces sources, l'étude des flots par Nony et al. [soumis] et la recherche de hot cores [Molet et al., en prép.] ont permis d'identifier les objets protostellaires, dont 15 massifs : 14 sont associés à des flots et 7 présentent un hot core. L'étude comparative de leurs contenus moléculaires a montré qu'un coeur de faible masse (#11, $2 M_{\odot}$) est comparable aux coeurs les plus massifs. La nature des objets qui ne présentent ni de flots, ni de hot core, reste indéterminée. Parmi ceux-ci il semble y avoir un très bon candidat préstellaire massif [Nony et al., 2018, Molet et al., 2019]. Grâce aux techniques d'analyse de spectroscopie rotationnelle, j'ai pu étudier le contenu moléculaire du candidat préstellaire massif (le coeur #6) pour préciser sa nature. Il s'agit d'une source montrant peu de raies dont certaines sont associées à des molécules complexes, et j'ai estimé la température entre 20 et 80 K. Les données actuelles ne permettent pas de conclure sur la nature exacte de cet objet, mais j'ai distingué 3 scénarios (coeur préstellaire, hot core en formation, un ou plusieurs hot-corinos formés) qui pourraient se distinguer grâce à des observations futures. Une nature purement préstellaire semble peu probable, notamment parce qu'on n'y détecte pas de N_2D^+ qui est un marqueur de faible température (< 20 K). Cependant, les résultats ont permis de mettre en avant le fait qu'il s'agit d'un objet unique relativement jeune, qui pourrait permettre de comprendre les premières étapes de formation des étoiles massives.

Pour cette analyse moléculaire, je me suis penché sur le problème de soustraction de l'émission continuum provenant des grains de poussière. Des méthodes statistiques ont récemment été développées [Jørgensen et al., 2016, Sanchez-Monge et al., 2017] pour faire face aux difficultés d'estimation du niveau continuum d'un spectre, rencontrées à cause de l'importante quantité de raies moléculaires qui sont détectées avec les hautes résolutions spectrales et sensibilités obtenues aujourd'hui. Ces méthodes se basent sur le profil de densité de flux, et diffèrent principalement par le choix de la procédure d'ajustement à utiliser. Je propose d'utiliser une fonction d'ajustement qui n'a pas encore été explorée, la gaussienne modifiée exponentiellement, car elle permet

de prendre en compte la contribution du continuum et des raies dans la distribution. Les simulations effectuées sur des spectres synthétiques semblables à ceux observés dans W43-MM1, avec de nombreuses raies d'émission, m'ont permis de mettre en avant la précision (erreur $< 2\%$ pour les coeurs denses) et la rapidité (~ 300 pix./sec. contre ~ 20 pix./sec. avec l'outil STATCONT) de cette méthode sur les régions de formation d'étoiles.

Enfin, je me suis intéressé au contenu moléculaire de l'ensemble de la région grâce à un relevé spectral effectué avec le télescope de 30 mètres de diamètre de l'IRAM. Alors que des relevés ont été effectués à l'échelle du parsec dans d'autres régions de formation d'étoiles, aucune analyse complète de ce genre n'avait été pratiquée pour W43-MM1 jusqu'à présent. En comparant les raies observées aux résultats d'autres relevés, j'ai pu proposer une interprétation préliminaire du contenu moléculaire. La quasi-totalité des raies au-dessus de 3σ semblent appartenir à des espèces communément détectées dans ce type de région, principalement des molécules complexes. Pour la recherche de molécules complexes plus atypiques, j'ai utilisé des méthodes automatiques de superposition de raies basées sur les prédictions des bases spectroscopiques. Cette analyse n'a rien donné de concluant pour l'instant. Enfin, en comparant les observations d'antenne unique avec les observations interférométriques, j'ai pu mettre en avant la présence d'émission étendue associée aux espèces H_2CO et C^{18}O , ainsi qu'à la raie de recombinaison $\text{H}41\alpha$.

Perspectives

W43-MM1 est une région très riche et complexe, ce qui veut dire que de nombreuses études restent à faire. En particulier, l'étude du candidat préstellaire massif a montré un manque de résolution spatiale et de bande spectrale pour obtenir des résultats concluants. La continuité principale de mes travaux sera d'établir une meilleure caractérisation de ce coeur grâce à l'apport de nouvelles données. Seul ALMA permet d'atteindre la résolution spatiale suffisante ($0,1''$, 500 au) pour une analyse plus approfondie, c'est pourquoi nous avons effectué deux nouvelles demandes d'observations (annexes C.3 et C.4). La première s'intéresse à la dynamique des coeurs (flots d'accrétion, turbulence) à 3 mm, à partir de traceurs de gaz dense. La bande spectrale (4,5 GHz) et la résolution spectrale (principalement 1 MHz, 3 km s^{-1}) demandées ne permettent pas de mieux étudier le contenu moléculaire du candidat préstellaire, car peu de raies sont attendues et nous avons montré qu'elles ont une largeur moyenne de 3 km s^{-1} . Pour compléter ces données, nous avons fait une demande d'observation à 1,3 mm d'un relevé spectral de 14 GHz avec une résolution spectrale de 0,5 MHz ($0,6 \text{ km s}^{-1}$), qui a été déclinée pour l'instant.

L'intérêt de cette région est aussi la présence de plusieurs coeurs massifs à différents stades d'évolution qui sont à la même distance, ce qui permet une comparaison directe de leurs propriétés. En particulier, l'étude du contenu moléculaire de tous les coeurs massifs pourra éventuellement révéler une relation avec le stade d'évolution. Nony et al. [soumis] déterminent des âges dynamiques à partir des flots et il sera intéressant de voir s'il y a une corrélation avec l'émission moléculaire.

Au cours de ma thèse, je n'ai pas pu exploiter le relevé spectral complet obtenu avec le 30m. Les travaux préliminaires que j'ai effectués montrent que les spectres de W43-MM1 révèlent de nombreuses raies associées à une multitude d'espèces complexes. L'analyse détaillée reste à effectuer, et permettrait de déterminer des statistiques sur la région, comme par exemple le taux de deutération et l'étude des espèces azotées et soufrées, pour aider à mieux comprendre la chimie dans les nuages denses massifs. Dans les données à 1,3 mm, il est possible d'appliquer des modèles pour distinguer les composantes des coeurs majeurs #1, 2 et 4, et ainsi faire une étude comparative de leur contenu moléculaire.

Les résultats surprenants du désaccord entre la fonction de masse initiale stellaire et la fonction de masse des coeurs dans W43-MM1 [Motte et al., 2018b] ont permis d'initier le projet ALMA-IMF, et ainsi d'obtenir des données à haute résolution de 14 autres protonuages massifs.

Ces observations apportent un large échantillon de données à exploiter pour étudier la formation des étoiles massives, et notamment la recherche de candidats préstellaires massifs, ainsi que pour l'étude de la chimie qui y règne. Pour cela, la méthode de soustraction de continuum que je propose pourrait jouer un rôle important. Récemment, il a été démontré qu'il est possible de reconstruire la partie gaussienne d'une fonction gaussienne modifiée exponentiellement à partir de la dérivée première [Kalambet, 2019]. La conséquence de cette propriété permettrait dans notre cas de s'affranchir de la contribution des raies dans le profil de densité, et ainsi de déterminer le niveau continuum d'un spectre de la manière la plus précise qu'il soit. Les premiers résultats que j'ai obtenus sont encourageants, et je souhaiterais implémenter cette amélioration à ma procédure pour pouvoir proposer la méthode la plus efficace d'estimation du niveau continuum dans les nuages moléculaires.

Annexe A

Articles publiés

A.1 Détection d'un candidat préstellaire massif dans W43-MM1

A&A 618, L5 (2018)

T. Nony, F. Louvet, F. Motte, J. Molet, K. Marsh, E. Chapillon, A. Gusdorf, N. Brouillet, S. Bontemps, T. Csengeri, D. Despois, Q. Nguyen Luong, A. Duarte-Cabral, et A. Maury

A.2 Analyse moléculaire d'un candidat préstellaire massif dans W43-MM1

A&A 626, A132 (2019)

J. Molet, N. Brouillet, T. Nony, A. Gusdorf, F. Motte, D. Despois, F. Louvet, S. Bontemps, et F. Herpin

LETTER TO THE EDITOR

Detection of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

T. Nony¹, F. Louvet², F. Motte^{1,3}, J. Molet⁴, K. Marsh⁵, E. Chapillon^{6,4}, A. Gusdorf⁷, N. Brouillet⁴, S. Bontemps⁴, T. Csengeri⁸, D. Despois⁴, Q. Nguyen Luong⁹, A. Duarte-Cabral⁵, and A. Maury³

¹ Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France
 e-mail: thomas.nony@univ-grenoble-alpes.fr

² Departamento de Astronomia de Chile, Universidad de Chile, Santiago, Chile

³ AIM, CEA, CNRS, Université Paris-Saclay, Université Paris Diderot, Sorbonne Paris Cité, 91191 Gif-sur-Yvette, France

⁴ OASU/LAB, Univ. de Bordeaux – CNRS/INSU, 36615 Pessac, France

⁵ School of Physics and Astronomy, Cardiff University, Queens Buildings, The Parade, Cardiff CF24 3AA, UK

⁶ Institut de RadioAstronomie Millimétrique (IRAM), Grenoble, France

⁷ LERMA, CNRS, Observatoire de Paris, École Normale Supérieure, 24 rue Lhomond, 75231 Paris Cedex 05, France

⁸ Max-Planck-Institut für Radioastronomie, Auf dem Hügel 69, 53121 Bonn, Germany

⁹ Canadian Institute for Theoretical Astrophysics, University of Toronto, 60 St. George Street, Toronto, ON M5S 3H8, Canada

Received 16 July 2018 / Accepted 27 September 2018

ABSTRACT

Aims. To constrain the physical processes that lead to the birth of high-mass stars it is mandatory to study the very first stages of their formation. We search for high-mass analogs of low-mass prestellar cores in W43-MM1.

Methods. We conducted a 1.3 mm ALMA mosaic of the complete W43-MM1 cloud, which has revealed numerous cores with ~ 2000 au FWHM sizes. We investigated the nature of cores located at the tip of the main filament, where the clustering is minimum. We used the continuum emission to measure the core masses and the $^{13}\text{CS}(5-4)$ line emission to estimate their turbulence level. We also investigated the prestellar or protostellar nature of these cores by searching for outflow signatures traced by CO(2-1) and SiO(5-4) line emission, and for molecular complexity typical of embedded hot cores.

Results. Two high-mass cores of ~ 1300 au diameter and $\sim 60 M_{\odot}$ mass are observed to be turbulent but gravitationally bound. One drives outflows and is associated with a hot core. The other core, W43-MM1#6, does not yet reveal any star formation activity and thus is an excellent high-mass prestellar core candidate.

Key words. stars: formation – stars: protostars – stars: massive – submillimeter: ISM – ISM: clouds

1. Introduction

Despite the large efforts made in the past ten years to improve our understanding of the formation of high-mass stars, two competing families of models remain. In the “core-fed” or “core-accretion” models, a high-mass star forms through the monolithic collapse of a massive, turbulent prestellar core that formed quasi-statically (e.g., McKee & Tan 2003). This preassembled core is in virial equilibrium, similar to low-mass prestellar cores, but supported by some magnetic and/or supersonic turbulent pressure that prevents the subfragmentation of this core. A few high-mass prestellar core candidates have been reported (Bontemps et al. 2010; Duarte-Cabral et al. 2013; Wang et al. 2014) but more examples are needed to support this scenario.

On the other hand, the “clump-fed” models involve the gas mass reservoir surrounding individual cores through dynamical processes in their parental cloud. These models propose the rapid growth of cores via competitive accretion of the common cloud mass reservoir (e.g., Bonnell & Bate 2006) or via accretion streams associated with the global hierarchical collapse of clouds (e.g., Smith et al. 2009; Vázquez-Semadeni et al. 2017). Observationally, there is a growing body of evidences in favor of dynamical, clump-fed models (e.g., Schneider et al. 2010; Csengeri et al. 2011; Peretto et al. 2013; Henshaw et al. 2014;

Louvet et al. 2016). In the empirical evolutionary sequence recently proposed for the formation of high-mass stars, the high-mass prestellar core phase does not even exist and high-mass protostellar cores form from low-mass protostellar cores, which accrete further material from their parental massive dense core (MDC; Motte et al. 2018a).

Imaging cold, high-mass star-forming clouds is needed to reach a consensus on the existence of a high-mass prestellar core phase. W43, located at 5.5 kpc from the Sun (Zhang et al. 2014), contains two of the largest groups of molecular clouds in the first Galactic quadrant, among them W43-MM1 (Nguyen Luong et al. 2011, 2013). This 6 pc^2 ridge has a $2 \times 10^4 M_{\odot}$ mass and qualifies as “mini-starburst” because its star formation activity is reminiscent of that of starburst galaxies (SFR $\sim 6000 M_{\odot} \text{ Myr}^{-1}$; Motte et al. 2003; Louvet et al. 2014). Imaged with ALMA, W43-MM1 revealed one of the youngest and richest clusters of high-mass cores in the Milky Way (Motte et al. 2018b).

In the present paper, we characterize two high-mass cores located in the least clustered part of W43-MM1 and report on the possible discovery of one high-mass prestellar core. From the observations presented in Sect. 2, we derive the core characteristics using dust continuum (see Sect. 3.1) and investigate their gravitational boundedness and evolutionary status with

A&A 618, L5 (2018)

molecular line observations (see Sects. 3.2 and 3.3). Core properties are then used in Sect. 4 to discuss their prestellar versus protostellar nature and the most probable physical process forming high-mass stars in W43-MM1.

2. Observations and data reduction

Observations were carried out in Cycle 2 between July 2014 and June 2015 (project #2013.1.01365.S), with ALMA 12 m and 7 m (ACA) arrays and baselines ranging from 7.6 m to 1045 m. W43-MM1 was imaged with a $78'' \times 53''$ ($2.1 \text{ pc} \times 1.4 \text{ pc}$) mosaic composed of 33 fields with the 12 m array and 11 fields with ACA. In the 12 m configuration, the primary beam is of $26.7''$ ($45.8''$ with ACA) and the maximum detectable scale is of $12''$ ($21''$ with ACA). Parameters of the four spectral windows used in this study are presented in Table 1. Data were reduced in CASA 4.3.1, applying manual and self-calibration scripts.

We then used the CLEAN algorithm with a robust weight of 0.5 and the multiscale option to minimize interferometric artifacts due to missing short spacings. Core extraction was carried out on the 12 m continuum data providing the best resolution (synthesized beam of $0.37'' \times 0.53''$, $\sim 2400 \text{ au}$ at 5.5 kpc) and the best sensitivity ($0.13 \text{ mJy beam}^{-1}$ on the 1.9 GHz averaged map). For the molecular line studies we used the merged (12 m + 7 m) data with characteristics given in Table 1.

3. Result and analysis

3.1. Core extraction and mass estimation

Compact sources were extracted using getsources (v1.140127), a multiscale, multiwavelength source-extraction algorithm (Men'shchikov et al. 2012). The final getsources catalogs of the W43-MM1 cloud contains 131 reliable sources presented in Motte et al. (2018b). Among these sources, 13 high-mass cores with masses from 16 to $100 M_{\odot}$ are expected to form high-mass stars, assuming a 50% core-to-star efficiency for these very high-density cores. They have diameters ranging from 1200 to 2600 au once deconvolved from the $0.44''$ beam. These cores are outlined with ellipses on the 1.3 mm continuum map of Fig. 1. We chose to focus on cores #3 and #6, two high-mass cores located at the western tip of the main filament (see Fig. 1), where the blending associated with clustering is minimum. Table 2 lists their coordinates, Gaussian full width at half maximum (FWHM) sizes, peak, and integrated fluxes.

The (gas + dust) mass of a core, having uniform opacity throughout its solid angle, is given by

$$M_{\text{core}} = -\frac{\Omega_b d^2}{\kappa_{1.3 \text{ mm}}} \ln \left(1 - \frac{S_{1.3 \text{ mm}}^{\text{peak}}}{\Omega_b B_{1.3 \text{ mm}}(T_{\text{dust}})} \right) \times \frac{S_{1.3 \text{ mm}}^{\text{int}}}{S_{1.3 \text{ mm}}^{\text{peak}}}, \quad (1)$$

where Ω_b is the solid angle of the beam, $d = 5.5 \text{ kpc}$ is the distance to the core, $\kappa_{1.3 \text{ mm}}$ is the dust opacity per unit of (gas + dust) mass at 1.3 mm, $S_{1.3 \text{ mm}}^{\text{int}}$ and $S_{1.3 \text{ mm}}^{\text{peak}}$ are the peak and integrated fluxes of the core and $B_{1.3 \text{ mm}}(T_{\text{dust}})$ is the Planck function at dust temperature T_{dust} .

The 1.3 mm continuum flux of a core arises mainly from thermal dust emission, which is generally optically thin. This is no longer the case for the densest, most massive cores. Equation (1) thus includes a correction for dust opacity, which increases the mass of cores #3 and #6 by 20%. Fluxes given in Table 2 are also corrected for contamination by free-free and line emission (see details in Motte et al. 2018b). The mean dust

Table 1. Parameters of the merged data spectral windows.

Spectral window	ν_{obs} (GHz)	Bandwidth (MHz)	Resolution (") (km s ⁻¹)		rms ^a
SiO(5-4)	217.033	234	0.48	0.3	2.5
CO(2-1)	230.462	469	0.46	1.3	3.1
¹³ CS(5-4)	231.144	469	0.46	0.3	3.1
Continuum	233.4	1875	0.43	1.3	1.9

Notes. ^(a) 1σ rms in (mJy beam^{-1}). 1 mJy beam^{-1} corresponds to 0.12 K at 233.4 GHz .

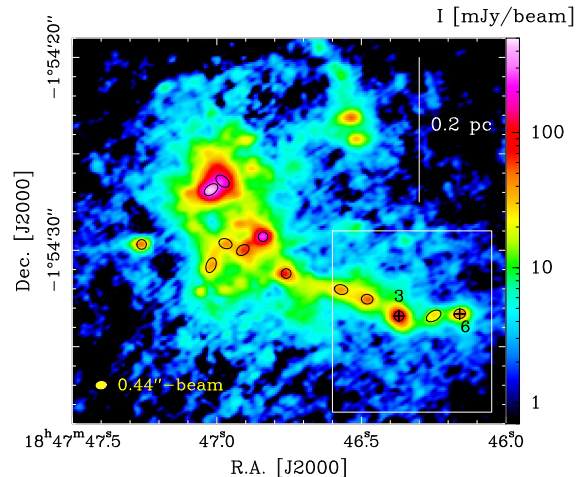


Fig. 1. Thirteen high-mass cores ($M_{\text{core}} > 16 M_{\odot}$, black ellipses) discovered in the W43-MM1 protocluster (see Motte et al. 2018b). The white box outlines the zoom of Figs. 2a,b toward two very massive cores in the least clustered part of the main filament (#3 and #6, black crosses).

temperature of cores was estimated by applying the Bayesian PPMAP procedure (Marsh et al. 2015) to all existing continuum data of W43-MM1 (see Fig. 3 of Motte et al. 2018b). We adopted $\kappa_{1.3 \text{ mm}} = 0.01 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ as being the most appropriate for the high-density, $n_{\text{H}_2} \sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$, cool to warm, 20–40 K, cores. The absolute uncertainties on core masses is estimated to be about a factor of two. Table 2 lists the assumed temperatures and derived masses, $M_{\text{core}} = 59 M_{\odot}$ and $56 M_{\odot}$ for cores #3 and #6, respectively.

3.2. Virial mass and gravitational boundedness

To qualify as stellar progenitors, cores must be gravitationally bound. We characterize the isotropic turbulence of cores listed in Table 2 using the $J = 5-4$ transition of ¹³CS, a good tracer of high-density gas (critical density $\sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$). The ¹³CS emission peaks toward high-mass cores but is also detected along their parental filament and their outflow. We thus subtracted, from each core spectrum, the contribution of the core parental filament and outflow before fitting a Gaussian (see Fig. A.1). The line FWHM given in Table 2 corresponds to the average of the fits before and after this subtraction. The line widths are large, $\Delta V_{13\text{CS}} \sim 4.0 \text{ km s}^{-1}$ and $\sim 3.3 \text{ km s}^{-1}$, for cores #3 and #6, respectively.

The virial mass, M_{vir} , is measured as

$$M_{\text{vir}} = 3 \left(\frac{5 - 2n}{3 - n} \right) \frac{\sigma_{\text{NT}}^2 FWHM}{G}, \quad (2)$$

T. Nony et al.: Detection of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

Table 2. Cores' main characteristics derived from ALMA observations.

Cores	RA (J2000)	Dec (J2000)	FWHM (au)	$S_{1.3\text{mm}}^{\text{peak}}$ (mJy beam $^{-1}$)	$S_{1.3\text{mm}}^{\text{int}}$ (mJy)	T_{dust} (K)	M_{core} (M_{\odot})	$\Delta V_{13\text{CS}}$ (km s $^{-1}$)	α_{vir}^a	Outflow lobes (pc)
#3	18:47:46.37	-1:54:33.41	1200	109 ± 2	222 ± 2	45 ± 2	59 ± 4	4.0 ± 0.3	0.2	0.12
#6	18:47:46.16	-1:54:33.30	1300	46.8 ± 0.8	94 ± 1	23 ± 2	56 ± 9	3.3 ± 0.2	0.2–0.3	<0.01

Notes. ^(a)Virial parameter, $\alpha_{\text{vir}} = M_{\text{vir}}/M_{\text{core}}$, calculated with density indexes of $n = 2$ for both cores and $n = 0$ for core #6.

where n is the index of the density profile ($\rho \propto r^{-n}$), σ_{NT} is the 1D nonthermal velocity dispersion, FWHM is the deconvolved size of cores, and G is the gravitational constant. We assume a density index of $n = 2$ (case of a centrally concentrated protostar) for both cores and $n = 0$ (case of a flat starless core) for core #6, whose nature could be prestellar (see Sect. 4). The parameter σ_{NT} is derived by subtracting the thermal component from the total velocity dispersion, $\sigma_{\text{NT}}^2 = \sigma^2 - \sigma_{\text{th}}^2 = \frac{\Delta V_{13\text{CS}}^2}{8 \ln(2)} - \frac{k_{\text{B}} T_{\text{dust}}}{\mu_{13\text{CS}} m_{\text{H}}}$, where $\mu_{13\text{CS}} = 45$ is the ^{13}CS molecular weight, k_{B} is the Boltzmann constant, and m_{H} is the hydrogen mass. Given that their virial parameters are well below unity, $\alpha_{\text{vir}} = M_{\text{vir}}/M_{\text{core}} = 0.2\text{--}0.3$, even with a factor of two uncertainty on masses, cores #3 and #6 are gravitationally bound and could be collapsing if no extra support, such as from magnetic fields, prevents it.

3.3. Search for signposts of protostellar activity

Gas outflows associated with accretion are certainly the best, systematic signpost of protostellar activity. We integrated the high-velocity line wings of CO(2-1) and SiO(5-4) around the systemic velocities $V_{\text{LSR}} \simeq 96$ km s $^{-1}$ for core #6 and 98 km s $^{-1}$ for core #3. The resulting lobes of bipolar outflows shown in Figs. 2a,b present an excellent agreement between the CO(2-1) and SiO(5-4) line tracers. While core #3 unambiguously drives a well-developed outflow (see Figs. 2a,b and Table 2), the weak blue-shifted emission detected both in CO(2-1) and SiO(5-4) toward core #6 is probably not associated with this core. As shown in Fig. A.2, the SiO(5-4) emission consists of two components. One decreasing from core #18 to location A (see Fig. 2b) is associated with the outflow of core #18. Another component peaking at location B could be associated with low-velocity shocks such as those observed by Louvet et al. (2016). Core #6 thus seems to lack protostellar outflow but more sensitive and higher resolution observations (see Table 1) will be needed to confirm this finding.

The detection of line forests in spectral bands indicates molecular complexity (e.g., Herbst & van Dishoeck 2009) and is often used to pinpoint hot cores. Figure 3 shows the 1.9 GHz spectral band at 233.5 GHz for cores #3 and #6. Very few lines are detected toward core #6: few transition lines associated with methanol and methyl formate are detected at a $\sim 3\sigma$ level in the continuum spectral window of core #6. A careful analysis and modeling of the peculiar chemical complexity toward this core (Molet et al., in prep.) aims to interpret it in terms of protostellar heating, small-scale, or even large-scale shocks. These features are in strong contrast with the line forest observed for core #3 (see Fig. 3). We also performed a quantitative measurement of the richness of the line forest by comparing the flux integrated over a line-free composite band of 65 MHz with the flux integrated over the 1.9 GHz full band, consisting of the sum of the line-free plus line-contamination fluxes. Line contamination, estimated by its the ratio to the line-free continuum flux, is $>13\%$ for core #3 and $\sim 0\%$ toward core #6 (Motte et al. 2018b).

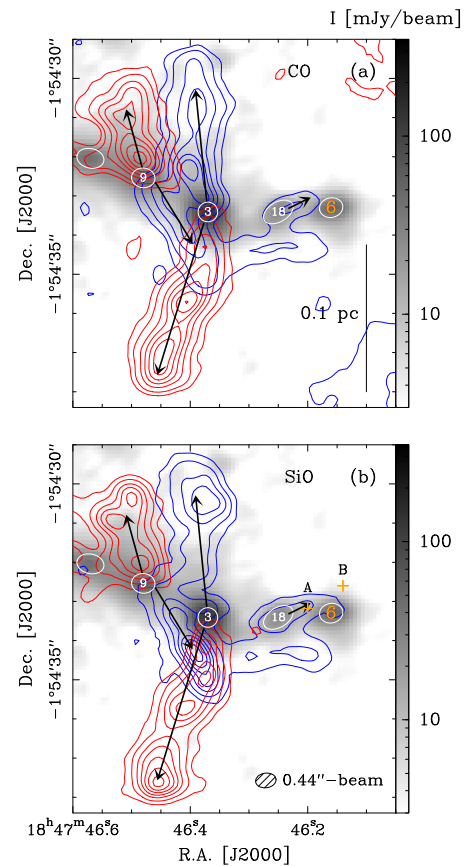


Fig. 2. Outflows driven by cores #3, #9, and #18. Blue and red contours from the CO(2-1) (panel a) and SiO(5-4) (panel b) line wings are overplotted on the 1.3 mm continuum emission in grayscale. Lines are integrated over 38–88 km s $^{-1}$ (60–90 km s $^{-1}$) for the CO (resp. SiO) blue contours, and over 108–158 km s $^{-1}$ (104–134 km s $^{-1}$) for the CO (resp. SiO) red contours. CO contour levels are, in units of $\sigma_{\text{CO}} = 86$ mJy beam $^{-1}$ km s $^{-1}$, 6 and 15–115 by 20 steps. They are for SiO, in unit of $\sigma_{\text{SiO}} = 18.5$ mJy beam $^{-1}$ km s $^{-1}$, 5 and from 15 to 90 by 15 steps. Ellipses represent the FWHM diameter of cores extracted by getsources, crosses indicate locations A and B, and arrows indicate the outflow directions.

These results suggest that core #3 hosts a hot core while core #6 may not yet.

4. Discussion and conclusions

The two cores discussed in this work have remarkably large masses, $\sim 60 M_{\odot}$, given their small diameters, ~ 1300 au (see Table 2), leading to extreme densities, $n_{\text{H}_2} \sim 10^9$ cm $^{-3}$. In Fig. 4, cores #3 and #6 are compared to cores of a few 1000 au sizes found within cold MDCs (0.1 pc). These two cores are among the most massive detected so far at 1000–2000 au scales. They have high turbulent levels, $\sigma \sim 1.5$ km s $^{-1}$ corresponding

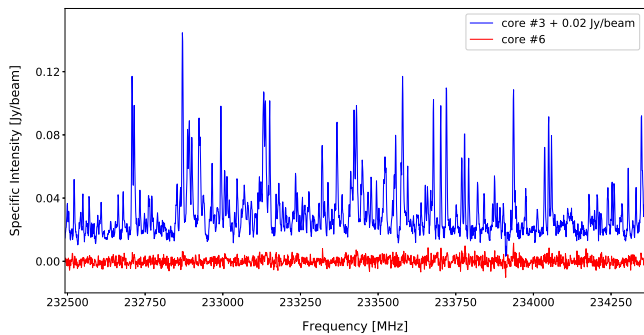


Fig. 3. Continuum-subtracted spectra of the 1.9 GHz band used to estimate the 1.3 mm continuum emission of cores. Core #3 stands out with a rich line forest, whereas very few lines are observed toward core #6.

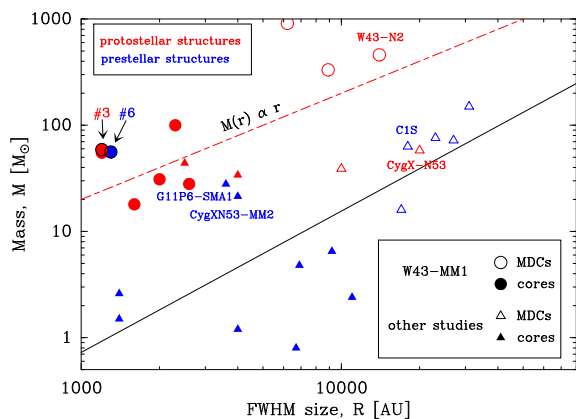


Fig. 4. Extremely massive ~ 1000 au-scale cores #3 and #6 and their parental MDCs in W43-MM1 (circles; Louvet et al. 2014; Motte et al. 2018b), compared to cores and MDCs of references studies (triangles; Bontemps et al. 2010; Tan et al. 2013; Wang et al. 2014; Tigé et al. 2017; Louvet et al. 2016). In these studies, masses are calculated from millimeter continuum with the same assumptions: dust temperature evaluated from large-scale spectral energy distribution fit (except for Wang et al. 2014 which use NH_3), gas-to-dust ratio of 100 (except for Tan et al. 2013 which use 141), and an opacity index of 1.5. Cores #3 and #6 lie well above the empirical massive star formation threshold proposed by Kauffmann & Pillai (2010; black line).

to Mach number ~ 4.5 , which resemble those observed for ten-times larger young MDCs (e.g., Ragan et al. 2012; Kauffmann et al. 2013) and probably testifies to the high dynamics observed in W43-MM1 (e.g., Nguyen Luong et al. 2013; Louvet et al. 2016). Despite that, these cores have low virial parameters, $\alpha_{\text{vir}} = 0.2\text{--}0.3$, which proves they are gravitationally bound and could be collapsing if no extra support such as magnetic field prevents it. Core #3 drives a bipolar outflow (see Figs. 2a,b) and displays molecular complexity possibly associated with hot core emission (see Fig. 3). In contrast, core #6 shows no signs of protostellar activity. We currently cannot rule out the existence of an unresolved outflow and/or a small and embedded hot core, but core #6 is, for now, an excellent high-mass prestellar core candidate.

Core #6 could therefore be among the very few examples representing the initial conditions of the McKee & Tan (2003) model of high-mass star formation. In detail, this turbulent-core accretion model assumes that a $\sim 12\,000$ au core with $\sim 60 M_{\odot}$ and $\sigma \sim 1 \text{ km s}^{-1}$ is quasi-statically assembled. Observationally, however, most of the $10\,000$ au cloud structures subfragment in protostars (Bontemps et al. 2010; Tan et al. 2016) or

dissolve into low-mass cores (Kong et al. 2017; Louvet et al. 2017). In contrast core #6, with its $56 M_{\odot}$ mass within 1300 au, keeps a large fraction, $\sim 12\%$, of its parental MDC mass (W43-N2, Louvet et al. 2014). This gas concentration tends to follow the $M(r) \propto r$ relation predicted for gravitationally bound cores such as Bonnor Ebert spheres (see Fig. 4). Core #6 is also twice more massive than the few other high-mass prestellar core candidates, including CygXN53-MM2 (Bontemps et al. 2010; Duarte-Cabral et al. 2013) and G11P6-SMA1 (Wang et al. 2014).

Given that cores #3 and #6 have the same masses but different evolutionary stages, we use these cores to illustrate the evolutionary sequence proposed by Motte et al. (2018a). Core #3 is a high-mass core, hosting a stellar embryo massive enough to power a hot core. This would then correspond to the IR-quiet or IR-bright protostellar core phases, which are steps 4 and 5 of this scenario. Core #6 itself could either be a high-mass prestellar core or a very young high-mass protostellar core, hosting a very low-mass stellar embryo. While the existence of a high-mass prestellar phase is refuted in Motte et al. (2018a), the second interpretation would put core #6 in the IR-quiet protostellar core phase (step 4).

The mass-to-luminosity ratio, often used as an indicator of the evolutionary stage of cores, complies with core #6 being younger than core #3. Motte et al. (2018b) roughly evaluated the bolometric luminosity of cores from the total luminosity of W43-MM1, $\sim 2 \times 10^4 L_{\odot}$ (Motte et al. 2003), divided between the cores in proportion to their line contamination. These luminosities, $L \sim 10 L_{\odot}$ for cores #6 and $\sim 1000 L_{\odot}$ for cores #3, lead to ratios of $M_{\text{core}}/L_{\text{bol}} \sim 6 M_{\odot} L_{\odot}^{-1}$ and $\sim 0.06 M_{\odot} L_{\odot}^{-1}$ for cores #6 and #3, respectively. These decreasing ratios, for cores of similar sizes and masses, indicates an increasing proportion of gas in the stellar embryo relative to the cold core and thus an evolution in time through the high-mass star-formation process.

We have proposed that core #6 could represent the initial conditions of the turbulent-core monolithic-collapse model (McKee & Tan 2003). However, since W43-MM1 is a very dynamical cloud (Louvet et al. 2016), its cores are expected to simultaneously collapse and grow in mass from their surrounding cloud gas. Therefore, core #6 may be more consistent with the earliest stage of the accretion-stream model of Smith et al. (2009) and Vázquez-Semadeni et al. (2017) than with the quasi-static preassembled core taken for initial conditions in the model of McKee & Tan (2003).

Acknowledgements. We thank A. Men'shchikov for his help on getsources. This paper makes use of the following ALMA data: #2013.1.01365.S. ALMA is a partnership of ESO (representing its member states), NSF (USA), and NINS (Japan), together with NRC (Canada), MOST 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. This project has received funding from the European Union's Horizon 2020 research and innovation program StarFormMapper under grant agreement No 687528. This work was supported by the Programme National de Physique Stellaire and Physique et Chimie du Milieu Interstellaire (PNPS and PCMI) of CNRS/INSU (with INC/INP/IN2P3) co-funded by CEA and CNES.

References

- Bonnell, I. A., & Bate, M. R. 2006, *MNRAS*, **370**, 488
 Bontemps, S., Motte, F., Csengeri, T., & Schneider, N. 2010, *A&A*, **524**, A18
 Csengeri, T., Bontemps, S., Schneider, N., Motte, F., & Dib, S. 2011, *A&A*, **527**, A135
 Duarte-Cabral, A., Bontemps, S., Motte, F., et al. 2013, *A&A*, **558**, A125
 Henshaw, J. D., Caselli, P., Fontani, F., Jiménez-Serra, I., & Tan, J. C. 2014, *MNRAS*, **440**, 2860
 Herbst, E., & van Dishoeck, E. F. 2009, *ARA&A*, **47**, 427
 Kauffmann, J., & Pillai, T. 2010, *ApJ*, **723**, L7

T. Nony et al.: Detection of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

- Kauffmann, J., Pillai, T., & Goldsmith, P. F. 2013, *ApJ*, 779, 185
- Kong, S., Tan, J. C., Caselli, P., et al. 2017, *ApJ*, 834, 193
- Louvet, F., Motte, F., Hennebelle, P., et al. 2014, *A&A*, 570, A15
- Louvet, F., Motte, F., Gusdorf, A., et al. 2016, *A&A*, 595, A122
- Louvet, F., Neupane, S., Motte, F., et al. 2017, *A&A*, submitted
- Marsh, K., Whitworth, A., & Lomax, O. 2015, *MNRAS*, 454, 4282
- McKee, C. F., & Tan, J. C. 2003, *ApJ*, 585, 850
- Men'shchikov, A., André, P., Didelon, P., et al. 2012, *A&A*, 542, A81
- Motte, F., Schilke, P., & Lis, D. C. 2003, *ApJ*, 582, 277
- Motte, F., Bontemps, S., & Louvet, F. 2018a, *ARA&A*, 56, 41
- Motte, F., Nony, T., Louvet, F., et al. 2018b, *Nat. Astron.*, 2, 478
- Nguyen Luong, Q., Motte, F., Schuller, F., et al. 2011, *A&A*, 529, A41
- Nguyen Luong, Q., Motte, F., Carlhoff, P., et al. 2013, *ApJ*, 775, 88
- Peretto, N., Fuller, G. A., Duarte-Cabral, A., et al. 2013, *A&A*, 555, A112
- Ragan, S. E., Heitsch, F., Bergin, E. A., & Wilner, D. 2012, *ApJ*, 746, 174
- Schneider, N., Csengeri, T., Bontemps, S., et al. 2010, *A&A*, 520, A49
- Smith, R. J., Longmore, S., & Bonnell, I. 2009, *MNRAS*, 400, 1775
- Tan, J. C., Kong, S., Butler, M. J., Caselli, P., & Fontani, F. 2013, *ApJ*, 779, 96
- Tan, J. C., Kong, S., Zhang, Y., et al. 2016, *ApJ*, 821, L3
- Tigé, J., Motte, F., Russeil, D., et al. 2017, *A&A*, 602, A77
- Vázquez-Semadeni, E., González-Samaniego, A., & Colín, P. 2017, *MNRAS*, 467, 1313
- Wang, K., Zhang, Q., Testi, L., et al. 2014, *MNRAS*, 439, 3275
- Zhang, B., Moscadelli, L., Sato, M., et al. 2014, *ApJ*, 781, 89

Appendix A

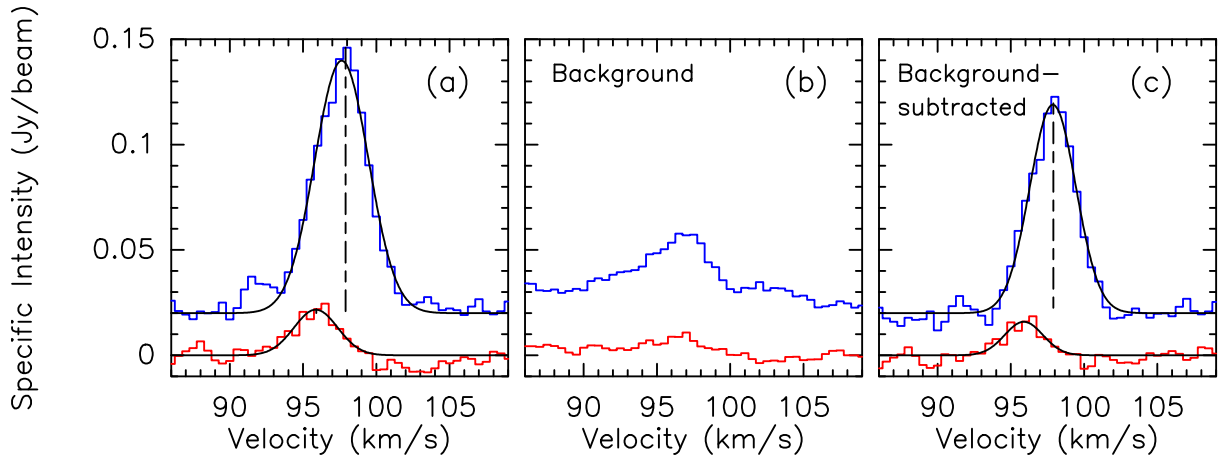


Fig. A.1. Spectra of the ^{13}CS line detected toward the continuum peak of core #3 (in blue with a $0.02 \text{ Jy beam}^{-1}$ offset) and core #6 (in red), before (*panel a*) and after (*panel c*) subtraction of their parental filament and outflow emission (*panel b*). Black curves are the Gaussian fits used to measure the line widths of the cores: $\Delta V_{^{13}\text{CS}} = 4.3 \text{ km s}^{-1}$ and 3.7 km s^{-1} for core #3, $\Delta V_{^{13}\text{CS}} = 3.5 \text{ km s}^{-1}$ and 3.1 km s^{-1} for core #6 before and after background subtraction, respectively.

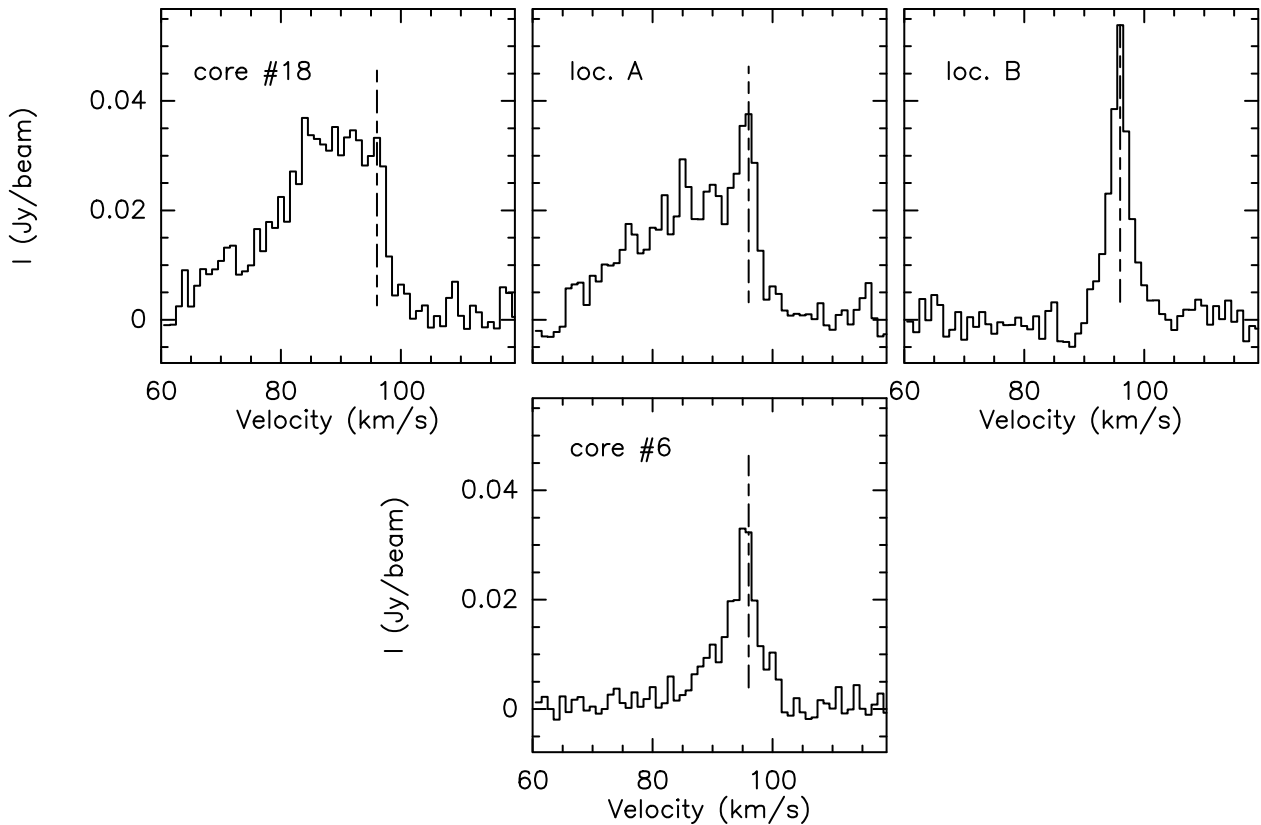


Fig. A.2. Spectra of the SiO(5-4) line toward the continuum peak of cores #6 and #18 and toward locations A and B (see Fig. 2b and Sect. 3.3). The vertical dashed lines indicate the velocity of the SiO line at location B (96 km s^{-1}).

Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

J. Molet¹, N. Brouillet¹, T. Nony², A. Gusdorf^{3,4}, F. Motte^{2,5}, D. Despois¹, F. Louvet⁶, S. Bontemps¹, and F. Herpin¹

¹ Laboratoire d'astrophysique de Bordeaux, Université de Bordeaux, CNRS, B18N, allée Geoffroy Saint-Hilaire, 33615 Pessac, France
 e-mail: jordan.molet@u-bordeaux.fr

² Université Grenoble Alpes, CNRS, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble, 38000 Grenoble, France

³ Laboratoire de Physique de l'École normale supérieure, ENS, Université PSL, CNRS, Sorbonne Université, Université Paris-Diderot, Sorbonne Paris Cité, Paris, France

⁴ LERMA, Observatoire de Paris, PSL Research University, CNRS, Sorbonne Université, UPMC Université Paris 06, 75231 Paris, France

⁵ AIM Paris-Saclay Département d'Astrophysique, CEA, CNRS, Univ. Paris Diderot, CEA-Saclay, 91191 Gif-sur-Yvette Cedex, France

⁶ Departamento de Astronomía de Chile, Universidad de Chile, Santiago, Chile

Received 19 March 2019 / Accepted 11 May 2019

ABSTRACT

Context. High-mass analogues of low-mass prestellar cores are searched for to constrain the models of high-mass star formation. Several high-mass cores, at various evolutionary stages, have been recently identified towards the massive star-forming region W43-MM1 and amongst them a high-mass prestellar core candidate.

Aims. We aim to characterise the chemistry in this high-mass prestellar core candidate, referred to as W43-MM1 core #6, and its environment.

Methods. Using ALMA high-spatial resolution data of W43-MM1, we have studied the molecular content of core #6 and a neighbouring high-mass protostellar core, referred to as #3, which is similar in size and mass to core #6. We first subtracted the continuum emission using a method based on the density distribution of the intensities on each pixel. Then, from the distribution of detected molecules, we identified the molecules centred on the prestellar core candidate (core #6) and those associated to shocks related to outflows and filament formation. Then we constrained the column densities and temperatures of the molecules detected towards the two cores.

Results. While core #3 appears to contain a hot core with a temperature of about 190 K, core #6 seems to have a lower temperature in the range from 20 to 90 K from a rotational diagram analysis. We have considered different source sizes for core #6 and the comparison of the abundances of the detected molecules towards the core with various interstellar sources shows that it is compatible with a core of size 1000 au with $T = 20$ –90 K or a core of size 500 au with $T \sim 80$ K.

Conclusions. Core #6 of W43-MM1 remains one of the best high-mass prestellar core candidates even if we cannot exclude that it is at the very beginning of the protostellar phase of high-mass star formation.

Key words. stars: formation – stars: massive – ISM: abundances – ISM: molecules – radio lines: ISM

1. Introduction

Understanding high-mass stars ($M > 8 M_{\odot}$) is crucial in modern astrophysics since their energy budget towards the interstellar medium is the most important contribution coming from stars. They form in massive dense cores of $\sim 100 M_{\odot}$ within ~ 0.1 pc (Motte et al. 2007; Bontemps et al. 2010), by processes far less understood than for low-mass stars. Whereas low-mass stars have clear distinct phases of evolution from prestellar cores to young stars, we do not know if a prestellar core phase also exists for high-mass stars. While the UV radiation pressure problem (Wolfire & Cassinelli 1987) is mostly solved in most recent 3D modelling, two competitive models remain: the “core-fed” model (e.g. McKee & Tan 2003) and the “clump-fed” model (e.g. Bonnell & Bate 2006; Smith et al. 2009; Vázquez-Semadeni et al. 2017). The first model supposes the existence of starless massive dense cores, whereas, for the second one, low-mass prestellar cores can become high-mass protostars by collecting surrounding gas. The observation of a high-mass prestellar core is challenging due to the lower number of high-mass stars

compared to the number of low-mass stars (only $\sim 1\%$ of the Galactic stellar population) and the short duration of the hypothetical prestellar phase ($\sim 10^4$ – 10^5 yr; Tigé et al. 2017, and references therein). Motte et al. (2018a) and Louvet (2018) list the current high-mass prestellar core candidates: CygX-N53-MM2 (Duarte-Cabral et al. 2014), G11.92-0.61-MM2 (Cyganowski et al. 2014), G11.11-P6-SMA1 (Wang et al. 2014), G028CA9 (Kong et al. 2017), and W43-MM1#6 (Nony et al. 2018). No detailed study about their molecular content has been done so far. We investigate here the latter one, W43-MM1#6.

The W43-MM1 ridge is a massive molecular cloud of $2 \times 10^4 M_{\odot}$ contained in 6 pc^2 . It is the main submillimeter fragment of the W43 complex (Motte et al. 2003; Nguyen-Luong et al. 2013), located at the end of the Galactic bar at a distance of 5.5 kpc from the Sun (Nguyen Luong et al. 2011; Zhang et al. 2014). W43-MM1 is associated to OH, CH₃OH, and H₂O masers (respectively Braz & Epchtein 1983; Walsh et al. 1998; Valdetarro et al. 2001), which are high-mass stellar activity signposts (Motte et al. 2003). At 0.05 pc resolution, W43-MM1 appears as a mini-starburst cluster with a high star formation

rate of $6000 M_{\odot} \text{Myr}^{-1}$ and N1a as the most massive dense core (Louvet et al. 2014). Louvet et al. (2016) identified a large-scale shock (~ 5 pc) along the filament, consistent with numerical models of a collision of two giant molecular clouds (e.g. Wu et al. 2017), and intermediate-scale shocks (~ 0.2 pc) tracing protostellar outflows. The presence of small-scale shocks due to the collision of gas inflows on the cores has been suggested but not observed yet probably because of the limited sensitivity and/or angular resolution. More recently, Motte et al. (2018b) identified a large population of cores with ~ 2000 au typical sizes, and numerous high-mass cores. This suggests that W43-MM1 is one of the youngest and richest clusters of high-mass cores in the Milky Way. This sample is thus excellent to search for a high-mass prestellar core (Nony et al. 2018).

Two neighbouring cores with the same size and mass have been studied by Nony et al. (2018). The first core, identified as core #3, has clear outflows traced by SiO(5–4) and CO(2–1) transitions and a line forest seen over the continuum band, which qualifies it as a protostellar object. Core #6 in contrast does not show any outflow and just a few lines are seen in the continuum band; it is thus a good high-mass prestellar core candidate. During the evolution from the molecular cloud to the formation of the protostar, the composition of the gas evolves (e.g. Gerner et al. 2014). The formation and destruction of molecules depend on the density of the environment, temperature, time, and dynamics. A rise in temperature will allow molecules to desorb from the grain mantles to the gas phase and thus to be detectable by rotational spectroscopy. Complex organic molecules (COMs) have already been detected in both high-mass and low-mass star-forming regions. The typical radius of hot corinos, where the dust temperature is 100 K, is < 100 au, while it is a few thousands au for hot cores (e.g. Herbst & van Dishoeck 2009). We propose here to determine the nature of the W43-MM1 high-mass core #6, constraining the physical and chemical conditions of the core from the observed abundances and excitation temperatures of the detected molecules.

The article is organised as follows. We present the data and the method used to subtract the continuum in Sect. 2. In Sect. 3, we analyse the molecular content of cores #3 and #6. We study the distribution of the molecules to select those that are directly related to core #6 and we estimate their temperature and column densities. In Sect. 4 we compare our results with other star-forming regions and discuss the nature of cores #3 and #6.

2. Observations and data reduction

2.1. Data set

Observations were carried out in Cycle 2 (project #2013.1.01365.S) and Cycle 3 (#2015.1.01273.S), with the ALMA 12 m and ACA 7 m arrays. W43-MM1 was imaged in band 6 (between 216 and 234 GHz) with a $78'' \times 53''$ (2.1 pc \times 1.4 pc) mosaic composed of 33 fields with the 12 m array and 11 fields with ACA. The total bandwidth is 4.8 GHz made of two continuum bands and seven narrow bands centred on lines of interest, with a spectral resolution ranging from 122 to 976 kHz (0.17 to 1.26 km s $^{-1}$) and a spatial resolution of $\sim 0.44''$ (~ 2400 au) (see Table 1). The continuum band centred on 232.4 GHz is taken from Cycle 3 data and has a lower spatial resolution ($\sim 0.57''$ or ~ 3200 au). Data reduction was made with CASA 4.7.2. (McMullin et al. 2007). The cleaning was performed with a 0.5 Briggs robustness weighting, using the multiscale option and with a threshold of $\sim 1\sigma$ cropped on a

Table 1. Parameters of the ALMA spectral windows.

Spectral windows	ν_{obs} (GHz)	Bandwidth (MHz)	Resolution		rms (K)
			(" \times ")	(km s $^{-1}$)	
OC 33 S	216.076	234	0.55×0.40	0.17	0.37
SiO	217.033	234	0.54×0.39	0.34	0.42
H $_2$ CO	218.150	234	0.54×0.39	0.17	0.38
C 18 O	219.488	117	0.53×0.39	0.17	0.49
SO	219.877	117	0.54×0.39	0.33	0.44
CO	230.462	469	0.52×0.38	1.27	0.25
13 CS	231.144	469	0.52×0.37	0.32	0.28
Cont. 1 ^(a)	232.4	1875	0.66×0.50	1.26	0.12
Cont. 2	233.4	1875	0.51×0.36	1.26	0.22

Notes. ^(a)Spectral window observed in Cycle 3. The other windows were observed in Cycle 2.

region excluding the borders of the mosaic to avoid problems of divergence.

2.2. Continuum subtraction

Because of the sensitivity of the current instruments, it is now difficult to find channels with no emission line over all the map to subtract the continuum in a data cube. In W43-MM1, Motte et al. (2018b) identify 131 continuum cores with masses ranging from $\sim 1 M_{\odot}$ to $\sim 100 M_{\odot}$ and line contamination between 0% and 74%. The analysis of the four bright methyl formate (CH $_3$ OCHO) lines detected in the 216 GHz band gives a velocity ranging from 94 to 102 km s $^{-1}$ for the 11 main continuum cores. Due to the numerous lines in the various cores and the different velocities of the cores, line emission is present in almost all channels. It is thus necessary to use a method of continuum subtraction that handles each pixel independently. We developed a method similar to the one presented in Jørgensen et al. (2016), using the density distribution of the channel intensities on each pixel. The profile of the distribution is composed of a Gaussian part due to the noise, and a tail towards high intensities associated with the molecular emission. The Gaussian noise distribution peaks on the true continuum value, but the peak of the observed distribution can be displaced due to the contribution of the tail. The best way to obtain a correct continuum value with the density profile method is discussed in Sanchez-Monge et al. (2017), and the corrected sigma-clipping method (cSCM) seems to be the most effective using their STATCONT algorithm. To properly treat the statistical behaviour of the tail, we use the exponentially modified Gaussian (EMG) function (Grushka 1972), which is the convolution between a Gaussian and an exponential decay,

$$f_{\text{EMG}}(x) = A\sigma\lambda\sqrt{\frac{\pi}{2}}\exp\left[\lambda\frac{2\mu + \lambda\sigma^2 - 2x}{2}\right]\text{erfc}\left(\frac{\mu + \lambda\sigma^2 - x}{\sqrt{2}\sigma}\right), \quad (1)$$

where A is the peak amplitude, σ the variance of the Gaussian, λ the relaxation rate of the exponential modifier, μ the centre of the Gaussian, and erfc the complementary error function.

We compared our EMG method with the cSCM from STATCONT, using synthetic spectra with parameters comparable to our data. Our method is about 20 times faster than STATCONT and we estimated a relative error on the continuum of $\pm 2\%$ with the EMG method fit versus $\pm 5\%$ for the cSCM. Figure 1

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

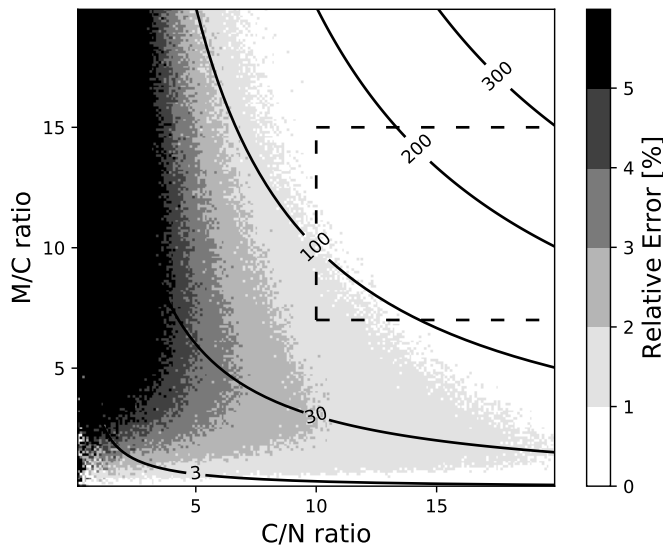


Fig. 1. Estimation of the relative error on the continuum level determination, depending on the molecular/continuum (M/C) ratio and continuum/noise (C/N) ratio. The black lines represent the M/N ratio. The typical ratios from the core #3 pixels are included in the dashed box. Each pixel is the average of the errors obtained from 20 synthetic spectra of 1000 channels with 100 random molecular Gaussian lines that follow a power law comparable to the observed data.

presents the estimation of the error depending on the following parameters: the continuum level, the maximum of the molecular emission and the noise level. We find that the EMG method is well adapted for this kind of molecular distribution. Part of the derived continuum map is presented in Fig. 2. Comparing with the line-contaminated continuum map of Motte et al. (2018b), derived from the integration of the full continuum band without getting rid of molecular lines, the positions of the cores are the same but the signal on their map is overestimated on average by $\sim 20\%$ on continuum cores and up to 60% for cores #1 and #4. As for the line-free continuum map of Motte et al. (2018b), it is consistent, within 10%, with the EMG continuum image but it is 1.2 times noisier.

3. Results and analysis

Out of the 13 high-mass cores with $M > 16 M_{\odot}$, identified at 1.3 mm by Motte et al. (2018b) in the W43-MM1 protocluster, we focus in this paper on the high-mass cores at the south-western tip of the main filament (see Fig. 1 of Nony et al. 2018) and we follow the same nomenclature. Table 2 lists the main characteristics of the four high-mass cores identified in the continuum map (lower right panel in Fig. 2). The sizes and shapes of the cores are the same as in Motte et al. (2018b) and Nony et al. (2018) and do not change in this frequency range. We are interested in particular in the comparison of cores #3 and #6, which are close (0.08 pc, 16 000 au), with a similar size of 1200 au and mass of $\sim 60 M_{\odot}$. We study here their spectra, averaged spatially over the size of the continuum cores.

3.1. Molecular content of cores #3 and #6

Whereas core #3 displays a forest of lines, much fewer lines are observed towards core #6 (see Figs. A.1 and A.2, respectively). We first studied the molecular content of core #3. The 25 molecules that we identified in this core, including isotopologues, are listed in Table 3, and the line parameters

of all detected transitions are given in Table A.1. Out of these molecules, 17 are identified in core #6. The line parameters of the 33 detected transitions towards core #6 are listed in Table A.2.

Complex molecules are clearly present in core #6 with the detection of methanol (CH_3OH) and its isotopologue ($^{13}\text{CH}_3\text{OH}$), acetaldehyde (CH_3CHO), dimethyl ether (CH_3OCH_3), and methyl formate (CH_3OCHO). There is no clear evidence of the presence of other COMs in core #6, except a tentative detection of the methanol isotopologue $\text{CH}_3^{18}\text{OH}$ and of formamide (NH_2CHO) that only appear when the corresponding lines are stacked. For $\text{CH}_3^{18}\text{OH}$, eight lines are considered as not contaminated by other species in core #3 and were selected for core #6. In the same way, five lines were selected for NH_2CHO . Some of the molecules detected towards core #6 seem to be directly associated with the continuum core, whereas the others do not peak at the centre of the core and are being interpreted as part of the large-scale features.

Molecules not directly associated to core #6. For seven of the species detected in core #6, the large-scale view shows that the distribution of these molecules is not only centred on the continuum cores (see Fig. 2). On small scales, those molecules clearly peak at the north of core #6 (e.g. SiO) or belong to the environment (see DCN map). On large scales, CO and SiO mainly trace the outflows from core #3 and #9, which have been already analysed by Nony et al. (2018). SO, H_2^{13}CO , and DCN follow the filament observed in continuum emission.

Molecules centred on core #6. The other ten identified species are clearly centred on the continuum core (see Fig. 3). This suggests that part of the emission of these molecules is not associated to the large-scale shocks expected in a cloud forming though collision or along protostellar outflows, but is directly linked to the presence of the core. The distribution of these molecules in the neighbouring core #3 is also centred on the continuum peak as shown in Fig. 4. We used a Gaussian fit to derive a deconvolved size of the molecular emission, which appears to be typically close to the size of the beam for all ten molecules observed in core #6. The results are comparable for the two cores (see Table 3), except for the C^{18}O emission, which is three times more extended than the continuum extension of core #3. We note a recurrent small offset ($< 0.2''$, i.e. less than half of the beam) of the molecular emission with respect to the continuum peak, towards the south for core #3 and towards the east for core #6 (see Fig. 5).

3.2. Critical density and opacity

The critical densities are estimated as $n_{\text{crit}} = A_{ij}/q_{ij}$ with A_{ij} the Einstein coefficient and q_{ij} the collision rate coefficient. The values of the critical densities for the individual transitions of the molecules, available in the Leiden Atomic and Molecular Database¹ (Schöier et al. 2005), are indicated in Tables A.1 and A.2. We find values between $\sim 10^4$ and 10^7 cm^{-3} for our lines, which are lower than the obtained n_{H_2} values of the cores ($\sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$, see Table 2). In the following we will hence assume that local thermodynamical equilibrium (LTE) conditions are verified.

In general, isotopologues are less likely to be optically thick than their main isotopologue because of their lower abundances. Considering a distance of W43-MM1 from the Galactic centre of 4.5 kpc (Zhang et al. 2014), we take for the isotopic ratios:

¹ <https://home.strw.leidenuniv.nl/~moldata/>

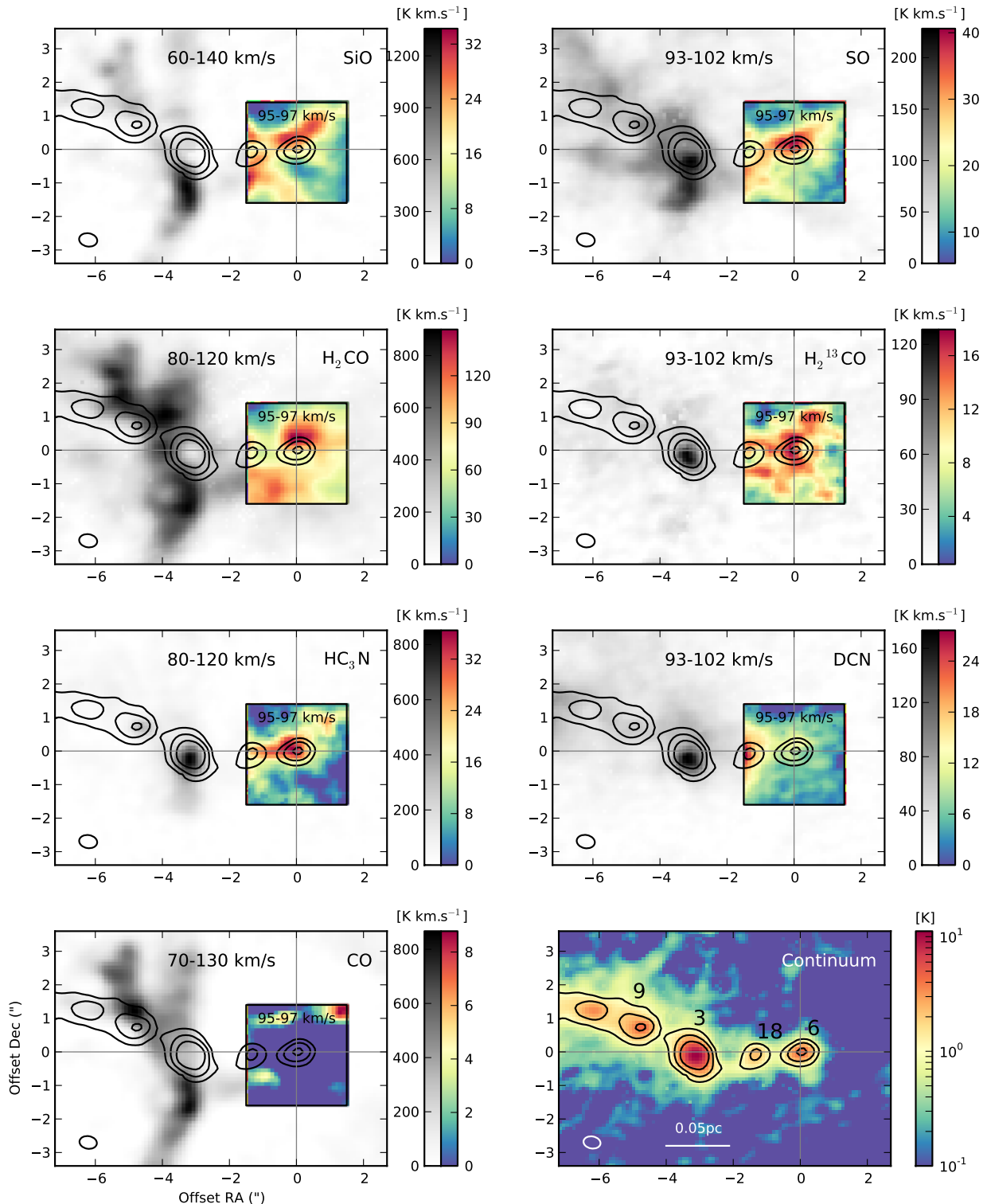


Fig. 2. Velocity integrated maps of the molecules that do not peak on core #6. The velocity range is indicated on the top of each box. For each molecule, grey scale images correspond to the large-scale map with large dynamics in intensity, while the colour maps focus on a narrower region around core #6 with smaller dynamics in intensity (as indicated by the two wedges on the right side of each panel). Temperature is the main beam brightness temperature T_{mb} . The continuum map obtained from the Cont. 2 spectral window data is plotted in the bottom right panel. The contours represent the 5–10–20 σ continuum emission, with $5\sigma \approx 9\text{mJy beam}^{-1}$. The position is relative to the centre of the continuum core #6. The beam is represented in the bottom left corner of each map. The CO emission is completely filtered in the 95–97 km s^{-1} velocity range around core #6 (see Fig. A.2), but its presence is confirmed by the C^{18}O emission.

$^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 45 \pm 13$ (Milam et al. 2005), $^{32}\text{S}/^{33}\text{S} = 90 \pm 30$ (Chin et al. 1996), and $^{18}\text{O}/^{16}\text{O} = 327 \pm 32$ (Wilson & Rood 1994). The detection of $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ in core #6 is important since the

methanol is optically thick. We also preferred to use the available isotopologues of CS and OCS to avoid some underestimations of abundances.

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

Table 2. Characteristics of the cores located at the tip of the main filament (from Motte et al. 2018b).

Core #	RA (J2000)	Dec (J2000)	Size ("×")	FWHM (au)	$M_{\text{core}} (M_{\odot})$	$n_{\text{H}_2} (\times 10^9 \text{cm}^{-3})$	$T_{\text{dust}} (\text{K})$
3	18 ^h 47 ^m 46 ^s .37	−1°54′33″.41	0.52 × 0.47	1200	59 ± 2	7.6 ± 0.3	45 ± 1
6	18 ^h 47 ^m 46 ^s .16	−1°54′33″.30	0.55 × 0.45	1300	56 ± 9	6.6 ± 0.1	23 ± 2
9	18 ^h 47 ^m 46 ^s .48	−1°54′32″.54	0.63 × 0.45	1600	17.8 ± 0.9	1.0 ± 0.1	50 ± 1
18	18 ^h 47 ^m 46 ^s .25	−1°54′33″.41	0.93 × 0.45	2600	28 ± 4	0.4 ± 0.1	23 ± 2

Table 3. Excitation temperatures and column densities of the detected molecules towards cores #3 and #6 derived for a core of the beam size.

Molecule	Core #3					Core #6				
	\bar{v} (km s ^{−1})	$\overline{\Delta v}$ (km s ^{−1})	N_{tot} (cm ^{−2})	T_{ex} (K)	Size (" × ")	\bar{v} (km s ^{−1})	$\overline{\Delta v}$ (km s ^{−1})	N_{tot} (cm ^{−2})	T_{ex} (K)	Size (" × ")
C ¹⁸ O	–	–	>1.8(17) ^(a)	190	2.36 × 1.17	–	–	–	–	0.53 × 0.18
CH ₃ OH	97.1 ± 0.1	5.9 ± 0.3	4.7 ± 0.4(17)	320 ± 80	0.55 × 0.35	95.8 ± 0.2	3.3 ± 0.4	4.2 ± 4.0(17)	55 ± 35	0.54 × 0.52
¹³ CH ₃ OH	97.0 ± 0.1	5.3 ± 0.3	9.8 ± 2.1(16)	210 ± 40	0.52 × 0.36	96.5 ± 0.2	5.2 ± 0.5	–	–	<0.55 × 0.45
CH ₃ CHO	96.6 ± 0.2	5.6 ± 0.7	5.7 ± 0.1(15)	150 ± 40	0.68 × 0.46	95.6 ± 0.1	2.6 ± 0.4	2.6 ± 1.9(15)	30 ± 15	0.71 × 0.54
¹³ CS	97.0 ± 0.1	5.0 ± 0.1	8.9(14)	190	0.94 × 0.86	95.4 ± 0.1	3.4 ± 0.3	–	–	0.73 × 0.48
CH ₃ OCH ₃	96.3 ± 0.1	6.7 ± 0.3	9.3 ± 1.4(16)	140 ± 25	0.61 × 0.53	95.9 ± 0.2	2.3 ± 0.7	–	–	–
CH ₃ OCHO	97.3 ± 0.3	4.7 ± 0.8	1.0 ± 0.3(17)	250 ± 50	0.51 × 0.28	95.7 ± 0.2	3.0 ± 0.3	7.0 ± 4.0(15)	50 ± 30	0.62 × 0.22
OCS	96.5 ± 0.1	5.7 ± 0.1	2.2(16)	190	0.70 × 0.55	95.7 ± 0.1	3.7 ± 0.2	–	–	0.78 × 0.56
O ¹³ CS	97.1 ± 0.1	4.0 ± 0.1	3.3(15)	190	0.43 × 0.34	95.1 ± 0.2	2.1 ± 0.4	–	–	<0.55 × 0.45
OC ³³ S	96.6 ± 0.1	3.7 ± 0.2	1.4(15)	190	0.49 × 0.24	95.4 ± 0.3	2.1 ± 0.6	–	–	<2.1 × 0.22
SiO $v=0$	–	–	>5.6(14) ^(a)	190	–	95.8 ± 0.3	5.1 ± 0.7	–	–	–
SO	97.0 ± 0.1	5.6 ± 0.2	4.1(15)	190	–	96.1 ± 0.1	3.2 ± 0.3	–	–	–
H ₂ CO	–	–	>1.0(16) ^(a)	190	–	–	–	–	–	–
H ₂ ¹³ CO	97.2 ± 0.1	4.6 ± 0.2	2.1(15)	190	–	96.0 ± 0.2	2.4 ± 0.6	–	–	Not centred
HC ₃ N	96.6 ± 0.1	5.3 ± 0.1	5.8(14)	190	–	96.3 ± 0.2	4.4 ± 0.5	–	–	–
DCN	96.8 ± 0.1	5.8 ± 0.3	3.6(14)	190	–	95.6 ± 0.1	1.7 ± 0.3	–	–	–
CO	–	–	>3.0(18) ^(a)	190	–	–	–	–	–	–
CH ₃ ¹⁸ OH	97.3 ± 0.7	4.8 ± 1.1	1.6 ± 0.8(16)	170 ± 60	–	–	–	–	–	–
¹³ CH ₃ CN	97.1 ± 0.3	5.1 ± 0.7	5.7 ± 1.3(14)	130 ± 60	–	–	–	–	–	–
HC(O)NH ₂	97.3 ± 0.4	6.2 ± 0.9	1.7 ± 0.7(15)	260 ± 120	–	–	–	–	–	–
C ₂ H ₅ OH	97.3 ± 0.4	5.0 ± 1.0	2.4 ± 0.5(16)	85 ± 20	–	–	–	–	–	–
H ₂ C ³⁴ S	96.8 ± 0.3	4.9 ± 0.6	1.4(15)	190	–	–	–	–	–	Not detected
CH ₃ COCH ₃	97.4 ± 0.5	4.7 ± 0.6	2.0(16)	190	–	–	–	–	–	–
C ₂ H ₃ CN	96.2 ± 0.3	7.2 ± 0.7	2.9(15)	190	–	–	–	–	–	–
C ₂ H ₅ CN	97.2 ± 0.1	4.9 ± 0.4	4.5 ± 1.5(15)	170 ± 70	–	–	–	–	–	–

Notes. $a(b) = a \times 10^b$. ^(a)Only a lower limit of the column density can be derived for the molecules where the emission is self-absorbed or filtered by the interferometer.

3.3. Temperatures and abundances

The total column density N_{tot} and the excitation temperature T_{ex} can be obtained in LTE and optically thin conditions using the relation

$$\ln \frac{N_{\text{u}}}{g_{\text{u}}} = \ln N_{\text{tot}} - \ln Q(T_{\text{ex}}) - \frac{E_{\text{u}}}{k_{\text{B}} T_{\text{ex}}}, \quad (2)$$

with N_{u} the upper level column density, g_{u} the degeneracy of the upper state, $Q(T_{\text{ex}})$ the partition function, and E_{u} the upper state energy. We assume here that the filling factor is equal to 1. In LTE conditions, the excitation temperature is identical to the kinetic temperature.

For core #3, we could derive the column density and the excitation temperature for ten molecules out of the 25 molecules

detected using rotational diagrams since we detected more than two transitions for these ten molecules. For core #6, it was only possible for methanol, acetaldehyde, and methyl formate, which have enough detected transitions to build a rotational diagram. The rotational diagrams were performed using the CASSIS² software (Vastel et al. 2015). The derived values are displayed in Table 3. Despite the significant uncertainties, the temperature seems to be lower for core #6 (15–90 K) than for core #3 (~190 K).

The local density is high enough to reach LTE conditions, so that we could use the equation (Tielens 2005)

$$N_{\text{tot}} = \frac{1.94 \times 10^3}{A_{\text{ij}}} v_{\text{ij}}^2 \int T_{\text{mb}} dv \frac{Q(T_{\text{ex}})}{g_{\text{u}} \exp(-E_{\text{u}}/k_{\text{B}} T_{\text{ex}})}, \quad (3)$$

² <http://cassis.irap.omp.eu>

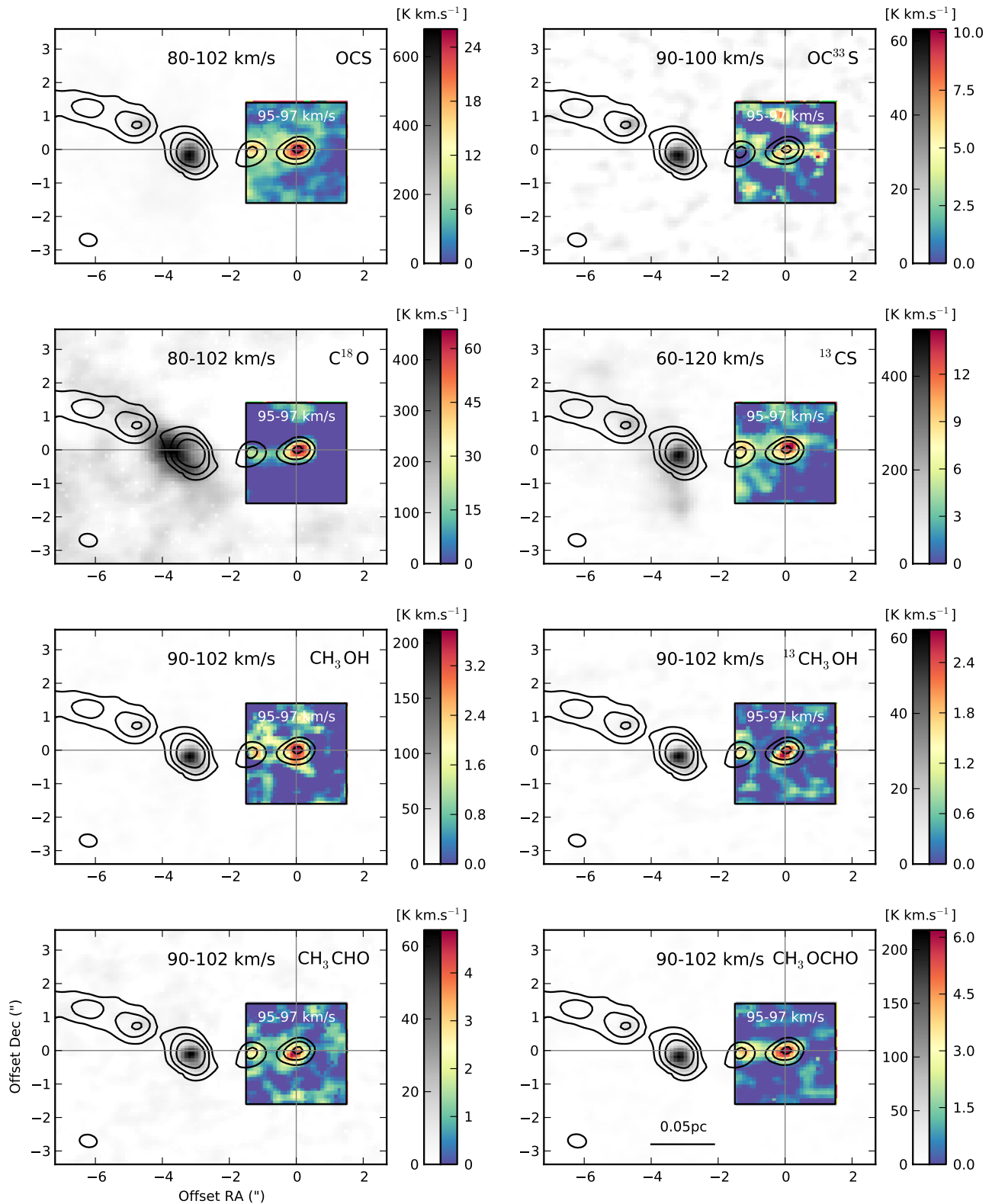


Fig. 3. Same as Fig. 2 but for molecules centred on core #6.

where N_{tot} is in cm^{-2} , ν_{ij} is the rest frequency in GHz, and the only parameter coming from the observations is the integrated intensity $\int T_{\text{mb}} d\nu$ in K km s^{-1} . The spectroscopic parameters come from the Cologne Database for Molecular Spectroscopy (CDMS³) and the Jet Propulsion Laboratory (JPL⁴) catalogue

³ <https://cdms.astro.uni-koeln.de>

⁴ <http://spec.jpl.nasa.gov/>

depending on the molecules (see Tables A.1 and A.2). When it was not possible to use a rotational diagram, we assumed an excitation temperature of 190K for core #3 to derive a column density with Eq. (3). These results are the inputs for the synthetic spectra in Figs. A.1 and A.2. Residuals show that only a few lines are unidentified towards core #3. Since H_2CO and C^{18}O are self-absorbed and SiO and CO are filtered, only lower limits can be obtained and no correct synthetic spectra can be

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

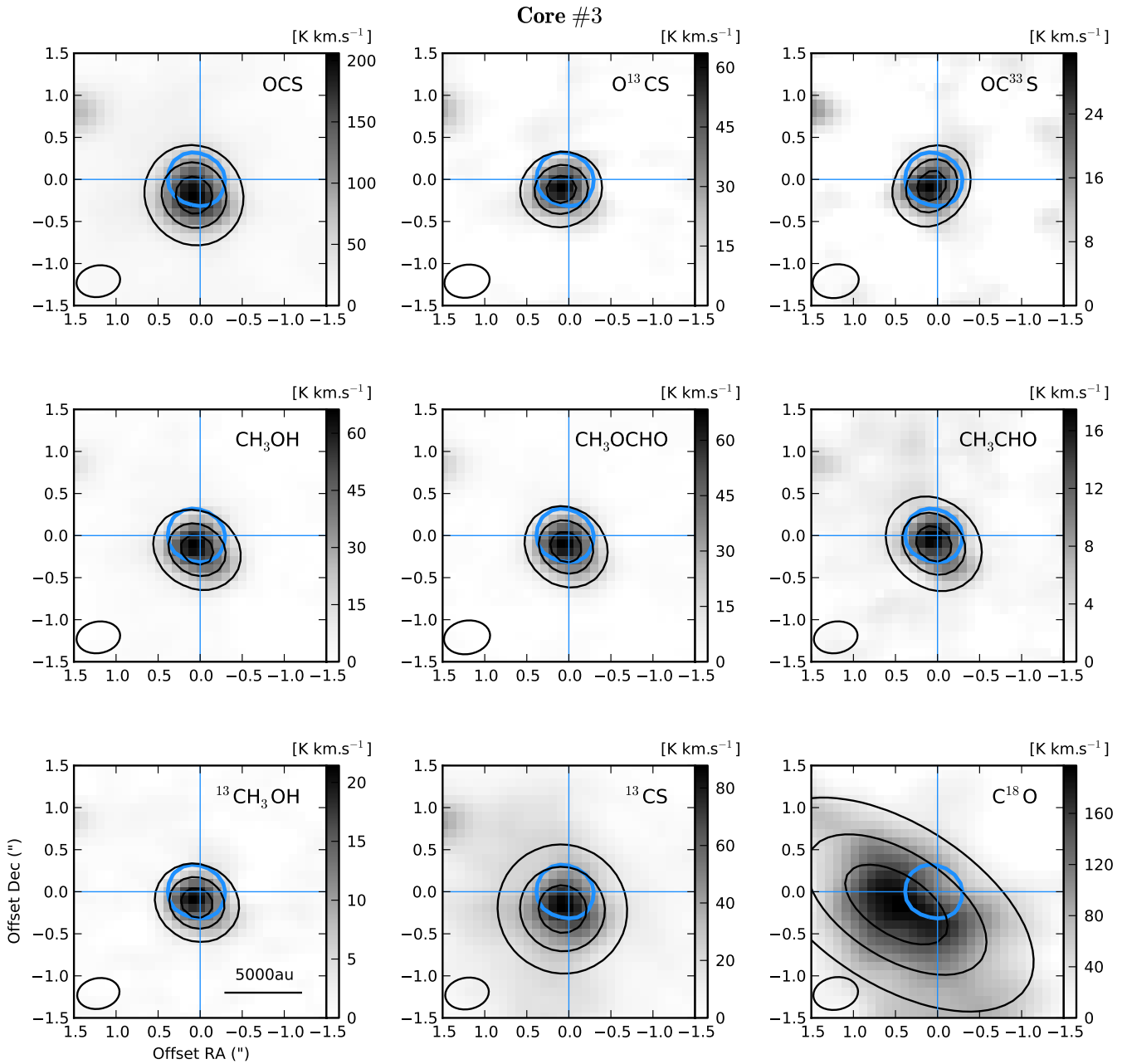


Fig. 4. Velocity integrated intensity map (grey scale) around core #3 for the molecules centred on the continuum core. The velocity range chosen for the integration is $95\text{--}97\text{ km s}^{-1}$, which corresponds to the central emission peak. Temperature is the main beam brightness temperature T_{mb} . The black contours represent the result of a Gaussian fit to the emission; the levels are 20, 50, and 80% of the maximum. The maps are centred on the continuum core represented in blue contours (50% of the maximum). The beam is represented on the bottom left corner of each map.

performed for these molecules. For the optically thick molecules, a correction of the column density is made with their observed isotopologues; the corrected values are in Table 5 for core #3 and in Table 6 for core #6. The $\text{O}^{13}\text{CS}/\text{OC}^{33}\text{S}$ ratio for core #6 and the $\text{O}^{13}\text{CS}/\text{OC}^{33}\text{S}$ and $^{13}\text{CH}_3\text{OH}/\text{CH}_3^{18}\text{OH}$ ratios for core #3 are consistent with the elemental isotopic ratios mentioned in Sect. 3.2.

The obtained abundances relative to H_2 are displayed in Fig. 6. We consider that the depth of the molecular distribution along the line of sight is equal to the size of the continuum cores, hence we use column density values $N_{\text{H}_2} = (2.6 \pm 0.1) \times 10^{25}\text{ cm}^{-2}$ and $N_{\text{H}_2} = (1.9 \pm 0.3) \times 10^{25}\text{ cm}^{-2}$ (for core #3 and #6, respectively) from n_{H_2} densities in Table 2 for a source size equal to the size of the beam. Only the molecules centred on the cores are selected because they are more likely to be

directly associated to the core. We chose to take all the abundances derived at the mean temperature $T_{\text{ex}} = 190\text{ K}$ for core #3. To investigate the nature of core #6, we have derived the abundances in the typical range of temperature for star-forming regions ($T_{\text{ex}} = 10\text{--}200\text{ K}$). The values observed for various star-forming regions (see Table 4) are plotted for comparison and the nature of the cores are discussed in the next section.

4. Discussion

When considering the distribution of the molecules around core #6, the high density component observed at the north-east of core #6 may be associated to the heating of the outer envelope of the core by the interaction with a shock. Core #6 appears to be in a large-scale shock, traced by the SiO distribution in Fig. 2, and

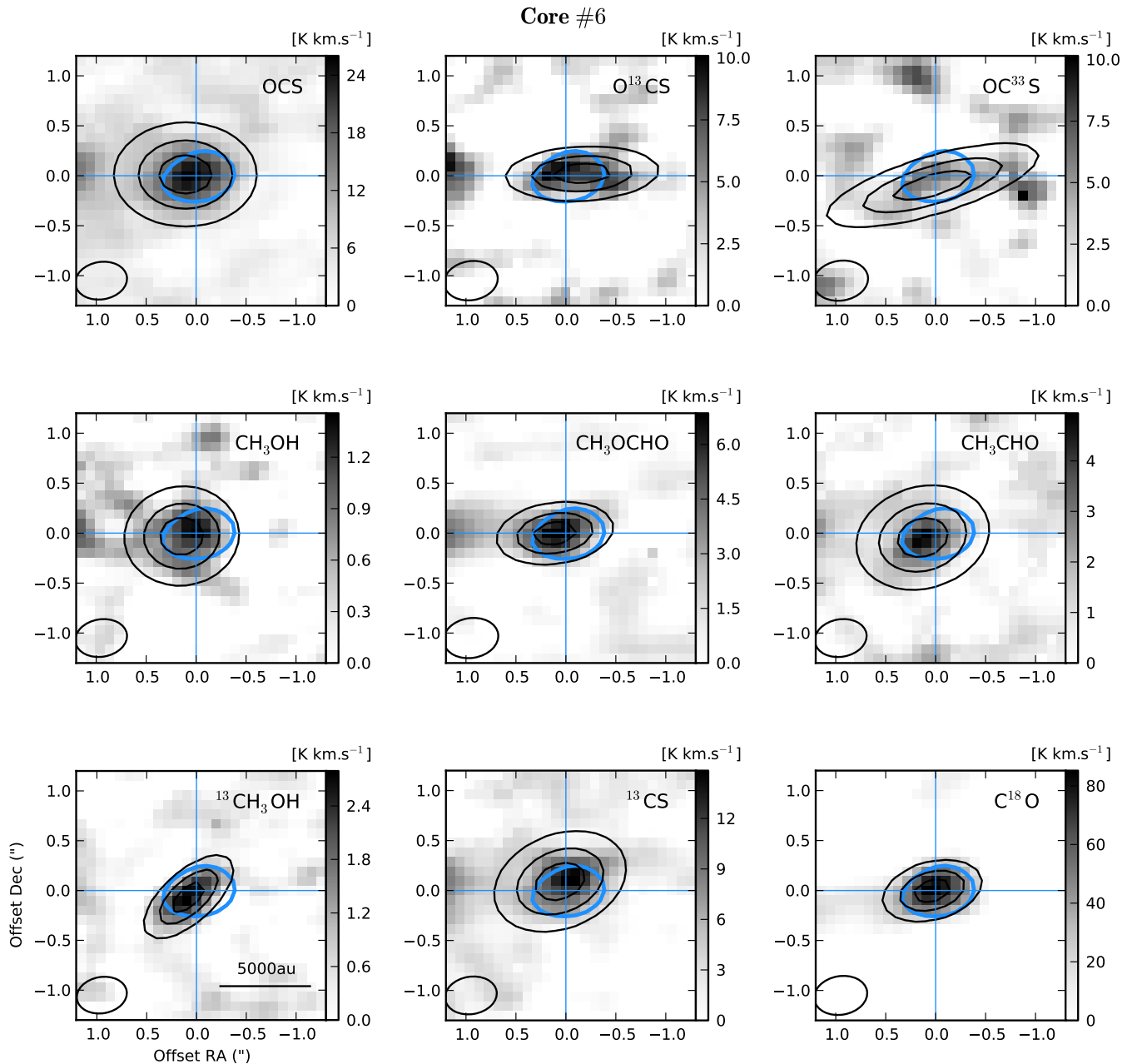


Fig. 5. Same as Fig. 4 but for core #6.

Louvet et al. (2016) showed that the narrow component of the SiO emission comes from the low-velocity shock spread along the length of the ridge. We note also that Nony et al. (2018) showed that an outflow seen in SiO and CO emission comes from core #18 in this direction.

The lines detected towards core #6 are narrower than towards core #3, with a mean line width of 3.2 ± 0.1 km s⁻¹ against 5.2 ± 0.2 km s⁻¹. Narrower lines for core #6 are a first clue to propose that it is less active and thus less evolved than its protostellar neighbour. The difference in state of evolution cannot be due to the W-R/OB stars association of W43, which is located ~ 5 pc away, as the cores are out of the ionisation front caused by their UV radiation (Motte et al. 2003; Nguyen-Luong et al. 2017). Furthermore the cores do not show any inner velocity gradient at the spatial and spectral resolutions of our observations.

The COMs detected in core #6 are usually detected in hot cores, where they are formed on grain mantles and then

desorbed during the warm-up phase. However, the detection of these molecules in low-mass prestellar cores (Bacmann et al. 2012; Cernicharo et al. 2012; Vastel et al. 2014) shows that their presence is not sufficient to determine the nature of the core. Also, lower abundances of COMs in this core with respect to core #3 is not a direct proof of a prestellar signature since other sources, like warm carbon chain chemistry sources, are poor in COMs (Sakai et al. 2008).

Hereafter we compare the abundances observed in core #3 and #6 to those in other sources considering two scenarios. In the first one, the size of the region emitting the detected molecules is taken as equal to the beam; in the second one, we consider that they are unresolved. The abundances taken in the literature for the other sources correspond to different source sizes and are not corrected by the filling factor or the H₂ column density. Nonetheless the trends remain the same: the molecules are more abundant in the high-mass hot cores than in hot corinos and even

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

Table 4. Sources used for comparison with cores #3 and #6.

Source	Name in Fig. 6	Nature of the core	Hot core/ corino	Distance (kpc)	Size (au)	Mass	L_{bol} (L_{\odot})	Reference
L134N	L134N	Prestellar	–	0.2	1500	LM	10^{-2}	Ohishi et al. (1992)
B1b-S	B1b-S	Young protostar	Hot corino	0.2	80	LM	10^{-1}	Marcelino et al. (2018)
B1b-N	B1b-N	FHSC candidate	–	0.2	500	LM	10^{-1}	Gerin et al. (2015)
L1544	L1544	Prestellar	–	0.1	>4000	LM	10^0	Vastel et al. (2014, 2018)
L1689B	L1689B	Prestellar	–	0.1	3500	LM	10^0	Bacmann et al. (2012)
NGC 1333 IRAS 4 A2	IRAS 4A2	Protostellar	Hot corino	0.2	250	LM	10^1	López-Sepulcre et al. (2017)
IRAS 16 293-2442	IRAS 16293	Protostellar	Hot corino	0.1	150	LM	10^1	Cazaux et al. (2003)
W43-MM1 #6	Core 6	Prestellar?	?	5.5	1300	HM	10^1	Nony et al. (2018)
CepE-A	CepE-A	Protostellar	Hot corino	0.7	510	IM	10^2	Ospina-Zamudio et al. (2018)
NGC 7129 FIRS2	FIRS2	Protostellar	Hot core	1.2	1900	IM	10^2	Fuente et al. (2014)
NGC 2264 CMM3A	CMM3A	Protostellar	Hot core	0.7	200	IM	10^2	Watanabe et al. (2017)
NGC 7538S MM3	MM3	Prestellar?	?		1100	IM		
	MM2	Protostellar	Hot core	2.6	1100	IM	10^4 ^(a)	Feng et al. (2016)
	MM1	Protostellar	Hot core		1100	HM		
CygX-N63 hot core lukewarm region	N63hc N63lw	Young protostar	Hot core	1.4	500 2100	HM HM	10^2 ^(a)	Fechtenbaum (2015)
W43-MM1 #3	Core 3	Protostellar	Hot core	5.5	1200	HM	10^3	Nony et al. (2018)
G35.20-0.74N A	G35.20	Protostellar	Hot core	2.2	1300	HM	10^4	Allen et al. (2017)
G35.03+0.35 A	G35.03	Protostellar	Hot core	2.3	1100	HM	10^4	Allen et al. (2017)
G34.26+015	G34.26	Protostellar	Hot core	3.7	3500	HM	10^4	Mookerjee et al. (2007)
Orion KL	KL	Protostellar	Hot core	0.4	4000	HM	10^5	Sutton et al. (1995)
Sgr B2(N2)	SgrB2	Protostellar	Hot core	8.3	12 000	HM	10^6	Crockett et al. (2014) Belloche et al. (2016)

Notes. The distance is from the Sun. LM, IM, and HM stand for low-mass ($M < 2 M_{\odot}$), intermediate-mass ($2 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$), and high-mass ($M > 8 M_{\odot}$), respectively. The third column indicates if the protostellar cores harbour a hot core or a hot corino. ^(a)Total value from all the sources mentioned.

Table 5. Column densities in core #3 estimated from isotopologues.

Molecule	$N(\text{cm}^{-2})$
CH ₃ OH	$5.1 \pm 2.7(18)$
CS	$4.0 \pm 1.2(16)$
OCS	$1.4 \pm 0.5(17)$
H ₂ CO	$9.4 \pm 2.7(16)$
CO	$>5.3(19)$

Notes. $a(b) = a \times 10^b$. The methanol density is derived from the rotational diagrams of its isotopologues. For the other molecules, the densities are obtained using isotopologue column densities at 190 K. The source size is assumed to be equal to the beam.

more than in low-mass prestellar cores. Thus it does not impact the qualitative discussion that follows.

4.1. Cores sizes similar to the beam

In this case, we consider no beam dilution. The observed abundances towards core #3 are represented in Fig. 6 by red filled squares and those towards core #6 by blue solid lines. First of all, the observed abundances are globally lower than for the other sources. Indeed we find column densities of the same order as for other sources but the local densities ($\sim 7 \times 10^9 \text{cm}^{-3}$) are huge compared to the usual $n_{\text{H}_2} \sim 10^5 - 10^8 \text{cm}^{-3}$ observed in star-forming regions. Core #3 abundances are at least an order of magnitude below for OCS and CH₃OCHO compared to the other high-mass protostellar cores. However, for CH₃OH and

CH₃OCH₃, the core #3 results are more consistent with some hot cores (G35.20-0.74N A and G35.03+0.35 A). All abundances derived for core #6 are much lower than other sources at hot core and hot corino temperatures, except the CH₃OH value compatible with NGC 2264 CMM3A.

The only sources comparable are cold low-mass prestellar cores (L1544, L1689B) and the very young low-mass protostar B1b-N, suggesting a temperature of about 20 K. The envelope on a 2400 au scale would be at the same temperature as the dust, whose temperature is around 23 K. This means that there is no internal source of heating (in other terms a protostar), since such a source would unbalance the two temperatures. At this low temperature, bright emission of the $J = 3-2$ line of N₂D⁺ ($\nu = 231.32183$ GHz, $E_{\text{up}} = 22.2$ K) could be expected (Tobin et al. 2019) but it is not detected, suggesting that the core is hotter than estimated in this scenario.

4.2. Unresolved cores

We suppose now that the size of the molecular emission is smaller than the beam size. The molecular column densities are corrected by the filling factor assuming a r^{-2} density model for n_{H_2} . When considering core sizes smaller than 500 au, all lines become optically thick in our temperature range and their profiles no longer match with our observations. With a core size of 500 au, $n_{\text{H}_2} = 1.5 \times 10^{10} \text{cm}^{-3}$ ($N_{\text{H}_2} = 9.0 \times 10^{24} \text{cm}^{-2}$) and $n_{\text{H}_2} = 1.3 \times 10^{10} \text{cm}^{-3}$ ($N_{\text{H}_2} = 7.0 \times 10^{24} \text{cm}^{-2}$) for cores #3 and #6, respectively. The abundances are thus enhanced by a factor of 12 with a source size of 500 au compared to a source size of 2400 au. It is also a way to mimic results from a source with the size of

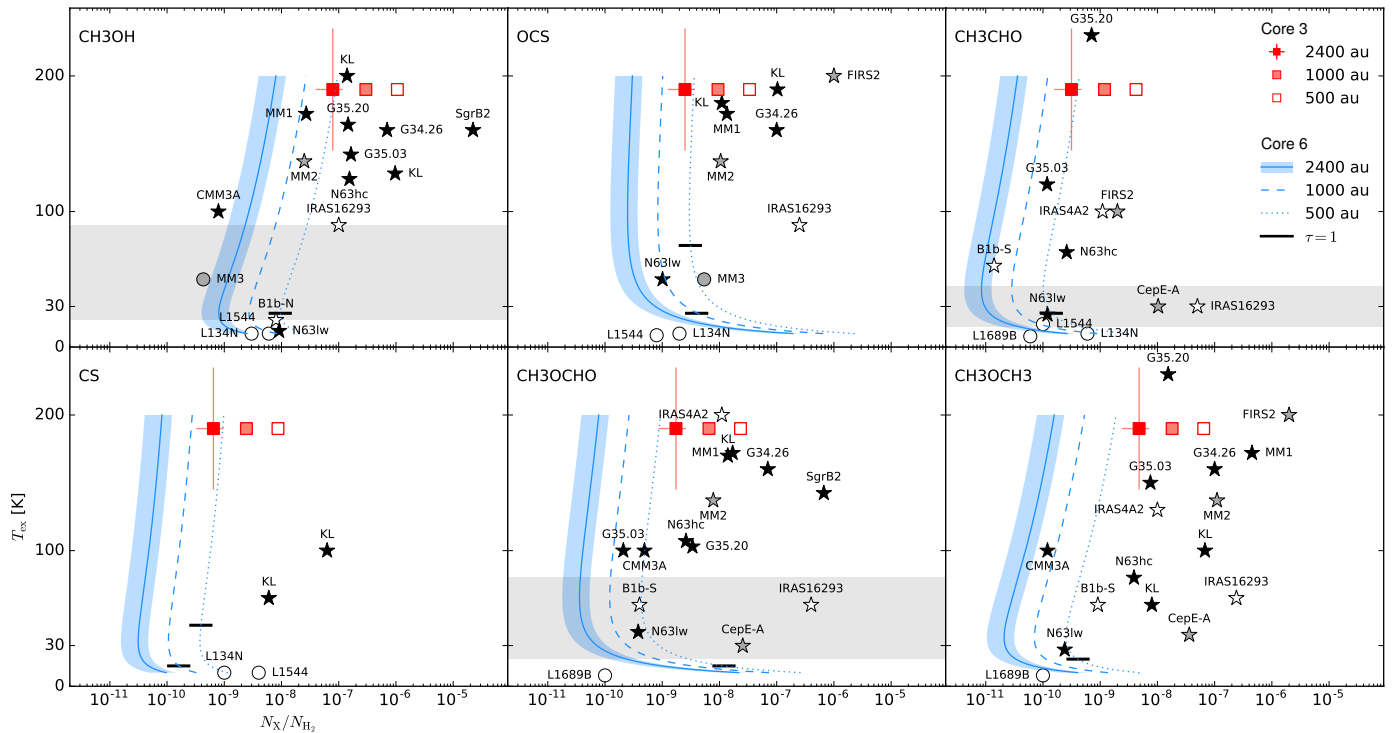


Fig. 6. Abundances with respect to H_2 for selected molecules. Results for core #3 (red squares) and core #6 (blue lines) considering different source sizes (see legend) are from LTE modelling. The temperature $T_{\text{ex}} = 190$ K is fixed for core #3, it varies from 10 to 200 K for core #6. The blue area represents an error of 50% on the estimation of the abundance, which includes the error on the line area and on the value of N_{H_2} . The grey area is the temperature range estimated for core #6 from the rotational diagrams. For a given size, a molecule becomes optically thick below the black line. The sources listed in Table 4 are represented by a dot for prestellar cores or a star for protostellar cores. The colour code is white for low-mass, grey for intermediate-mass, and black for high-mass cores. The names refer to Col. 2 of Table 4.

Table 6. Column densities in core #6 estimated for different scenarios.

Size	2400 au	1000 au	1000 au	500 au
T_{ex}	20 K	30 K	80 K	80 K
Molecule	N (cm^{-2})			
$C^{18}O$	1.3(16)	4.9(16)	9.4(16)	3.4(17)
CH_3OH	2.9(17)	1.4(17)	3.0(16)	1.1(17)
$^{13}CH_3OH$	1.4(15)	4.6(15)	1.1(16)	4.0(16)
CH_3CHO	9.4(14)	1.8(15)	2.1(15)	7.6(15)
^{13}CS	4.5(13)	1.3(14)	1.7(14)	6.2(14)
CH_3OCH_3	3.8(15)	8.3(15)	1.4(16)	5.0(16)
CH_3OCHO	1.3(16)	1.4(16)	7.0(15)	2.5(16)
OCS	2.9(16)	2.3(16)	6.1(15)	2.2(16)
$O^{13}CS$	3.2(15)	3.1(15)	1.0(15)	3.7(15)
$OC^{33}S$	1.8(15)	1.7(15)	5.9(14)	2.1(15)
Column densities estimated from the isotopologues				
CH_3OH	6.3(16)	2.1(17)	5.0(17)	1.8(18)
CS	1.9(15)	5.9(15)	7.7(15)	2.8(16)
OCS	1.5(17)	1.5(17)	4.9(16)	1.8(17)
CO	4.3(18)	1.6(19)	3.1(19)	1.1(20)

Notes. $a(b) = a \times 10^b$.

the beam but with a local density of $\sim 10^8 \text{cm}^{-3}$ compatible with young protostellar cores.

With a size of 500 au, results from core #3 are more consistent with high-mass protostellar cores for OCS and CH_3OCHO (see red empty squares on Fig. 6). However, the brightest lines

become optically thick. Considering a size of 1000 au for core #3 (pale red filled squares on Fig. 6) seems a better compromise to match with the observed line profiles and the other core abundances at the same time. The corresponding column densities are listed in Table A.3.

For core #6, with a size of 500 au (blue dotted lines on Fig. 6) the results are comparable to cores at various evolutionary stages between 20 and 90 K. However, some of the main lines are optically thick (e.g. ^{13}CS and OCS) for temperatures lower than 75 K excluding the scenario of a compact cold core. This leaves the possibility of a compact core at a high temperature of 80 K, included in the temperature range given by the rotational diagrams and consistent with sources like the hot corino B1b-S and the protostellar core NGC 2264 CMM3A. By adjusting the size of core #6 to 1000 au (blue dashed lines on Fig. 6), most of the lines become optically thin and low temperatures are possible. In particular, the CH_3OH and CH_3CHO abundances match with L134N values at 20 K with a comparable size. The observed abundances for core #6 with sizes 500–1000 au are also comparable to the lukewarm region of the young high-mass protostellar core CygX-N63 (2100 au, Fechtenbaum 2015), but still at least an order of magnitude below the 500 au N63 hot core values.

NGC 7538 S MM1 is a high-mass protostellar object, more evolved than the hot molecular core NGC 7538 S MM2 and NGC 7538 S MM3, which is comparable to prestellar objects because it only exhibits emission of lower excitation lines. While the core #3 results match with NGC 7538 S MM1, core #6 is more likely to be similar to NGC 7538 S MM3. Also, B1b-S displays a spectrum as rich in lines as core #3, and the B1b-N molecular emission shown in Marcelino et al. (2018) is as poor as core #6. However, the CH_3OH emission in B1b-N is associated to a

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

nascent outflow of size 1300 au (Gerin et al. 2015), unresolved at our beam size, but with abundances comparable to core #6.

5. Conclusion

The study of the molecular content of core #6 is challenging because of the few and weakly observed lines. We have identified 17 molecules in core #6 based on the analysis of its line-rich neighbour core #3. The distribution of these molecules reveals that ten are directly associated to core #6 and the others can be associated to the interaction between its envelope and the low-velocity shock of the ridge. The determination of the column densities and the temperatures from rotational diagrams was only possible for three molecules, methanol (CH₃OH), methyl formate (CH₃OCHO), and acetaldehyde (CH₃CHO). Because of the low signal-to-noise ratio (S/N) and the range of upper energy levels, there is a huge uncertainty on the temperature (15–90 K) obtained by this method. To better constrain the temperature and core nature, we have compared our observations to the abundances of different sources including prestellar cores, hot corinos, and hot cores. The conclusion about the nature of core #6 clearly depends on the estimated size of the core:

- at the size of the beam, 2400 au, the core is cold ($T_{\text{ex}} \approx T_{\text{dust}}$) and may be prestellar or in a transition phase to a protostellar core; however, the non detection of the N₂D⁺ emission suggests that the temperature is greater than 20 K.
- if the core size is 1000 au, it could be at the very beginning of the protostellar phase at 20–30 K or a young protostellar core at ~80 K not active enough to display large outflows;
- considering a size of 500 au, the core still cannot be comparable to hot cores but only to a hot corino with a temperature of ~80 K.
- the source size is not less than 500 au because the lines would be optically thick, which is not observed.

Core #6 is not as evolved as core #3, the absence of outflows in CO and SiO suggests that it does not contain a protostar. From the molecular study it appears as a good high-mass prestellar core candidate and deep dedicated line surveys with a higher spatial resolution are still necessary to investigate whether it harbours a hot corino, like those found towards low-mass class 0 protostars.

Acknowledgements. This paper makes use of the following ALMA data: ADS/JAO.ALMA#2013.1.01365.S, ADS/JAO.ALMA#2015.1.01273.S. ALMA is a partnership of ESO (representing its member states), NSF (USA), and NINS (Japan), together with NRC (Canada), MOST and ASIAA (Taiwan), and KASI (Republic of Korea), in cooperation with the Republic of Chile. The Joint ALMA Observatory is operated by ESO, au/NRAO, and NAOJ. This work was supported by the Programme National de Physique Stellaire and Physique et Chimie du Milieu Interstellaire (PNPS and PCMI) of CNRS/INSU (with INC/INP/IN2P3).

References

Allen, V., van der Tak, F. F. S., Sánchez-Monge, Á., Cesaroni, R., & Beltrán, M. T. 2017, *A&A*, **603**, A133
 Bacmann, A., Taquet, V., Faure, A., Kahane, C., & Ceccarelli, C. 2012, *A&A*, **541**, L12
 Belloche, A., Müller, H. S. P., Garrod, R. T., & Menten, K. M. 2016, *A&A*, **587**, A91
 Bonnell, I. A., & Bate, M. R. 2006, *MNRAS*, **370**, 488

Bontemps, S., Motte, F., Csengeri, T., & Schneider, N. 2010, *A&A*, **524**, A18
 Braz, M. A., & Epchtein, N. 1983, *A&AS*, **54**, 167
 Cazaux, S., Tielens, A. G. G. M., Ceccarelli, C., et al. 2003, *ApJ*, **593**, L51
 Cernicharo, J., Marcelino, N., Roueff, E., et al. 2012, *ApJ*, **759**, L43
 Chin, Y.-N., Henkel, C., Whiteoak, J. B., Langer, N., & Churchwell, E. B. 1996, *A&A*, **305**, 960
 Crockett, N. R., Bergin, E. A., Neill, J. L., et al. 2014, *ApJ*, **787**, 112
 Cyganowski, C. J., Brogan, C. L., Hunter, T. R., et al. 2014, *ApJ*, **796**, L2
 Duarte-Cabral, A., Bontemps, S., Motte, F., et al. 2014, *A&A*, **570**, A1
 Fechtenbaum, S. 2015, Ph.D. Thesis, University of Bordeaux, France
 Feng, S., Beuther, H., Semenov, D., et al. 2016, *A&A*, **593**, A46
 Fuente, A., Cernicharo, J., Caselli, P., et al. 2014, *A&A*, **568**, A65
 Gerin, M., Pety, J., Fuente, A., et al. 2015, *A&A*, **577**, L2
 Gerner, T., Beuther, H., Semenov, D., et al. 2014, *A&A*, **563**, A97
 Grushka, E. 1972, *Anal. Chem.*, **44**, 1733
 Herbst, E., & van Dishoeck, E. F. 2009, *ARA&A*, **47**, 427
 Jørgensen, J. K., van der Wiel, M. H. D., Coutens, A., et al. 2016, *A&A*, **595**, A117
 Kong, S., Tan, J. C., Caselli, P., et al. 2017, *ApJ*, **834**, 193
 López-Sepulcre, A., Sakai, N., Neri, R., et al. 2017, *A&A*, **606**, A121
 Louvet, F. 2018, in *SF2A-2018: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, 311
 Louvet, F., Motte, F., Hennebelle, P., et al. 2014, *A&A*, **570**, A15
 Louvet, F., Motte, F., Gusdorf, A., et al. 2016, *A&A*, **595**, A122
 Marcelino, N., Gerin, M., Cernicharo, J., et al. 2018, *A&A*, **620**, A80
 McKee, C. F., & Tan, J. C. 2003, *ApJ*, **585**, 850
 McMullin, J. P., Waters, B., Schiebel, D., Young, W., & Golap, K. 2007, in *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, eds. R. A. Shaw, F. Hill, & D. J. Bell, *ASP Conf. Ser.*, **376**, 127
 Milam, S. N., Savage, C., Brewster, M. A., Ziurys, L. M., & Wyckoff, S. 2005, *ApJ*, **634**, 1126
 Mookerjee, B., Casper, E., Mundy, L. G., & Looney, L. W. 2007, *ApJ*, **659**, 447
 Motte, F., Schilke, P., & Lis, D. C. 2003, *ApJ*, **582**, 277
 Motte, F., Bontemps, S., Schilke, P., et al. 2007, *A&A*, **476**, 1243
 Motte, F., Bontemps, S., & Louvet, F. 2018a, *ARA&A*, **56**, 41
 Motte, F., Nony, T., Louvet, F., et al. 2018b, *Nat. Astron.*, **2**, 478
 Nguyen Luong, Q., Motte, F., Hennemann, M., et al. 2011, *A&A*, **535**, A76
 Nguyen-Luong, Q., Motte, F., Carlhoff, P., et al. 2013, *ApJ*, **775**, 88
 Nguyen-Luong, Q., Anderson, L. D., Motte, F., et al. 2017, *ApJ*, **844**, L25
 Nony, T., Louvet, F., Motte, F., et al. 2018, *A&A*, **618**, L5
 Ohishi, M., Irvine, W. M., & Kaifu, N. 1992, in *Astrochemistry of Cosmic Phenomena*, ed. P. D. Singh, *IAU Symp.*, **150**, 171
 Ospina-Zamudio, J., Lefloch, B., Ceccarelli, C., et al. 2018, *A&A*, **618**, A145
 Sakai, N., Sakai, T., Hirota, T., & Yamamoto, S. 2008, *ApJ*, **672**, 371
 Sanchez-Monge, A., Schilke, P., Ginsburg, A., Cesaroni, R., & Schmiedecke, A. 2017, *Astrophysics Source Code Library* [record ascl:1704.004]
 Schöier, F. L., van der Tak, F. F. S., van Dishoeck, E. F., & Black, J. H. 2005, *A&A*, **432**, 369
 Smith, R. J., Longmore, S., & Bonnell, I. 2009, *MNRAS*, **400**, 1775
 Sutton, E. C., Peng, R., Danchi, W. C., et al. 1995, *ApJS*, **97**, 455
 Tielens, A. G. G. M. 2005, *The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium* (Cambridge: Cambridge University Press.)
 Tigé, J., Motte, F., Russeil, D., et al. 2017, *A&A*, **602**, A77
 Tobin, J. J., Bourke, T. L., Mader, S., et al. 2019, *ApJ*, **870**, 81
 Valdettaro, R., Palla, F., Brand, J., et al. 2001, *A&A*, **368**, 845
 Vastel, C., Ceccarelli, C., Lefloch, B., & Bachiller, R. 2014, *ApJ*, **795**, L2
 Vastel, C., Bottinelli, S., Caux, E., Glorian, J.-M., & Boiziot, M. 2015, in *SF2A-2015: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, eds. F. Martins, S. Boissier, V. Buat, L. Cambrésy, & P. Petit, 313
 Vastel, C., Quénard, D., Le Gal, R., et al. 2018, *MNRAS*, **478**, 5514
 Vázquez-Semadeni, E., González-Samaniego, A., & Colín, P. 2017, *MNRAS*, **467**, 1313
 Walsh, A. J., Burton, M. G., Hyland, A. R., & Robinson, G. 1998, *MNRAS*, **301**, 640
 Wang, K., Zhang, Q., Testi, L., et al. 2014, *MNRAS*, **439**, 3275
 Watanabe, Y., Sakai, N., López-Sepulcre, A., et al. 2017, *ApJ*, **847**, 108
 Wilson, T. L., & Rood, R. 1994, *ARA&A*, **32**, 191
 Wolfire, M. G., & Cassinelli, J. P. 1987, *ApJ*, **319**, 850
 Wu, B., Tan, J. C., Christie, D., et al. 2017, *ApJ*, **841**, 88
 Zhang, B., Moscadelli, L., Sato, M., et al. 2014, *ApJ*, **781**, 89

Appendix A: Additional material

Table A.1. Spectroscopic parameters of the transitions detected towards core #3 and observed line parameters.

Frequency (MHz)	Molecule	Transition <i>J</i> =	E_{up} (K)	$S\mu^2$ (D ²)	$\log(A_{ij})$ (s ⁻¹)	n_{crit} (cm ⁻³)	Database	Line width (km s ⁻¹)	Velocity (km s ⁻¹)	$\int T_{mb} dv$ (K km s ⁻¹)
216 109.78	CH ₃ OCHO	19 _{2,18} – 18 _{2,17} E	109.3	49.4	-3.83	-	JPL	3.9 ± 0.1	97.2 ± 0.1	33.6 ± 1.2
216 115.57	CH ₃ OCHO	19 _{2,18} – 18 _{2,17} A	109.3	49.4	-3.83	-	JPL	4.9 ± 0.1	97.3 ± 0.1	41.3 ± 1.4
216 147.36	OC ³³ S	18 – 17	98.6	9.2	-4.04	1.3(6) ^(a)	CDMS	3.7 ± 0.2	96.6 ± 0.1	8.0 ± 0.8
216 210.91	CH ₃ OCHO	19 _{1,18} – 18 _{1,17} E	109.3	49.4	-3.83	-	JPL	4.4 ± 0.1	97.2 ± 0.1	37.4 ± 1.4
216 216.54	CH ₃ OCHO	19 _{1,18} – 18 _{1,17} A	109.3	49.4	-3.83	-	JPL	5.1 ± 0.2	97.4 ± 0.1	40.4 ± 2.8
217 044.62	¹³ CH ₃ OH	14 _{1,13} – 13 _{2,12} –	254.3	5.8	-4.62	1.2(7) ^(a)	CDMS	3.1 ± 0.2	97.6 ± 0.1	15.8 ± 2.1
217 104.98	SiO <i>v</i> =0	5–4	31.3	48.0	-3.28	4.8(6)	CDMS	65 ^(b)	91.3 ^(b)	>86 ^(b)
217 191.40	CH ₃ OCH ₃	22 _{4,19} – 22 _{3,20}	253.4	327.7	-4.27	-	CDMS	6.5 ± 0.2	96.9 ± 0.1	42.9 ± 2.0
217 238.54	DCN	3–2	20.9	80.5	-3.34	-	CDMS	5.8 ± 0.3	96.8 ± 0.1	51.4 ± 4.5
218 127.21	CH ₃ COCH ₃	20 _{2,18} – 19 _{3,17} EE	119.1	1200.4	-3.66	-	JPL	5.6 ± 0.2	97.0 ± 0.1	16.1 ± 1.2
218 199.00	O ¹³ CS	18 – 17	99.5	9.2	-4.52	4.1(5) ^(a)	CDMS	4.0 ± 0.1	97.1 ± 0.1	19.1 ± 0.9
218 222.19	H ₂ CO	3 _{0,3} – 2 _{0,2}	21.0	16.3	-3.55	2.6(6)	CDMS	17 ^(b)	98.0 ^(b)	>52 ^(b)
218 280.90	CH ₃ OCHO	17 _{3,14} – 16 _{3,13} E	99.7	43.6	-3.82	-	JPL	4.2 ± 0.1	97.2 ± 0.1	34.5 ± 1.1
218 297.89	CH ₃ OCHO	17 _{3,14} – 16 _{3,13} A	99.7	43.6	-3.82	-	JPL	4.2 ± 0.1	97.1 ± 0.1	32.9 ± 1.3
218 324.72	HC ₃ N	24 – 23	131.0	334.2	-3.08	1.7(7)	CDMS	5.3 ± 0.1	96.6 ± 0.1	73.0 ± 2.0
219 505.59	C ₂ H ₅ CN	24 _{2,22} – 23 _{2,21}	135.6	353.2	-3.05	-	JPL	4.7 ± 0.1	96.9 ± 0.1	36.0 ± 1.3
219 560.35	C ¹⁸ O	2 – 1	15.8	0.02	-6.22	9.9(3) ^(a)	CDMS	4 ^(b)	96.0 ^(b)	>37 ^(b)
219 908.53	H ₂ ¹³ CO	3 _{1,2} – 2 _{1,1}	32.9	43.5	-3.59	2.3(6) ^(a)	CDMS	4.6 ± 0.2	97.2 ± 0.1	35.7 ± 2.5
219 949.44	SO	6 ₅ – 5 ₄	35.0	14.0	-3.87	2.3(6)	CDMS	5.6 ± 0.2	97.0 ± 0.1	56.0 ± 2.2
219 983.68	CH ₃ OH	25 ₃ – 24 ₄ E1	802.2	8.4	-4.70	-	JPL	4.4 ± 0.2	97.3 ± 0.1	18.4 ± 1.5
219 993.66	CH ₃ OH	23 ₅ – 22 ₆ E1	775.9	6.6	-4.76	-	JPL	4.2 ± 0.3	97.6 ± 0.1	16.9 ± 1.8
230 315.79	CH ₃ CHO	12 _{2,11} – 11 _{2,10} E	81.1	147.4	-3.38	-	JPL	5.8 ± 0.3	95.6 ± 0.1	36.5 ± 2.6
230 368.76	CH ₃ OH	22 ₄ – 21 ₅ E1	682.8	6.6	-4.68	-	JPL	5.0 ± 0.2	97.6 ± 0.1	30.2 ± 2.2
230 487.94	C ₂ H ₃ CN	24 ₁ – 23 ₁	141.2	1045.0	-2.50	-	CDMS	8.0 ± 0.6	96.2 ± 0.2	20.4 ± 2.4
230 538.00	CO	2–1	16.6	0.02	-6.16	1.1(4)	CDMS	85 ^(b)	89.5 ^(b)	>550 ^(b)
230 672.55	C ₂ H ₅ OH	13 _{2,11} – 12 _{2,10}	138.6	20.3	-3.97	-	JPL	4.5 ± 0.3	97.1 ± 0.1	12.4 ± 1.8
230 738.56	C ₂ H ₃ CN	25 ₀ – 24 ₀	145.5	1089.8	-2.53	-	CDMS	4.9 ± 0.4	96.2 ± 0.3	16.9 ± 4.3
231 060.99	OCS	19 – 18	110.9	9.7	-4.45	4.9(5)	CDMS	5.7 ± 0.1	96.5 ± 0.1	129.2 ± 3.5
231 220.68	¹³ CS	5 – 4	33.3	38.3	-3.60	4.3(6) ^(a)	JPL	5.0 ± 0.1	97.0 ± 0.1	78.9 ± 2.8
231 269.90	CH ₃ CHO	12 _{6,7} – 11 _{6,6} E	153.4	113.9	-3.48	-	JPL	5.0 ± 0.2	97.3 ± 0.1	15.4 ± 1.1
231 281.11	CH ₃ OH	10 ₂ – 9 ₃ -	165.3	2.68	-4.73	2.5(7)	JPL	5.4 ± 0.1	97.2 ± 0.1	74.5 ± 2.1
231 310.42	C ₂ H ₅ CN	26 _{1,25} – 25 _{1,24}	153.4	383.1	-2.98	-	JPL	4.9 ± 0.1	96.7 ± 0.1	48.0 ± 1.5
231 467.50	CH ₃ CHO	12 _{4,8} – 11 _{4,7} E	108.4	135.0	-3.41	-	JPL	5.3 ± 0.3	96.2 ± 0.1	11.6 ± 1.0
231 506.29	CH ₃ CHO	12 _{4,9} – 11 _{4,8} E	108.2	135.0	-3.41	-	JPL	6.0 ± 0.6	97.3 ± 0.2	17.2 ± 2.7
231 595.27	CH ₃ CHO	12 _{3,10} – 11 _{3,9} E	92.6	142.3	-3.39	-	JPL	7.0 ± 1.0	95.7 ± 0.3	9.8 ± 2.3
231 686.68	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{-0.5} – 4 _{-0.4} E	46.2	16.2	-4.27	4.5(5) ^(a)	CDMS	4.6 ± 0.4	97.4 ± 0.1	7.8 ± 1.2
231 724.16	CH ₃ OCHO	18 _{4,14} – 17 _{4,13} E	300.8	45.8	-3.75	-	JPL	4.0 ± 0.3	97.3 ± 0.1	7.6 ± 1.0
231 735.83	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{-1.5} – 4 _{-1.4} E	39.0	15.6	-4.29	5.8(5) ^(a)	CDMS	5.2 ± 0.3	96.5 ± 0.1	11.6 ± 1.2
231 748.72	CH ₃ CHO	12 _{3,10} – 11 _{3,9} E	92.5	141.1	-3.39	-	JPL	5.7 ± 0.2	96.5 ± 0.1	12.3 ± 0.9
231 758.45	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{0.5} – 4 _{0.4} A	33.4	16.2	-4.27	4.5(5) ^(a)	CDMS	4.7 ± 0.3	97.1 ± 0.1	9.0 ± 1.1
231 796.52	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{3,2} – 4 _{3,1} A	83.5	10.3	-4.47	4.2(5) ^(a)	CDMS	5.4 ± 1.4	97.8 ± 0.4	8.6 ± 3.4
231 801.47	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{2,4} – 4 _{2,3} A	70.8	13.8	-4.34	5.4(5) ^(a)	CDMS	4.2 ± 0.5	96.8 ± 0.1	8.0 ± 1.4
231 826.74	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{1,4} – 4 _{1,3} E	54.1	16.2	-4.27	5.6(5) ^(a)	CDMS	4.5 ± 0.5	97.1 ± 0.2	6.7 ± 1.2
231 840.93	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{2,3} – 4 _{2,2} A	70.9	13.8	-4.34	5.4(5) ^(a)	CDMS	4.2 ± 0.7	97.4 ± 0.2	6.3 ± 1.5
231 847.58	CH ₃ CHO	12 _{3,9} – 11 _{3,8} E	92.6	141.2	-3.39	-	JPL	6.2 ± 0.8	97.1 ± 0.2	13.3 ± 2.7
231 864.50	CH ₃ ¹⁸ OH	5 _{2,3} – 4 _{2,2} E	55.8	13.4	-4.36	5.2(5) ^(a)	CDMS	4.0 ± 0.2	97.3 ± 0.1	6.0 ± 0.7
231 896.06	CH ₃ OCHO	19 _{4,16} – 18 _{4,15} E	309.7	48.14	-3.75	-	JPL	4.5 ± 0.2	97.2 ± 0.1	8.5 ± 0.7
231 903.90	CH ₃ OCHO	19 _{12,7} – 18 _{12,6} A	395.1	30.46	-3.95	-	JPL	6.4 ± 0.5	97.5 ± 0.2	8.2 ± 1.1
231 968.39	CH ₃ CHO	12 _{3,9} – 11 _{3,8} A	92.6	142.3	-3.38	-	JPL	4.8 ± 0.3	96.9 ± 0.1	12.1 ± 1.3
231 987.93	CH ₃ OCH ₃	13 _{0,13} – 12 _{1,12}	80.9	271.8	-4.04	-	CDMS	6.8 ± 0.3	96.2 ± 0.1	57.1 ± 4.7
232 034.63	C ₂ H ₅ OH	18 _{5,14} – 18 _{4,15}	175.3	18.6	-4.13	-	JPL	5.4 ± 0.5	96.8 ± 0.2	6.3 ± 1.2
232 160.19	CH ₃ OCHO	19 _{9,10} – 18 _{9,9} E	353.3	39.3	-3.83	-	JPL	4.7 ± 0.9	97.2 ± 0.2	9.6 ± 2.8
232 164.44	CH ₃ OCHO	19 _{10,10} – 18 _{10,9} A	365.7	36.6	-3.86	-	JPL	4.6 ± 0.7	97.5 ± 0.3	12.7 ± 3.0
232 194.91	¹³ CH ₃ CN	13 ₃ – 12 ₃	142.4	757.2	-2.99	5.2(6) ^(a)	JPL	5.1 ± 0.3	97.1 ± 0.1	17.4 ± 2.1

Notes. All observational values are integrated over the continuum core. ^(a)Collision rate value from the main isotopologue. ^(b)The line is self-absorbed or filtered. The values correspond to the zero-base line width, the velocity of the line maximum, and the integration of the positive T_{mb} values.

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

Table A.1. continued.

Frequency (MHz)	Molecule	Transition $J=$	E_{up} (K)	$S\mu^2$ (D ²)	$\log(A_{ij})$ (s ⁻¹)	n_{crit} (cm ⁻³)	Database	Line width (km s ⁻¹)	Velocity (km s ⁻¹)	$\int T_{\text{mb}} dv$ (K km s ⁻¹)
232 216.73	¹³ CH ₃ CN	13 ₂ - 12 ₂	106.7	390.4	-2.98	5.2(6) ^(a)	JPL	4.9 ± 0.3	97.2 ± 0.2	14.6 ± 1.9
232 229.82	¹³ CH ₃ CN	13 ₁ - 12 ₁	85.2	397.6	-2.97	5.2(6) ^(a)	JPL	4.2 ± 0.5	97.2 ± 0.2	13.9 ± 2.5
232 234.19	¹³ CH ₃ CN	13 ₀ - 12 ₀	78.0	399.9	-2.97	5.2(6) ^(a)	JPL	5.2 ± 0.5	97.1 ± 0.2	17.1 ± 2.8
232 273.65	HC(O)NH ₂	11 _{2,10} - 10 _{2,9}	78.9	139.0	-3.05	-	CDMS	7.3 ± 0.2	97.5 ± 0.1	13.2 ± 1.1
232 404.81	C ₂ H ₅ OH	17 _{5,13} - 17 _{4,14}	160.1	17.5	-4.14	-	JPL	4.5 ± 0.5	97.0 ± 0.2	6.7 ± 1.2
232 418.52	CH ₃ OH	10 _{2+9₃₊}	165.4	2.68	-4.73	2.2(7)	JPL	5.4 ± 0.4	97.1 ± 0.1	38.8 ± 3.5
232 683.93	CH ₃ OCHO	19 _{10,10} -18 _{10,9} E	365.5	36.7	-3.86	-	JPL	4.2 ± 0.3	97.6 ± 0.1	7.8 ± 1.1
232 738.62	CH ₃ OCHO	19 _{8,11} - 18 _{8,10} E	342.0	41.6	-3.80	-	JPL	4.5 ± 0.2	97.2 ± 0.1	11.0 ± 0.8
232 754.71	H ₂ C ³⁴ S	7 _{1,7} - 6 _{1,6}	57.9	55.9	-3.74	2.0(6) ^(a)	CDMS	4.9 ± 0.6	96.8 ± 0.3	12.0 ± 2.0
232 783.45	CH ₃ OH	18 ₃ + -17 ₄₊	446.54	5.46	-4.66	-	JPL	4.9 ± 0.2	97.1 ± 0.1	50.4 ± 3.3
232 790.02	C ₂ H ₅ CN	26 _{3,24} - 25 _{3,25}	161.0	380.0	-2.98	-	JPL	5.6 ± 0.4	97.0 ± 0.1	46.5 ± 5.1
232 836.17	CH ₃ OCHO	19 _{8,12} - 18 _{8,11} A	341.8	41.6	-3.81	-	JPL	3.5 ± 0.2	97.0 ± 0.1	8.5 ± 0.7
232 839.68	CH ₃ OCHO	19 _{8,11} - 18 _{8,10} A	341.8	41.6	-3.80	-	JPL	4.2 ± 0.7	97.5 ± 0.3	9.5 ± 2.2
232 865.05	CH ₃ COCH ₃	17 _{8,10} - 16 _{7,9} EE	114.8	1121.9	-3.53	-	JPL	4.7 ± 0.6	97.4 ± 0.5	5.0 ± 1.1
232 945.80	CH ₃ OH	10 ₋₃ - 11 ₋₂ E2	190.4	3.0	-4.67	1.6(7)	JPL	5.8 ± 0.3	97.0 ± 0.1	78.7 ± 6.3
232 962.32	C ₂ H ₅ CN	26 ₁₀ - 25 ₁₀	261.6	328.4	-3.04	-	JPL	5.4 ± 0.3	97.3 ± 0.1	37.3 ± 3.2
232 967.57	C ₂ H ₅ CN	26 ₉ - 25 ₉	240.9	339.2	-3.03	-	JPL	6.2 ± 0.8	97.0 ± 0.3	44.2 ± 8.3
232 975.51	C ₂ H ₅ CN	26 ₁₁ - 25 ₁₁	285.2	316.4	-3.06	-	JPL	5.3 ± 0.1	96.8 ± 0.1	34.4 ± 1.2
232 998.74	C ₂ H ₅ CN	26 ₈ - 25 ₈	222.0	348.9	-3.01	-	JPL	4.6 ± 0.5	97.3 ± 0.2	36.7 ± 5.9
233 002.70	C ₂ H ₅ CN	26 ₁₂ -25 ₁₂	310.7	303.3	-3.07	-	JPL	5.0 ± 0.3	97.3 ± 0.1	30.3 ± 2.4
233 041.09	C ₂ H ₅ CN	26 ₁₃ - 25 ₁₃	338.3	289.1	-3.09	-	JPL	5.1 ± 0.3	97.3 ± 0.1	22.8 ± 2.4
233 069.37	C ₂ H ₅ CN	26 ₇ - 25 ₇	205.4	357.5	-3.00	-	JPL	5.0 ± 0.2	96.9 ± 0.1	42.6 ± 3.3
233 088.86	C ₂ H ₅ CN	26 ₁₄ -25 ₁₄	368.2	273.6	-3.12	-	JPL	5.8 ± 0.2	97.0 ± 0.1	21.0 ± 1.3
233 193.36	CH ₃ OCH ₃	22 _{2,21} - 22 _{1,22}	232.9	135.6	-4.56	-	CDMS	4.6 ± 0.6	96.8 ± 0.2	17.1 ± 3.7
233 226.79	CH ₃ OCHO	19 _{4,16} - 18 _{4,15} A	123.2	48.0	-3.74	-	JPL	4.9 ± 0.4	97.3 ± 0.2	41.1 ± 5.7
233 246.79	CH ₃ OCHO	19 _{16,3} - 18 _{16,2} A	281.8	14.8	-4.25	-	JPL	4.6 ± 0.4	96.5 ± 0.2	11.0 ± 1.6
233 268.59	CH ₃ OCHO	19 _{16,4} - 18 _{16,3} E	281.8	14.8	-4.25	-	JPL	5.5 ± 0.3	97.2 ± 0.1	11.4 ± 1.1
233 277.94	C ₂ H ₅ CN	26 ₁₇ - 25 ₁₇	470.6	220.7	-3.21	-	JPL	4.5 ± 0.6	97.3 ± 0.2	7.7 ± 2.0
233 310.12	CH ₃ OCHO	19 _{15,5} - 18 _{15,4} A	261.3	19.1	-4.14	-	JPL	5.0 ± 0.1	97.4 ± 0.1	20.1 ± 0.6
233 315.78	CH ₃ OCHO	19 _{15,4} - 18 _{15,3} E	261.3	19.1	-4.14	-	JPL	5.8 ± 0.6	97.0 ± 0.2	13.2 ± 2.1
233 331.21	CH ₃ OCHO	19 _{15,5} - 18 _{15,4} E	261.3	19.1	-4.14	-	JPL	4.6 ± 0.7	97.0 ± 0.3	10.1 ± 2.6
233 394.66	CH ₃ OCHO	19 _{14,6} - 18 _{14,5} A	242.1	23.2	-4.06	-	JPL	6.0 ± 0.3	98.5 ± 0.1	34.9 ± 3.1
233 414.43	CH ₃ OCHO	19 _{14,6} - 18 _{14,5} E	242.1	23.2	-4.06	-	JPL	5.2 ± 0.4	97.1 ± 0.1	15.7 ± 1.9
233 443.10	C ₂ H ₅ CN	26 _{5,22} - 25 _{5,21}	178.8	371.1	-2.98	-	JPL	5.7 ± 0.4	97.3 ± 0.1	42.4 ± 4.8
233 498.30	C ₂ H ₅ CN	26 _{5,21} - 25 _{5,20}	178.9	371.1	-2.98	-	JPL	5.2 ± 0.2	97.2 ± 0.1	41.5 ± 2.7
233 553.24	CH ₃ OCHO	19 _{7,12} - 18 _{7,11} A	332.0	43.7	-3.78	-	JPL	5.8 ± 0.4	97.1 ± 0.1	20.1 ± 2.2
233 571.02	C ₂ H ₅ OH	13 _{5,8} - 13 _{4,9}	107.9	12.8	-4.15	-	JPL	5.2 ± 0.5	97.5 ± 0.2	15.5 ± 2.6
233 632.27	CH ₃ OCH ₃	25 _{5,20} - 25 _{4,21}	331.9	402.9	-4.13	-	CDMS	5.5 ± 0.2	97.3 ± 0.1	35.1 ± 1.9
233 649.88	CH ₃ OCHO	19 _{12,7} - 18 _{12,6} E	207.6	30.5	-3.94	-	JPL	4.0 ± 0.1	97.2 ± 0.1	19.6 ± 0.7
233 655.34	CH ₃ OCHO	19 _{12,7} - 18 _{12,6} A	207.6	30.5	-3.94	-	JPL	6.6 ± 0.8	97.8 ± 0.4	64.6 ± 11.3
233 670.98	CH ₃ OCHO	19 _{12,8} - 18 _{12,7} E	207.6	30.5	-3.94	-	JPL	4.6 ± 0.3	97.1 ± 0.1	19.5 ± 2.2
233 727.94	CH ¹⁸ OH	5 _{1,4} - 4 _{1,3} A	48.0	15.6	-4.28	5.5(5) ^(a)	CDMS	4.5 ± 0.4	97.3 ± 0.2	14.8 ± 2.3
233 734.72	HC(O)NH ₂	11 _{4,8} - 10 _{4,7}	114.9	124.8	-3.03	-	CDMS	6.8 ± 0.3	96.6 ± 0.1	17.4 ± 1.5
233 745.61	HC(O)NH ₂	11 _{4,7} - 10 _{4,6}	114.9	124.8	-3.03	-	CDMS	5.3 ± 0.4	97.5 ± 0.1	13.5 ± 1.6
233 753.96	CH ₃ OCHO	18 _{4,14} - 17 _{4,13} E	114.4	45.8	-3.74	-	JPL	5.4 ± 0.3	97.3 ± 0.1	45.4 ± 4.2
233 777.52	CH ₃ OCHO	18 _{4,14} - 17 _{4,13} A	114.4	45.8	-3.74	-	JPL	4.2 ± 0.2	97.1 ± 0.1	35.3 ± 3.0
233 795.67	CH ₃ OH	18 ₃ - -17 ₄₋	446.59	5.5	-4.66	-	JPL	5.0 ± 0.3	96.9 ± 0.1	49.2 ± 5.9
233 845.23	CH ₃ OCHO	19 _{11,8} - 18 _{11,7} E	192.4	33.7	-3.89	-	JPL	5.4 ± 0.2	97.3 ± 0.1	26.4 ± 1.6
233 854.29	CH ₃ OCHO	19 _{11,9} - 18 _{11,8} A	192.4	33.7	-3.89	-	JPL	4.2 ± 0.2	97.1 ± 0.1	28.6 ± 2.7
233 867.19	CH ₃ OCHO	19 _{11,9} - 18 _{11,8} E	192.4	33.7	-3.89	-	JPL	4.3 ± 0.4	96.9 ± 0.2	20.6 ± 3.3
233 896.58	HC(O)NH ₂	11 _{3,9} - 10 _{3,8}	94.1	133.1	-3.03	-	CDMS	6.2 ± 0.5	97.3 ± 0.2	19.8 ± 2.9
233 916.95	CH ₃ OH	13 ₃ - 14 ₄₋	868.5	2.5	-5.26	-	JPL	4.9 ± 0.4	97.1 ± 0.2	13.3 ± 2.0
233 951.12	C ₂ H ₅ OH	13 _{5,9} - 13 _{4,10}	107.9	12.8	-4.15	-	JPL	5.2 ± 0.3	97.2 ± 0.1	18.3 ± 1.6
234 011.58	¹³ CH ₃ OH	5 _{1,5} - 4 _{1,4} ++	48.3	3.9	-4.28	1.1(7) ^(a)	CDMS	4.7 ± 0.2	96.9 ± 0.1	35.3 ± 2.3
234 112.33	CH ₃ OCHO	19 _{10,9} - 18 _{10,8} E	178.5	36.6	-3.85	-	JPL	5.0 ± 0.2	97.4 ± 0.1	28.2 ± 2.2
234 124.88	CH ₃ OCHO	19 _{10,9} - 18 _{10,8} A	178.5	36.6	-3.85	-	JPL	4.7 ± 0.3	96.9 ± 0.1	35.5 ± 4.3
234 134.60	CH ₃ OCHO	19 _{10,10} - 18 _{10,9} E	178.5	36.6	-3.85	-	JPL	4.8 ± 0.3	97.4 ± 0.1	27.6 ± 2.7
234 255.16	C ₂ H ₅ OH	12 _{5,8} - 12 _{4,9}	96.9	11.6	-4.16	-	JPL	4.6 ± 0.4	97.1 ± 0.2	12.2 ± 2.0
234 315.50	HC(O)NH ₂	11 _{3,8} - 10 _{3,7}	94.1	133.1	-3.03	-	CDMS	6.3 ± 0.4	96.8 ± 0.2	17.4 ± 2.4
234 336.11	CH ₃ OCHO	19 _{6,14} - 18 _{6,13} A	323.5	45.5	-3.76	-	JPL	4.6 ± 0.4	97.2 ± 0.2	14.5 ± 2.2
234 381.27	CH ₃ OCHO	19 _{5,15} - 18 _{5,14} A	316.4	46.9	-3.74	-	JPL	4.4 ± 0.2	97.0 ± 0.1	16.9 ± 1.7
234 406.45	C ₂ H ₅ OH	11 _{5,6} - 11 _{4,7}	86.8	10.4	-4.17	-	JPL	4.4 ± 0.1	97.2 ± 0.1	11.2 ± 0.7
234 423.96	C ₂ H ₅ CN	26 _{4,22} - 25 _{4,21}	169.1	376.3	-2.98	-	JPL	5.3 ± 0.1	97.2 ± 0.1	42.9 ± 1.4

Table A.2. Same as Table A.1 but towards core #6.

Frequency (MHz)	Molecule	Transition $J=\nu$	E_{up} (K)	$S\mu^2$ (D ²)	$\log(A_{ij})$ (s ⁻¹)	n_{crit} (cm ⁻³)	Database	Line width (km s ⁻¹)	Velocity (km s ⁻¹)	$\int T_{\text{mb}} dv$ (K km s ⁻¹)
216 109.78	CH ₃ OCHO	19 _{2,18} – 18 _{2,17} E	109.3	49.4	-3.83	–	JPL	3.2 ± 0.9	95.5 ± 0.4	2.1 ± 0.5
216 115.57	CH ₃ OCHO	19 _{2,18} – 18 _{2,17} A	109.3	49.4	-3.83	–	JPL	3.8 ± 1.5	95.9 ± 0.4	2.8 ± 0.8
216 147.36	OC ³³ S	18 – 17	98.6	9.2	-4.04	1.3(6) ^(a)	CDMS	2.1 ± 0.6	95.4 ± 0.3	1.1 ± 0.3
216 210.91	CH ₃ OCHO	19 _{1,18} – 18 _{1,17} E	109.3	49.4	-3.83	–	JPL	1.8 ± 0.4	95.1 ± 0.2	1.8 ± 0.4
216 216.54	CH ₃ OCHO	19 _{1,18} – 18 _{1,17} A	109.3	49.4	-3.83	–	JPL	2.4 ± 0.9	95.9 ± 0.4	1.6 ± 0.5
217 104.98	SiO $\nu=0$	5 – 4	31.3	48.0	-3.28	4.8(6)	CDMS	5.1 ± 0.7	95.8 ± 0.3	20.0 ± 0.6
217 238.54	DCN	3 – 2	20.9	80.5	-3.34	–	CDMS	1.7 ± 0.3	95.6 ± 0.1	3.6 ± 0.4
218 199.00	O ¹³ CS	18 – 17	99.5	9.2	-4.52	4.1(5) ^(a)	CDMS	2.1 ± 0.4	95.1 ± 0.2	2.0 ± 0.3
218 222.19	H ₂ CO	3 _{0,3} – 2 _{0,2}	21.0	16.3	-3.55	2.6(6)	CDMS	22 ^(b)	94.8 ^(b)	>45 ^(b)
218 280.90	CH ₃ OCHO	17 _{3,14} – 16 _{3,13} E	99.7	43.6	-3.82	–	JPL	2.8 ± 0.5	96.1 ± 0.2	2.0 ± 0.4
218 297.89	CH ₃ OCHO	17 _{3,14} – 16 _{3,13} A	99.7	43.6	-3.82	–	JPL	4.0 ± 0.6	95.2 ± 0.4	2.4 ± 0.4
218 324.72	HC ₃ N	24 – 23	131.0	334.2	-3.08	1.7(7)	CDMS	4.4 ± 0.5	96.3 ± 0.2	10.7 ± 0.9
219 560.35	C ¹⁸ O	2 – 1	15.8	0.02	-6.22	9.9(3) ^(a)	CDMS	10.5 ^(b)	95.5 ^(b)	>14 ^(b)
219 908.53	H ₂ ¹³ CO	3 _{1,2} – 2 _{1,1}	32.9	43.5	-3.59	2.3(6) ^(a)	CDMS	2.4 ± 0.6	96.0 ± 0.2	6.3 ± 1.2
219 949.44	SO	6 ₅ – 5 ₄	35.0	14.0	-3.87	2.3(6)	CDMS	3.5 ± 0.3	96.1 ± 0.1	18.3 ± 1.0
230 315.79	CH ₃ CHO	12 _{2,11} – 11 _{2,10} E	81.1	147.4	-3.38	–	JPL	2.9 ± 1.1	95.3 ± 0.2	3.5 ± 1.3
230 538.00	CO	2 – 1	16.6	0.02	-6.16	1.1(4)	CDMS	–	–	>25 ^(b)
231 060.99	OCS	19 – 18	110.9	9.7	-4.45	4.9(5)	CDMS	3.7 ± 0.2	95.7 ± 0.1	11.6 ± 0.4
231 220.68	¹³ CS	5 – 4	33.3	38.3	-3.60	4.3(6) ^(a)	JPL	3.4 ± 0.3	95.4 ± 0.1	6.6 ± 0.5
231 269.90	CH ₃ CHO	12 _{6,7} – 11 _{6,6} E	153.4	113.9	-3.48	–	JPL	3.3 ± 1.0	96.4 ± 0.3	2.7 ± 0.6
231 281.11	CH ₃ OH	10 ₂₋ – 9 ₃₋	165.3	2.68	-4.73	2.5(7)	JPL	3.3 ± 0.6	95.9 ± 0.3	3.2 ± 0.5
231 467.50	CH ₃ CHO	12 _{4,8} – 11 _{4,7} E	108.4	135.0	-3.41	–	JPL	1.5 ± 0.3	95.1 ± 0.1	1.4 ± 0.2
231 506.29	CH ₃ CHO	12 _{4,9} – 11 _{4,8} E	108.2	135.0	-3.41	–	JPL	1.4 ± 0.5	95.9 ± 0.2	1.1 ± 0.3
231 595.27	CH ₃ CHO	12 _{3,10} – 11 _{3,9} E	92.6	142.3	-3.39	–	JPL	3.7 ± 0.9	95.3 ± 0.5	1.4 ± 0.4
231 748.72	CH ₃ CHO	12 _{3,10} – 11 _{3,9} E	92.5	141.1	-3.39	–	JPL	2.9 ± 1.1	95.6 ± 0.5	1.4 ± 0.4
231 987.93	CH ₃ OCH ₃	13 _{0,13} – 12 _{1,12} AE	80.9	101.9	-4.04	–	CDMS	2.3 ± 0.7	95.9 ± 0.2	1.5 ± 0.4
232 418.52	CH ₃ OH	10 ₂₊ – 9 ₃₊	165.4	2.68	-4.73	2.2(7)	JPL	2.8 ± 0.6	96.2 ± 0.3	1.3 ± 0.3
232 945.80	CH ₃ OH	10 ₋₃ – 11 ₋₂ E2	190.4	3.0	-4.67	1.6(7)	JPL	3.7 ± 0.8	95.6 ± 0.5	1.9 ± 0.4
233 226.79	CH ₃ OCHO	19 _{4,16} – 18 _{4,15} A	123.2	48.0	-3.74	–	JPL	2.9 ± 1.0	95.4 ± 0.6	1.8 ± 0.6
233 753.96	CH ₃ OCHO	18 _{4,14} – 17 _{4,13} E	114.4	45.8	-3.74	–	JPL	2.9 ± 1.2	96.2 ± 0.6	1.7 ± 0.7
233 777.52	CH ₃ OCHO	18 _{4,14} – 17 _{4,13} A	114.4	45.8	-3.74	–	JPL	2.9 ± 0.8	96.1 ± 0.4	2.3 ± 0.6
234 011.58	¹³ CH ₃ OH	5 _{1,5} – 4 _{1,4} ++	48.3	3.9	-4.28	1.1(7) ^(a)	CDMS	5.2 ± 0.5	96.5 ± 0.2	5.2 ± 1.8

Notes. All observational values are integrated over the continuum core. ^(a)Collision rate value from the main isotopologue. ^(b)The line is self-absorbed or filtered. The values correspond to the zero-base line width, the velocity of the line maximum, and the integration of the positive T_{mb} values.

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

Table A.3. Column densities in core #3 estimated for a source size of 1000 au and a temperature of 190 K.

Molecule	N (cm ⁻²)
C ¹⁸ O	>8.4(17)
CH ₃ OH	1.4(18)
¹³ CH ₃ OH	2.8(17)
CH ₃ CHO	3.8(16)
¹³ CS	3.2(15)
CH ₃ OCH ₃	4.7(17)
CH ₃ OCHO	3.8(17)
OCS	1.0(17)
O ¹³ CS	1.2(16)
OC ³³ S	5.5(15)
SiO v=0	>1.9(15)
SO	1.5(16)
H ₂ CO	>2.0(16)
H ₂ ¹³ CO	7.8(15)
HC ₃ N	2.4(15)
DCN	1.5(15)
CO	>2.1(19)
CH ₃ ¹⁸ OH	8.2(16)
¹³ CH ₃ CN	1.9(15)
HC(O)NH ₂	3.9(15)
C ₂ H ₅ OH	7.2(16)
H ₂ C ³⁴ S	4.0(15)
CH ₃ COCH ₃	9.0(16)
C ₂ H ₃ CN	8.3(15)
C ₂ H ₅ CN	1.7(16)
Column densities estimated from the isotopologues	
CH ₃ OH	2.0(19)
CS	1.4(17)
OCS	5.2(17)
H ₂ CO	3.5(17)
CO	>3.8(19)

Notes. $a(b) = a \times 10^b$.

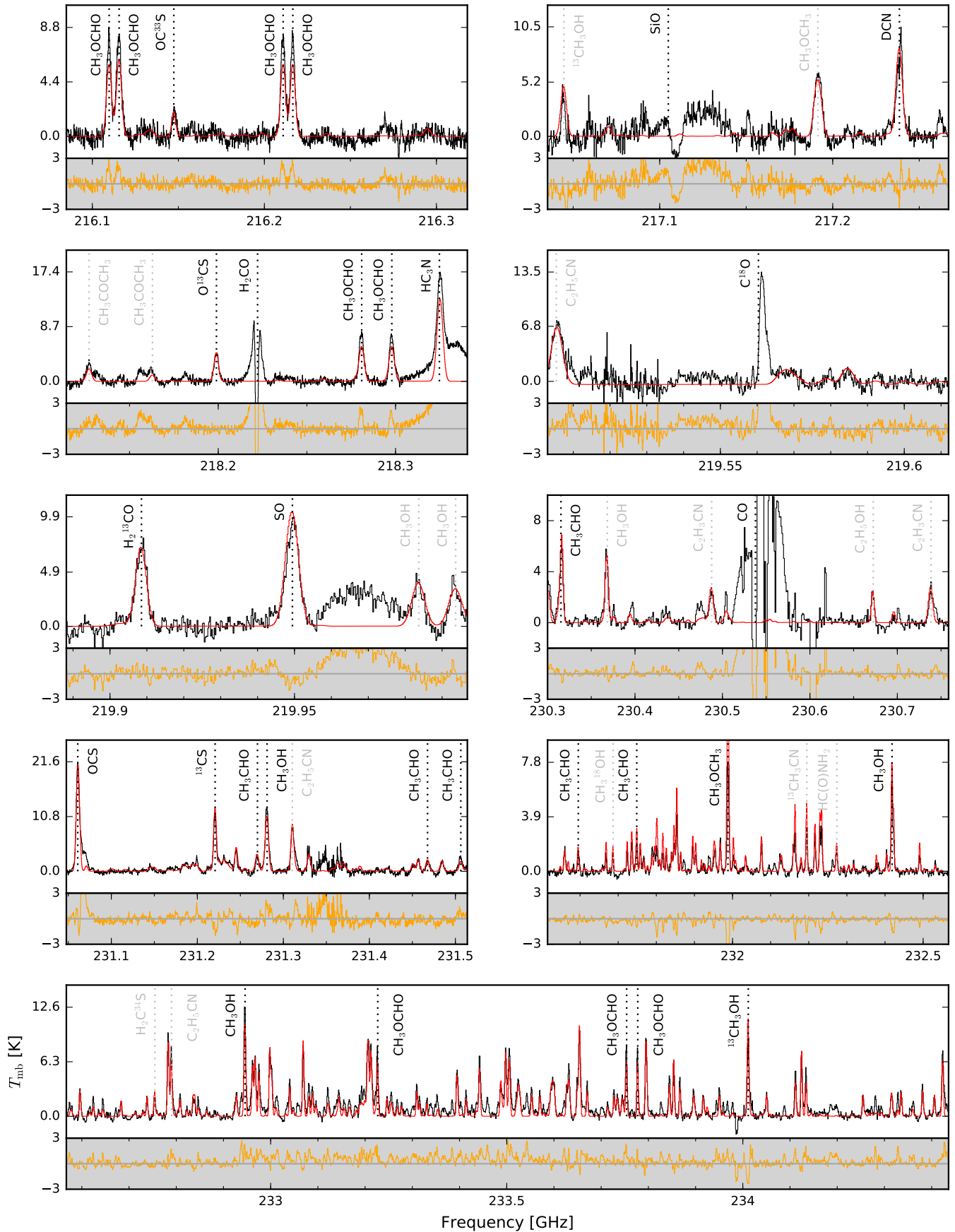


Fig. A.1. Observed spectra (in black), synthetic spectra (in red) and residuals (in orange) towards core #3 for all the ALMA bands. The observed spectra are integrated over the continuum cores (see Table 2). All the molecular lines detected in core #6 (see Table A.2) are indicated by black dotted lines and some of the additional molecular lines detected in core #3 are indicated in grey. The parameters used for the synthetic spectra are listed in Table 3. The Cycle 3 spectral band Cont. 1, which overlaps with Cycle 2 data Cont. 2, is ignored here.

J. Molet et al.: Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1

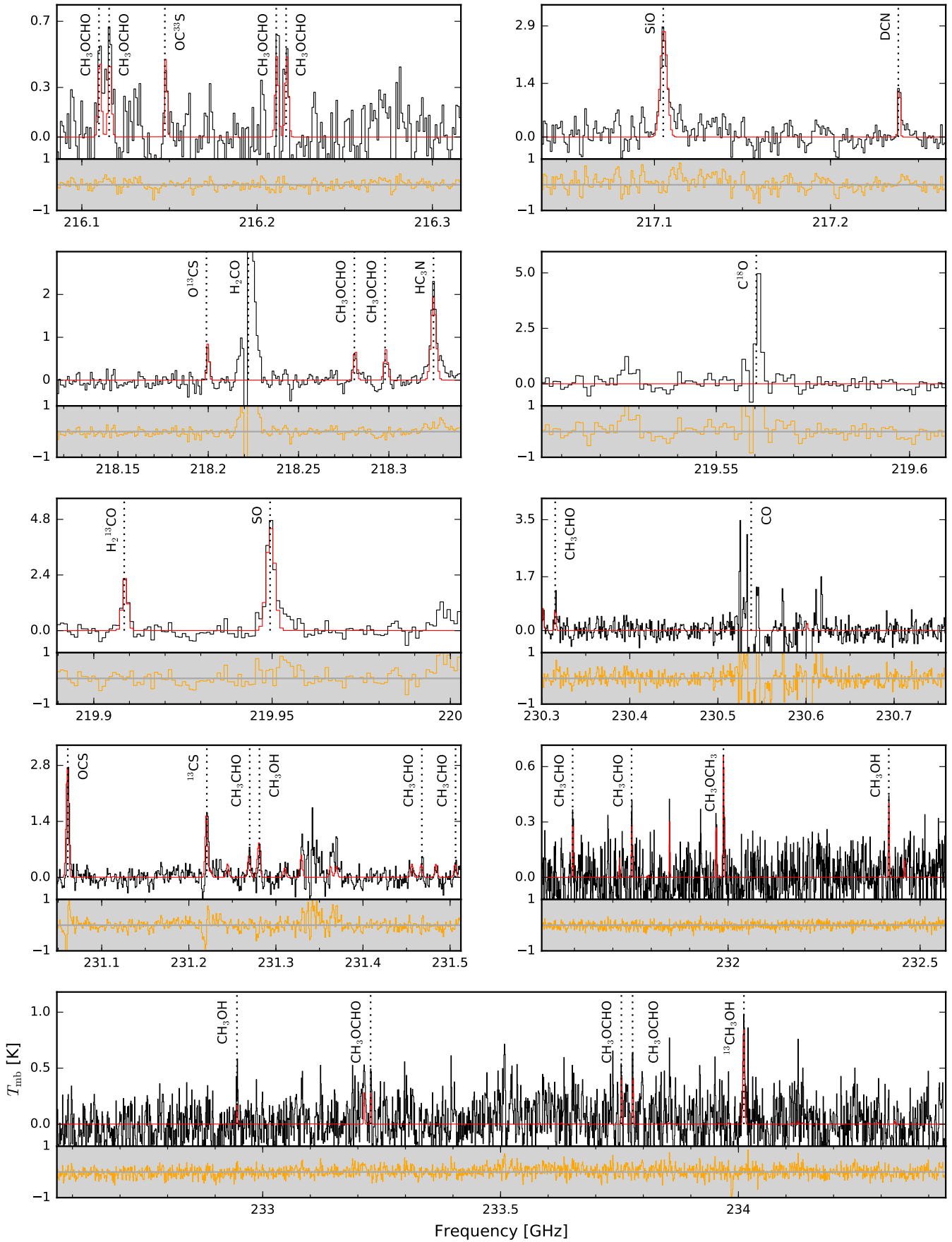


Fig. A.2. Same as Fig. A.1 but for source #6. The spectra are Hanning smoothed to the same frequency resolution, $\Delta f = 0.976$ MHz. The synthetic spectra are calculated for a temperature of 30 K, which corresponds to the very beginning of the protostellar phase.

Annexe B

Identification préliminaire des raies observées avec le 30m de l'IRAM

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
82,458	0,12	13,7	CH ₃ OCH ₃	(a,b)	85,782	0,05	5,4	CH ₂ (OH)CHO	(b)
82,471	0,04	4,5	CH ₂ (OH)CHO	(b)	85,918	0,03	5,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
82,539	0,08	5,9	HC ₅ N	(a,b,c)	85,926	0,17	8,5	NH ₂ D	
82,650	0,14	7,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	86,020	0,05	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
82,688	0,05	15,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	86,027	0,05	5,4	CH ₃ OCHO	(a,b)
82,916	0,05	6,4	CH ₃ COCH ₃	(b)	86,029	0,08	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
82,966	0,05	5,4	c-C ₃ H ₂	(b)	86,055	0,35	7,5	HC ¹⁵ N	(a,b,c)
83,057	0,07	7,2	OC ³⁴ S	(b,c)	86,094	0,53	6,3	SO	(b,c)
83,098	0,09	11,9	CH ₃ OCH ₃	(b)	86,181	0,03	6,5	CCS	(b)
83,120	0,04	6,4	CH ₃ OH	(b)	86,210	0,06	6,9	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
83,207	0,04	6,6	C ₂ H ₃ CN	(b)	86,223	0,12	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
83,321	0,05	11,3	CH ₃ OH	(b)	86,226	0,04	8,1	CH ₃ OCH ₃	(b)
83,416	0,03	4,5	C ₂ H ₅ OH	(b)	86,250	0,07	6,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
83,584	0,04	11,4	CH ₃ CHO	(a)	86,265	0,09	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
83,661	0,03	5,6	C ₂ H ₅ OH	(b)	86,268	0,09	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
83,688	0,18	6,8	SO ₂	(b,c)	86,340	–	–	H ¹³ CN	(b,c)
83,859	0,02	5,5	a(CH ₂ OH) ₂	(b)	86,546	0,08	5,7	HCOOH	(a,b,c)
83,900	0,07	5,4	HOCN	(b,c)	86,615	0,18	7,5	CH ₃ OH	(a,b,c)
84,220	0,06	6,5	CH ₃ CHO	(a,b,c)	86,638	0,02	5,3	SO ₂	(b)
84,423	0,14	7,3	CH ₃ OH	(a,b)	86,655	0,03	5,4	a(CH ₂ OH) ₂	(b)
84,449	0,10	6,4	CH ₃ OCHO	(a,c)	86,670	0,07	5,4	HCO	(c)
84,454	0,10	6,1	CH ₃ OCHO	(a,c)	86,708	0,05	5,0	HCO	(c)
84,478	0,05	4,9	U-line		86,754	0,90	6,8	H ¹³ CO ⁺	(a,b,c)
84,499	0,13	5,1	U-line		86,777	0,04	5,4	HCO	(c)
84,521	10,38	5,2	CH ₃ OH	(a,b,c)	86,819	0,08	7,3	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
84,542	0,30	6,5	NH ₂ CHO	(a,b)	86,847	1,12	8,5	SiO	(b,c)
84,564	0,04	6,3	CH ₃ COCH ₃	(b)	86,902	0,19	7,0	CH ₃ OH	(a,b)
84,596	0,06	6,1	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	86,947	0,04	5,8	C ₂ H ₅ OH	(b)
84,631	0,05	5,2	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	87,057	0,04	7,5	HC ¹⁷ O ⁺	(b)
84,634	0,06	5,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	87,091	0,72	5,6	HN ¹³ C	(a,b,c)
84,636	0,04	7,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	87,143	0,09	6,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
84,746	0,08	6,3	³⁰ SiO	(b,c)	87,161	0,09	6,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
84,807	0,10	6,7	NH ₂ CHO	(a,b,c)	87,284	0,25	5,0	CCH	(a,b,c)
84,864	0,04	6,2	O ¹³ CS	(b)	87,312	0,06	6,7	C ₂ H ₃ CN	(b)
84,889	0,07	12,8	NH ₂ CHO	(a,b,c)	87,317	1,12	6,7	CCH	(a,b,c)
84,946	0,05	6,2	C ₂ H ₃ CN	(b,c)	87,328	0,75	5,8	CCH	(a,b,c)
84,969	0,11	6,5	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	87,402	0,75	6,0	CCH	(a,b,c)
85,093	0,10	7,2	NH ₂ CHO	(a,b,c)	87,407	0,40	5,3	CCH	(a,b,c)
85,139	0,72	6,3	OCS	(b,c)	87,446	0,27	4,9	CCH	(a,b,c)
85,162	0,24	5,6	HC ¹⁸ O ⁺	(a,b,c)	87,597	0,11	7,9	HNCO	(b,c)
85,201	0,08	5,7	HC ₅ N	(a,c)	87,716	0,06	5,7	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
85,265	0,13	5,9	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	87,849	0,21	7,2	NH ₂ CHO	(a,b,c)
85,302	0,04	8,6	C ₂ H ₃ CN	(b)	87,863	0,07	5,1	HC ₅ N	(a)
85,339	0,35	6,6	c-C ₃ H ₂	(b)	87,867	0,03	8,1	HNCO	(b)
85,348	0,34	5,2	HCS ⁺	(b,c)	87,898	0,07	9,4	HNCO	(b)
85,442	0,16	4,7	CH ₃ CCH	(a,b,c)	87,925	1,44	6,5	HNCO	(b,c)
85,451	0,25	5,0	CH ₃ CCH	(a,b,c)	87,959	0,04	7,9	C ₂ H ₅ OH	(b)
85,456	0,63	10,0	CH ₃ CCH	(a,b,c)	88,167	0,10	5,7	H ¹³ CCCN	(b,c)
85,531	0,19	6,4	HOCO ⁺	(b,c)	88,238	0,11	7,7	HNCO	(b,c)
85,567	0,20	7,5	CH ₃ OH	(a,b)	88,323	0,09	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
85,686	0,08	26,4	H _α		88,594	0,16	6,5	CH ₃ OH	(b)
85,759	0,14	7,9	²⁹ SiO	(b,c)	88,630	–	–	HCN	(b)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
88,707	0,12	13,0	CH ₃ OCH ₃	(b)	91,494	0,03	4,9	c-C ₃ H	(c)
88,812	0,04	5,3	a(CH ₂ OH) ₂	(b)	91,497	0,02	4,6	c-C ₃ H	(c)
88,843	0,12	6,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	91,539	0,02	7,3	a(CH ₂ OH) ₂	(b)
88,851	0,12	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	91,548	0,10	5,1	C ₂ H ₅ CN	(b,c)
88,866	0,14	4,8	H ¹⁵ NC	(b,c)	91,550	0,04	5,0	SO ₂	(b)
88,939	0,18	6,4	CH ₃ OH	(a,b)	91,586	0,03	5,3	CH ₂ DOH	(c)
89,065	0,03	5,7	C ₂ H ₅ OH	(b)	91,662	0,03	9,3	C ₂ H ₅ CN	(b)
89,189	–	–	HCO ⁺	(b,c)	91,736	0,04	6,3	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
89,297	0,09	7,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	91,751	0,03	6,3	HSCN	(b)
89,315	0,16	10,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	91,776	0,05	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
89,324	0,04	7,7	¹³ CH ₃ CN	(c)	91,848	0,04	8,1	CH ₃ NH ₂	(b,c)
89,330	0,07	10,9	¹³ CH ₃ CN	(b,c)	91,925	0,04	7,2	CH ₃ ¹³ CN	(b,c)
89,505	0,20	6,5	CH ₃ OH	(a,b)	91,934	0,04	7,4	CH ₃ ¹³ CN	(b,c)
89,561	0,09	5,7	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	91,940	0,08	12,3	CH ₃ ¹³ CN	(b,c)
89,564	0,08	7,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	91,958	0,19	9,6	CH ₃ CN	(b,c)
89,567	0,10	7,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	91,971	0,59	8,1	CH ₃ CN	(b,c)
89,572	0,05	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	91,980	0,73	7,1	CH ₃ CN	(b,c)
89,579	0,11	6,1	HCOOH	(a,b,c)	91,986	1,44	11,3	CH ₃ CN	(b,c)
89,584	0,03	7,8	C ₂ H ₅ CN	(b)	92,000	0,01	10,1	C ₂ H ₅ CN	(b,c)
89,590	0,12	8,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	92,032	0,07	23,5	H _α	
89,628	0,08	7,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	92,073	0,02	9,4	CH ₃ OCHO	(b,c)
89,684	0,07	7,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	92,156	0,03	4,7	C ₂ H ₅ OH	(b)
89,708	0,03	6,5	a(CH ₂ OH) ₂	(b)	92,175	0,04	6,9	CH ₃ CN	(b)
89,861	0,06	5,8	HCOOH	(a,b,c)	92,246	0,05	6,4	CH ₃ CN	(b)
90,117	0,16	6,1	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	92,255	0,04	5,2	CH ₃ CN	(b)
90,145	0,12	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	92,257	0,03	6,6	CH ₃ CN	(b)
90,156	0,12	6,9	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	92,260	0,05	6,3	CH ₃ CN	(b)
90,164	0,06	6,1	HCOOH	(a,b,c)	92,263	0,04	7,0	CH ₃ CN	(b)
90,227	0,13	5,6	CH ₃ OCHO	(b)	92,353	0,04	7,4	CH ₃ CN	(b)
90,229	0,14	6,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	92,426	0,05	6,3	C ₂ H ₃ CN	(b,c)
90,261	0,06	5,3	¹³ CH ₃ OH	(b)	92,494	0,73	6,3	¹³ CS	(b,c)
90,264	0,10	5,5	¹⁵ NNH ⁺	(c)	92,588	0,06	5,1	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
90,383	0,05	5,6	¹³ CH ₃ OH	(c)	92,723	0,04	7,1	CH ₃ ¹⁸ OH	(b)
90,453	0,10	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	92,726	0,05	6,9	CH ₃ ¹⁸ OH	(b)
90,526	0,07	5,1	HC ₅ N	(a,c)	92,728	0,03	6,4	CH ₃ ¹⁸ OH	(b)
90,593	0,13	6,0	HC ¹³ CCN	(b,c)	92,735	0,05	9,2	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
90,602	0,11	5,2	HCC ¹³ CN	(b,c)	92,743	0,03	6,7	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
90,663	–	–	HNC	(b,c)	92,872	0,02	4,1	DC ₃ N	(c)
90,686	0,05	5,7	CCS	(b,c)	92,975	0,04	6,1	a(CH ₂ OH) ₂	(b)
90,772	0,03	6,5	SiS	(c)	92,982	0,06	6,3	HDCS	
90,888	0,05	6,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	93,052	0,04	5,8	CH ₂ (OH)CHO	(b,c)
90,891	0,03	6,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	93,098	0,10	5,7	HCOOH	(a,b,c)
90,894	0,03	3,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	93,173	–	–	N ₂ H ⁺	(b,c)
90,926	0,05	6,5	¹³ C ³⁴ S	(b,c)	93,196	0,14	6,2	CH ₃ OH	(a,b,c)
90,937	0,21	8,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	93,267	0,03	5,3	S ¹⁸ O	(c)
90,979	3,41	5,9	HC ₃ N	(a,b,c)	93,477	0,04	5,5	C ₂ H ₅ OH	(b)
91,171	0,04	4,0	HDCS		93,497	0,05	8,1	C ₂ H ₅ OH	(b)
91,333	0,04	10,7	HC ₃ N	(b)	93,559	0,03	7,0	a(CH ₂ OH) ₂	(b)
91,473	0,03	6,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	93,568	0,03	4,8	C ₂ H ₅ OH	(b)
91,476	0,07	5,7	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	93,581	0,34	6,1	CH ₃ CHO	(a,b,c)
91,478	0,03	7,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	93,595	0,36	5,7	CH ₃ CHO	(a,b,c)
91,485	0,07	6,8	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	93,619	0,08	6,4	¹³ CH ₃ OH	(b,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
93,663	0,06	4,6	CH ₃ OCH ₃	(b)	96,274	0,18	6,1	CH ₃ CHO	(a,b,c)
93,665	0,13	5,0	CH ₃ OCH ₃	(b)	96,301	0,04	7,7	C ₂ H ₅ OH	(b)
93,667	0,10	5,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	96,335	0,03	8,4	CH ₃ OH	(b)
93,694	0,03	6,9	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	96,343	0,04	6,0	CH ₃ CHO	(b,c)
93,702	0,03	5,9	CH ₃ OCHO	(b,c)	96,368	0,10	6,6	CH ₃ CHO	(a,b,c)
93,854	0,07	5,2	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	96,371	0,06	6,3	CH ₃ CHO	(a,b,c)
93,856	0,10	6,4	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	96,382	0,07	6,3	CH ₃ OH	(b)
93,859	0,06	6,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	96,384	0,06	5,0	CH ₃ CHO	(a,b,c)
93,870	0,13	5,8	CCS	(b,c)	96,390	0,06	6,3	CH ₃ OH	(a,b)
93,979	0,04	8,0	PN	(b,c)	96,395	0,11	6,0	CH ₃ OH	(a,b)
94,247	0,02	5,4	NH ₂ CHO	(b,c)	96,413	1,19	7,1	C ³⁴ S	(b,c)
94,277	0,07	7,9	C ₂ H ₃ CN	(b,c)	96,425	0,17	5,6	CH ₃ CHO	(a,b,c)
94,405	0,21	5,4	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	96,475	0,17	5,7	CH ₃ CHO	(a,b,c)
94,410	0,12	7,2	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	96,492	0,19	9,2	CH ₃ OH	(a,b,c)
94,420	0,08	6,0	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	96,501	0,09	6,0	CH ₃ OH	(a,b)
94,541	0,19	7,0	CH ₃ OH	(a,b)	96,513	0,10	5,7	CH ₃ OH	(a,b)
94,696	0,04	5,7	C ₂ H ₅ OH	(b)	96,588	0,13	6,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
94,760	0,03	7,2	C ₂ H ₃ CN	(b,c)	96,632	0,18	5,8	CH ₃ CHO	(a,b,c)
94,814	0,08	5,0	CH ₃ OH	(b)	96,740	4,69	8,9	CH ₃ OH	(a,b,c)
94,829	0,03	4,4	HDCS	(c)	96,744	2,59	7,0	CH ₃ OH	(a,b,c)
94,913	0,04	9,5	C ₂ H ₃ CN	(b,c)	96,755	1,54	6,0	CH ₃ OH	(a,b,c)
94,922	0,10	7,0	OC ³⁴ S	(b,c)	96,813	0,05	7,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
94,928	0,03	8,7	C ₂ H ₃ CN	(b,c)	96,846	0,06	4,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
94,941	0,03	7,6	C ₂ H ₃ CN	(b,c)	96,849	0,11	6,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
95,070	0,04	5,4	CH ₂ (OH)CHO	(b,c)	96,852	0,05	7,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
95,145	0,05	7,6	CH ₃ NH ₂	(b)	96,919	0,11	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
95,169	4,07	6,3	CH ₃ OH	(a,b)	96,983	0,13	6,4	H ¹³ CCCN	
95,189	0,03	6,2	C ₄ H		96,987	0,06	7,3	O ¹³ CS	(b)
95,208	0,09	6,2	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	96,992	0,04	8,0	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,272	0,06	4,6	¹³ CH ₃ OH	(b)	97,138	0,04	5,5	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,325	0,03	8,0	C ₂ H ₃ CN	(b,c)	97,171	0,29	7,0	C ³³ S	(b,c)
95,416	0,05	5,3	C ₂ H ₅ OH	(b)	97,263	0,04	5,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,442	0,12	5,3	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	97,301	0,94	6,4	OCS	(b,c)
95,443	0,10	5,4	C ₂ H ₅ OH	(b)	97,359	0,04	8,6	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
95,531	0,02	12,1	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	97,368	0,04	7,0	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,552	0,04	6,8	CH ₃ OCH ₃	(b)	97,525	0,03	8,6	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,556	0,04	7,2	CH ₃ OCH ₃	(b)	97,536	0,06	6,2	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,689	0,03	5,8	CH ₃ OCHO	(b,c)	97,549	0,03	6,9	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,691	0,03	6,3	a(CH ₂ OH) ₂	(b)	97,558	0,03	7,5	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
95,702	0,04	8,3	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	97,562	0,03	5,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,729	0,07	8,4	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	97,573	0,05	5,7	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,731	0,11	8,4	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	97,583	2,33	5,9	CH ₃ OH	(a,b,c)
95,850	0,06	6,0	HC ₅ N	(a,c)	97,599	0,03	5,2	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,909	0,07	7,8	C ₂ H ₅ OH	(b)	97,631	0,05	8,7	H ₂ ¹³ CS	(b,c)
95,914	2,13	5,9	CH ₃ OH	(a,b,c)	97,648	0,08	6,9	C ₂ H ₅ OH	(b)
95,923	0,04	7,5	C ₂ H ₅ OH	(b)	97,661	0,03	5,1	CH ₃ OCHO	(b)
95,947	0,43	5,7	CH ₃ CHO	(a,b,c)	97,677	0,09	8,0	CH ₃ OH	(b)
95,963	0,43	5,7	CH ₃ CHO	(a,b,c)	97,715	0,21	5,9	³⁴ SO	(b,c)
96,070	0,13	6,6	CH ₃ OCHO		97,773	0,04	5,2	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
96,076	0,14	7,4	CH ₃ OCHO		97,815	0,03	5,8	C ₂ H ₅ OH	(b)
96,087	0,03	10,3	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	97,896	0,06	7,3	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
96,258	0,03	8,0	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	97,919	0,02	5,6	CH ₂ (OH)CHO	(b,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
97,962	0,07	3,4	C ₂ H ₅ OH	(b)	100,193	0,04	3,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
97,981	–	–	CS	(b)	100,198	0,07	4,9	NS ⁺	
98,176	0,12	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	100,226	0,03	5,1	CH ₃ OCHO	(b)
98,182	0,03	7,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	100,294	0,12	6,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
98,190	0,07	7,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	100,307	0,12	7,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
98,229	0,04	6,0	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	100,322	0,05	11,9	HC ₃ N	(b)
98,270	0,05	7,1	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	100,358	0,06	5,3	C ₂ H ₅ OH	(b)
98,279	0,11	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	100,364	0,03	5,1	C ₂ H ₅ OH	(b)
98,423	0,08	6,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	100,459	0,07	5,4	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
98,432	0,13	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	100,462	0,11	7,5	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
98,435	0,08	6,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	100,465	0,10	7,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
98,512	0,04	6,3	HC ₅ N	(a)	100,482	0,14	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
98,523	0,14	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	100,490	0,15	6,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
98,531	0,07	5,2	C ₂ H ₅ CN	(b)	100,535	0,04	8,9	H ₂ ¹³ CS	(b)
98,533	0,11	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	100,613	0,11	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
98,543	0,05	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	100,629	0,09	8,0	NH ₂ CN	(b)
98,564	0,10	5,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	100,638	0,25	7,1	CH ₃ OH	(a,b)
98,566	0,09	5,8	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	100,682	0,18	9,9	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
98,584	0,04	5,3	C ₂ H ₅ OH	(b)	100,989	0,06	6,4	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
98,606	0,11	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	101,002	0,08	6,4	CH ₂ CO	(a,b,c)
98,610	0,16	8,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	101,024	0,04	5,9	CH ₂ CO	(a,b,c)
98,620	0,04	8,3	C ₂ H ₅ CN	(b)	101,030	0,04	6,8	CH ₃ SH	(b)
98,682	0,11	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	101,032	0,05	5,3	CH ₂ CO	(a,b,c)
98,700	0,10	7,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	101,036	0,16	5,7	CH ₂ CO	(a,b,c)
98,711	0,10	8,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	101,139	0,14	5,7	CH ₃ SH	(b)
98,747	0,10	5,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	101,175	0,06	5,9	HC ₅ N	(a)
98,792	0,09	6,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	101,184	0,04	7,3	CH ₃ OH	(a,b)
98,863	0,40	5,7	CH ₃ CHO	(a,b,c)	101,284	0,08	6,9	H ₂ C ³⁴ S	(b,c)
98,877	0,04	6,2	C ₂ H ₅ OH	(b)	101,293	0,06	7,7	CH ₃ OH	(a,b,c)
98,901	0,43	5,8	CH ₃ CHO	(a,b,c)	101,332	0,24	7,4	H ₂ CO	(b)
98,982	0,05	4,8	C ₂ H ₅ OH	(b)	101,343	0,08	5,7	CH ₃ CHO	(a,b)
99,019	0,05	26,2	H _α		101,450	0,05	8,5	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
99,132	0,03	8,3	CH ₃ OCHO	(a,b)	101,469	0,10	5,2	CH ₃ OH	(a,b,c)
99,135	0,03	6,3	CH ₃ OCHO	(a,b)	101,478	1,53	5,7	H ₂ CS	(b,c)
99,300	1,95	7,1	SO	(b,c)	101,533	0,05	6,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
99,311	0,08	7,5	NH ₂ CN	(b)	101,561	0,07	6,6	CH ₃ OCH ₃	(b)
99,325	0,22	8,7	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	101,627	0,05	9,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
99,509	0,04	7,1	a(CH ₂ OH) ₂	(b)	101,637	0,05	6,5	C ₂ H ₃ CN	(b,c)
99,523	0,06	6,2	C ₂ H ₅ OH	(b)	101,736	0,11	6,1	CH ₃ OH	(a,b)
99,575	0,03	5,9	CH ₃ OCHO	(b)	101,872	0,05	5,2	C ₂ H ₅ OH	(b)
99,577	0,03	3,8	CH ₃ OCHO	(b)	101,892	0,07	4,6	CH ₃ CHO	(a,b)
99,652	0,10	5,7	HC ¹³ CCN	(b,c)	101,981	0,31	5,7	CH ₂ CO	(a,b,c)
99,661	0,10	5,7	HCC ¹³ CN	(b,c)	102,064	0,20	8,0	NH ₂ CHO	(a,b,c)
99,681	0,10	7,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	102,122	0,12	5,4	CH ₃ OH	(a,b,c)
99,689	0,05	6,1	CH ₃ SH	(b)	102,202	0,04	6,1	CH ₃ SH	(b)
99,730	0,15	6,9	CH ₃ OH	(a,b)	102,217	0,03	6,7	NH ₂ CHO	(b)
99,773	0,10	8,8	H ₂ C ³⁴ S	(b,c)	102,226	0,02	4,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
99,867	0,03	10,4	CCS	(b)	102,282	0,08	6,1	C ₂ H ₅ OH	(b)
99,975	0,06	7,6	C ₂ H ₅ OH	(b)	102,291	0,03	5,8	a(CH ₂ OH) ₂	(b)
100,029	0,09	7,1	SO	(b,c)	102,488	0,06	7,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
100,076	3,31	6,1	HC ₃ N	(a,b,c)	102,516	0,04	5,9	CH ₃ CCH	(a,b)
100,094	0,31	5,7	CH ₂ CO	(a,b,c)	102,530	0,26	5,4	CH ₃ CCH	(a,b,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
102,533	0,06	5,7	C ₂ H ₅ OH	(b)	104,975	0,02	6,7	¹³ CH ₃ CH ₂ CN	(b)
102,540	0,39	5,3	CH ₃ CCH	(a,b,c)	105,036	0,04	4,7	U-line	
102,546	0,82	6,4	CH ₃ CCH	(a,b,c)	105,063	0,26	7,3	CH ₃ OH	(a,b)
102,554	0,06	7,2	CH ₃ COCH ₃	(b)	105,161	0,05	6,6	C ₂ H ₅ OH	(b)
102,560	0,05	4,2	C ₂ H ₅ OH	(b)	105,187	0,08	5,7	CH ₃ OH	(b)
102,561	0,06	4,5	CH ₃ COCH ₃	(b)	105,225	0,03	4,5	C ₂ H ₅ OH	(b)
102,657	0,14	6,1	CH ₃ OH	(a,b,c)	105,336	0,06	4,6	C ₂ H ₅ OH	(b)
102,807	0,09	5,8	H ₂ C ³⁴ S	(b,c)	105,392	0,04	5,6	NH ₂ CHO	(b)
102,957	0,12	5,9	CH ₃ OH	(b)	105,464	0,23	7,6	NH ₂ CHO	(a,b,c)
103,040	1,08	5,8	H ₂ CS	(b,c)	105,468	0,13	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
103,051	0,19	6,2	H ₂ CS	(b,c)	105,538	0,03	6,1	C ₂ H ₅ CN	(b)
103,324	0,03	4,4	CH ₃ OH	(b)	105,575	0,17	6,4	CH ₃ OH	(a,b)
103,380	0,16	6,0	CH ₃ OH	(b,c)	105,767	0,08	5,4	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
103,391	0,04	5,9	CH ₂ (OH)CHO	(b)	105,769	0,12	5,3	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
103,451	0,05	4,5	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	105,771	0,10	4,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
103,466	0,15	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	105,794	0,14	7,1	CH ₂ NH	(a,b,c)
103,478	0,15	6,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	105,799	0,08	6,4	H ¹³ CCCN	(b,c)
103,547	0,04	7,2	C ₂ H ₅ OH	(b)	105,834	0,03	8,0	a(CH ₂ OH) ₂	(b)
103,575	0,05	6,4	C ₂ H ₃ CN		105,890	0,04	5,4	NH ₂ CHO	(b)
103,739	0,04	4,8	U-line		105,972	0,17	7,8	NH ₂ CHO	(a,b,c)
103,748	0,03	6,5	CH ₃ COCH ₃	(b)	105,983	0,02	4,7	H ¹³ C(O)NH ₂	(b)
103,796	0,06	6,5	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,107	0,09	8,0	NH ₂ CHO	(b)
103,836	0,05	5,7	HC ₅ N	(a)	106,134	0,11	7,3	NH ₂ CHO	(a,b,c)
103,842	0,04	6,0	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,141	0,11	8,1	NH ₂ CHO	(a,b,c)
103,863	0,04	4,4	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,322	0,04	6,0	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
103,890	0,05	5,5	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,348	0,11	5,2	CCS	(b,c)
103,895	0,03	5,4	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,498	0,04	6,6	HC ₅ N	(a,c)
103,933	0,03	4,6	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,541	0,16	7,2	NH ₂ CHO	(a,b,c)
103,959	0,04	3,9	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,641	0,05	7,5	C ₂ H ₃ CN	(b,c)
104,006	0,03	8,7	C ₂ H ₅ OH	(b)	106,658	0,03	7,6	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
104,029	0,32	6,6	SO ₂	(a,b)	106,675	0,05	5,6	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
104,050	0,13	7,5	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	106,723	0,08	7,1	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
104,060	0,18	7,2	CH ₃ OH	(b)	106,735	0,06	25,8	H _α	
104,175	0,11	4,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	106,743	0,06	8,0	³⁴ SO	(b,c)
104,177	0,15	7,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	106,766	0,05	6,6	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
104,212	0,04	7,8	C ₂ H ₃ CN	(b)	106,775	0,10	7,4	CH ₃ OCH ₃	(b)
104,239	0,18	7,6	SO ₂	(b,c)	106,778	0,12	7,3	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
104,300	0,36	7,5	CH ₃ OH	(a,b,c)	106,786	0,14	6,4	OC ³⁴ S	(b,c)
104,335	0,17	6,4	CH ₃ OH	(a,b)	106,907	0,04	8,7	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
104,354	0,20	6,9	CH ₃ OH	(a,b)	106,913	0,24	6,2	HOCO ⁺	(b,c)
104,409	0,20	8,1	CH ₃ OH	(a,b)	106,930	0,03	6,2	C ₂ H ₅ OH	(b)
104,453	0,07	5,9	C ₂ H ₃ CN	(b)	107,014	0,67	6,9	CH ₃ OH	(a,b,c)
104,487	0,17	6,4	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	107,042	0,14	8,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
104,587	0,05	6,0	CH ₂ (OH)CHO	(b,c)	107,159	0,18	6,3	CH ₃ OH	(a,b)
104,617	1,49	5,7	H ₂ CS	(b,c)	107,178	0,07	6,6	¹³ CH ₃ CN	(b,c)
104,699	0,06	4,7	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	107,188	0,06	7,1	¹³ CH ₃ CN	(b,c)
104,702	0,13	5,7	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	107,193	0,09	5,2	¹³ CH ₃ CN	(b,c)
104,705	0,10	6,0	CH ₃ OCH ₃	(b)	107,196	0,10	6,6	¹³ CH ₃ CN	(b)
104,711	0,10	3,6	¹³ C ¹⁸ O	(b,c)	107,484	0,13	5,7	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
104,808	0,17	6,1	C ₂ H ₅ OH	(b)	107,486	0,13	5,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
104,874	0,08	6,1	HOCN		107,490	0,08	7,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
104,960	0,04	7,7	C ₂ H ₃ CN	(b)	107,502	0,16	8,0	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
107,519	0,06	5,5	C ₂ H ₅ CN	(b,c)	110,032	0,04	6,8	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
107,537	0,16	7,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	110,153	0,08	8,4	NH ₂ D	(b,c)
107,543	0,23	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	110,201	—	—	¹³ CO	(b,c)
107,547	0,12	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	110,297	0,17	9,4	HNCO	(b,c)
107,590	0,04	6,3	CH ₃ OCHO		110,309	0,08	6,7	CH ₃ ¹³ CN	(b)
107,593	0,13	7,0	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	110,319	0,07	7,4	CH ₃ ¹³ CN	(b)
107,734	0,12	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	110,329	0,22	10,7	CH ₃ ¹³ CN	(b,c)
107,843	0,03	8,5	SO ₂	(b,c)	110,349	0,33	8,0	CH ₃ CN	(b,c)
107,984	0,06	4,9	¹³ CH ₃ OH	(b)	110,364	0,83	7,4	CH ₃ CN	(b,c)
108,084	0,03	6,9	OC ³³ S	(b,c)	110,375	0,92	6,9	CH ₃ CN	(b,c)
108,126	0,12	6,1	HCOOH	(a,b,c)	110,382	1,69	11,3	CH ₃ CN	(b,c)
108,427	0,03	6,4	¹³ CN	(b,c)	110,451	0,06	5,7	C ₂ H ₅ OH	(b)
108,438	0,09	5,6	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	110,454	0,07	4,8	CH ₃ OCHO	(b)
108,637	0,06	6,0	¹³ CN	(b,c)	110,457	0,05	6,5	CH ₃ OCHO	(b)
108,644	0,05	6,6	¹³ CN	(b,c)	110,525	0,06	6,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
108,651	0,07	5,9	¹³ CN	(b,c)	110,534	0,14	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
108,657	0,07	11,3	¹³ CN	(b,c)	110,609	0,09	6,2	CH ₃ CN	(b)
108,710	0,10	6,5	HC ¹³ CCN	(b,c)	110,652	0,14	7,1	CH ₃ OCHO	(b,c)
108,721	0,10	6,8	HCC ¹³ CN	(b,c)	110,662	0,19	7,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
108,780	0,10	6,3	¹³ CN	(b,c)	110,683	0,04	8,3	CH ₃ OCHO	(b,c)
108,783	0,04	3,4	¹³ CN	(b,c)	110,694	0,07	6,4	CH ₃ CN	(b)
108,793	0,04	5,6	¹³ CN	(b,c)	110,697	0,05	7,4	CH ₃ CN	(b)
108,796	0,02	4,2	¹³ CN	(b,c)	110,705	0,06	6,8	CH ₃ CN	(b)
108,894	1,40	7,6	CH ₃ OH	(a,b,c)	110,708	0,06	7,2	CH ₃ CN	(b)
108,924	0,04	8,2	SiS	(c)	110,711	0,06	6,8	CH ₃ CN	(b)
108,940	0,14	7,5	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	110,715	0,06	9,2	CH ₃ CN	(b)
109,110	0,07	6,6	O ¹³ CS	(b,c)	110,775	0,05	4,5	CH ₃ OCHO	(b,c)
109,138	0,20	7,9	CH ₃ OH	(a,b)	110,789	0,25	9,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,152	0,21	6,7	CH ₃ OH	(a,b)	110,822	0,06	8,1	CH ₃ CN	(b)
109,163	0,13	9,4	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	110,840	0,05	7,2	C ₂ H ₃ CN	(b)
109,173	3,59	6,0	HC ₃ N	(a,b,c)	110,873	0,11	6,1	CH ₃ OCHO	(a,b)
109,252	0,84	6,4	SO	(b,c)	110,880	0,22	9,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,279	0,03	11,1	CH ₂ (OH)CHO	(b,c)	110,886	0,15	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b)
109,289	0,04	6,3	HCCNC	(b)	110,889	0,12	6,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,298	0,03	4,2	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	111,005	0,05	9,0	CH ₃ OCHO	(b,c)
109,357	0,04	8,2	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	111,093	0,03	8,2	CH ₃ OCHO	(b,c)
109,441	0,07	11,5	HC ₃ N	(b)	111,170	0,25	9,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,463	1,08	6,3	OCS	(b,c)	111,195	0,13	6,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,495	0,17	8,7	HNCO	(b,c)	111,223	0,14	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,511	0,03	7,1	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)	111,266	0,07	4,8	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
109,570	0,08	5,2	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	111,289	0,35	8,4	CH ₃ OH	(a,b,c)
109,573	0,13	6,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	111,407	0,13	5,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,576	0,10	5,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	111,452	0,14	5,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,608	0,05	6,8	CH ₃ OCHO	(b)	111,579	0,05	6,7	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
109,610	0,04	3,9	C ₂ H ₅ OH	(b)	111,625	0,21	6,6	CH ₃ OH	(b)
109,649	0,13	7,3	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	111,673	0,19	6,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,753	0,23	7,4	NH ₂ CHO	(a,b,c)	111,681	0,19	6,9	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
109,792	3,48	4,3	C ¹⁸ O	(b,c)	111,734	0,07	8,4	CH ₃ OCHO	(a,b)
109,833	0,05	8,0	HNCO	(b)	111,740	0,08	6,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
109,872	0,11	10,8	HNCO	(b,c)	111,743	0,18	7,5	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
109,892	0,03	7,4	CH ₂ NH	(a,b)	111,746	0,12	6,5	HCOOH	(b,c)
109,905	1,89	6,5	HNCO	(b)	111,782	0,38	7,2	CH ₃ OCH ₃	(b,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
111,813	0,16	10,4	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
111,823	0,05	6,7	HC ₅ N	
111,841	0,04	5,2	a(CH ₂ OH) ₂	(b,c)
112,011	0,04	4,3	CH ₃ OCHO	(b,e)
112,129	0,09	6,2	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
112,142	0,15	6,0	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
112,248	0,36	5,9	CH ₃ CHO	(a,b,c)
112,254	0,38	5,9	CH ₃ CHO	(a,b,c)
112,268	0,05	5,8	C ₂ H ₅ OH	(b)
112,287	0,08	6,2	HCOOH	(a,b,c)
112,343	0,04	7,2	a(CH ₂ OH) ₂	(b,e)
112,359	0,79	5,6	C ¹⁷ O	(b,c)
112,373	0,14	8,1	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
112,432	0,04	7,0	HCOOH	(a,b)
112,459	0,04	8,5	HCOOH	(a,b,c)
112,467	0,03	8,7	HCOOH	(a,b,c)
112,490	0,04	4,2	CH ₃ OH	(b)
112,645	0,14	8,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
112,807	0,15	5,8	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
112,840	0,06	6,6	C ₂ H ₃ CN	(b,c)
112,846	0,06	5,6	U-line	
112,891	0,08	6,9	HCOOH	(a,b,c)
113,000	0,16	9,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
113,056	0,12	4,8	CH ₃ OCH ₃	(b)
113,058	0,17	3,6	CH ₃ OCH ₃	(b)
113,060	0,15	4,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
113,097	0,10	4,9	C ₂ H ₅ OH	(b)
113,123	0,38	5,8	CN	(b,c)
113,143	0,43	4,1	CN	(b,c)
113,171	0,63	3,2	CN	(b,c)
113,190	0,54	3,9	CN	(b,c)
113,241	0,07	9,7	a(CH ₂ OH) ₂	(b,e)
113,278	0,05	9,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
113,487	0,63	4,2	CN	(b,c)
113,490	1,18	3,8	CN	(b,c)
113,501	0,26	3,7	CN	(b,c)
113,508	0,51	3,4	CN	(b,c)
113,520	0,12	5,9	CN	(b,c)
113,569	0,05	7,3	CH ₂ (OH)CHO	(b,c)
113,742	0,19	6,0	CH ₃ OCHO	(a,b)
113,756	0,16	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b)
113,977	0,16	5,7	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
114,004	0,15	9,4	CH ₃ OCH ₃	(b)
114,025	0,07	4,0	C ₂ H ₃ CN	(b)
114,064	0,12	7,0	C ₂ H ₅ OH	(b)
114,615	0,10	6,8	H ¹³ CCCN	(b)
114,650	0,21	6,2	CH ₃ OH	(a,b)
114,827	0,10	12,0	U-line	
114,868	0,16	10,3	U-line	
114,940	0,51	5,6	CH ₃ CHO	(a,b)
114,960	0,51	5,6	CH ₃ CHO	(a,b)
115,072	0,09	7,3	CH ₃ OCH ₃	(b)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
115,074	0,16	4,1	CH ₃ OCH ₃	(b)
115,076	0,12	6,1	CH ₃ OCH ₃	(b)
115,154	0,62	6,8	NS	(b)
115,157	0,43	4,2	NS	(b)
115,163	0,28	5,2	NS	(b)
115,489	0,10	6,9	NS	(b)
115,271	–	–	CO	(b)
115,494	0,31	6,1	CH ₃ CHO	(a,b)
115,544	0,37	7,9	CH ₃ OCH ₃	(b)
115,556	0,68	5,8	NS	(b)
115,571	0,53	6,9	NS	(b)

Notes : Sélection de raies détectées à 3σ (15 mK), avec $v_{\text{lsr}} = 98 \text{ km s}^{-1}$. La dernière colonne indique comment une molécule est identifiée. ^(a) accord entre la raie observée et le spectre synthétique obtenu à partir de diagrammes de rotation. ^(b) comparaison avec les analyses de [Belloche et al. \[2013\]](#). ^(c) travaux de thèse de Sarah Fechtenbaum sur W43-MM1.

TABLE B.1 – Raies à 3 mm.

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
					130,113	0,04	4,8	U-line	
128,102	0,22	8,6	NH ₂ CHO	(a)	130,171	0,06	5,4	H ₂ ¹³ CS	
128,143	0,05	6,4	a(CH ₂ OH) ₂		130,203	0,04	6,9	a(CH ₂ OH) ₂	
128,272	0,05	5,9	CH ₃ OCHO	(a)	130,246	0,10	8,4	C ₂ H ₅ OH	
128,295	0,31	6,2	HOCO ⁺		130,268	1,55	10,0	SiO	
128,473	0,04	5,7	n-C ₃ H ₇ CN		130,415	0,05	7,6	a(CH ₂ OH) ₂	
128,604	0,16	7,8	SO ₂		130,425	0,06	6,5	a(CH ₂ OH) ₂	
128,637	0,17	7,8	²⁹ SiO		130,456	0,04	4,4	U-line	
128,675	0,05	7,1	CH ₃ ¹³ CN		130,516	0,28	10,5	CH ₃ OCH ₃	
128,689	0,30	7,4	CH ₃ CN		130,755	0,06	8,1	C ₂ H ₅ OH	
128,705	0,11	7,2	CH ₃ ¹³ CN		130,871	0,10	7,2	C ₂ H ₅ OH	
128,716	0,35	9,8	CH ₃ ¹³ CN		130,876	0,07	10,6	CH ₃ COCH ₃	
128,739	0,48	7,4	CH ₃ CN		130,892	0,78	6,6	CH ₃ CHO	(a)
128,756	1,08	7,2	CH ₃ CN		130,902	0,21	9,2	C ₂ H ₅ CN	(a)
128,769	1,14	7,1	CH ₃ CN		131,014	0,19	8,5	SO ₂	
128,778	2,04	11,4	CH ₃ CN		131,102	0,10	6,8	C ₂ H ₅ OH	
128,797	0,05	7,5	CH ₂ (OH)CHO		131,113	0,05	8,0	a(CH ₂ OH) ₂	
128,812	0,24	5,6	HDCO	(a)	131,129	0,10	5,6	¹³ CH ₃ OH	
128,862	0,09	4,1	C ₂ H ₅ OH		131,133	0,27	6,9	CH ₃ OH	(a)
129,029	0,07	4,0	CH ₃ OCHO	(a)	131,211	0,05	9,5	U-line	
129,042	0,09	6,7	CH ₃ CN		131,267	0,09	9,6	C ₂ H ₃ CN	
129,077	0,14	6,9	C ₂ H ₅ OH		131,376	0,07	7,0	CH ₃ OCHO	(a)
129,105	0,14	8,0	SO ₂		131,393	0,29	9,0	HNCO	
129,138	1,32	6,8	SO		131,405	0,55	7,7	CH ₃ OCH ₃	
129,167	0,10	7,4	CH ₃ CN		131,440	0,11	7,5	NH ₂ CHO	
129,219	0,06	5,9	C ₂ H ₃ CN		131,455	0,07	10,3	CH ₃ OCHO	
129,291	0,09	5,7	CH ₃ CN		131,465	0,06	9,0	a(CH ₂ OH) ₂	
129,295	0,23	7,0	CH ₃ OCHO	(a)	131,480	0,04	8,8	CH ₃ OCHO	
129,309	0,23	5,7	CH ₃ OCHO	(a)	131,495	0,04	5,7	U-line	
129,345	0,06	5,2	CH ₃ OCHO	(a)	131,502	0,12	6,4	C ₂ H ₅ OH	
129,432	0,45	7,0	CH ₃ OH	(a)	131,536	0,08	6,8	CH ₃ OCHO	
129,454	0,03	7,7	U-line		131,551	0,09	9,7	CCS	
129,477	0,04	4,5	a(CH ₂ OH) ₂		131,561	0,10	6,2	CH ₃ ¹⁸ OH	
129,514	0,17	8,4	SO ₂		131,611	0,08	6,7	CH ₃ OCHO	(a)
129,548	0,05	6,3	CCS		131,617	0,31	7,8	NH ₂ CHO	(a)
129,557	0,21	10,2	CH ₃ OCH ₃		131,659	0,06	6,2	CH ₃ COCH ₃	
129,574	0,04	7,2	U-line		131,798	0,09	10,5	HNCO	
129,665	0,10	7,5	C ₂ H ₅ OH		131,845	0,18	8,7	HNCO	
129,671	0,13	7,3	HCOOH	(a)	131,885	2,52	6,5	HNCO	
129,719	0,16	6,0	CH ₃ OH	(a)	131,905	0,14	4,1	CH ₃ OCH ₃	
129,748	0,04	5,5	a(CH ₂ OH) ₂		131,910	0,18	8,0	CH ₃ OCH ₃	
129,794	0,20	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a)	131,986	0,12	5,8	CH ₃ OH	
129,809	0,07	7,3	CH ₃ COCH ₃		132,002	0,05	6,9	CH ₃ COCH ₃	
129,835	0,07	4,8	a(CH ₂ OH) ₂		132,009	0,13	6,7	CH ₃ COCH ₃	
129,848	0,05	5,5	CH ₃ COCH ₃		132,016	0,06	8,7	CH ₃ COCH ₃	
129,903	0,05	8,5	CH ₂ (OH)CHO		132,026	0,05	4,5	a(CH ₂ OH) ₂	
129,960	0,07	9,6	a(CH ₂ OH) ₂		132,062	0,06	4,3	CH ₃ OCHO	(a)
130,009	0,23	6,1	CH ₃ OCHO	(a)	132,100	0,09	5,4	OC ³³ S	
130,016	0,25	5,6	CH ₃ OCHO	(a)	132,105	0,40	8,5	CH ₃ OCHO	(a)
130,090	0,09	3,3	¹³ CH ₃ OH		132,117	0,06	6,6	C ₂ H ₅ OH	
130,098	0,07	6,2	a(CH ₂ OH) ₂						

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
132,128	0,13	5,9	C ₂ H ₅ OH		133,886	0,06	8,2	CH ₂ (OH)CHO	
132,143	0,13	5,3	CH ₃ OH		133,969	0,04	4,2	CH ₃ OCHO	(a)
132,245	0,45	8,7	CH ₃ OCHO	(a)	134,004	0,17	7,6	SO ₂	
132,281	0,06	3,0	U-line		134,021	0,11	6,9	a(CH ₂ OH) ₂	
132,309	0,08	3,5	U-line		134,030	0,06	5,7	CH ₃ OCHO	
132,356	0,25	7,9	HNCO		134,041	0,06	5,4	H ₂ ¹³ CS	
132,367	0,05	6,5	CH ₃ OCH ₃		134,054	0,06	5,3	CH ₃ OCHO	(a)
132,372	0,05	4,9	C ₂ H ₅ OH		134,064	0,05	5,3	CH ₂ DOH	
132,378	0,06	6,2	CH ₃ OCHO	(a)	134,218	0,08	5,2	C ₂ H ₅ OH	
132,420	0,03	6,6	U-line		134,230	0,34	6,9	CH ₃ OH	(a)
132,436	0,10	8,1	CH ₃ OCHO	(a)	134,285	0,14	5,6	HDCO	(a)
132,501	0,04	4,7	CH ₃ OCHO	(a)	134,300	0,05	8,9	CH ₃ OCHO	
132,524	0,50	6,7	CH ₃ OCH ₃		134,309	0,11	5,5	C ₂ H ₅ OH	
132,537	0,04	8,4	a(CH ₂ OH) ₂		134,372	0,27	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
132,580	0,04	6,1	CH ₃ COOH		134,382	0,16	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a)
132,621	0,57	7,7	CH ₃ OH	(a)	134,385	0,23	7,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
132,727	0,12	7,5	C ₂ H ₅ OH		134,399	0,11	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
132,744	0,16	7,9	SO ₂		134,424	0,28	7,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
132,890	9,50	5,5	CH ₃ OH	(a)	134,436	0,13	6,2	U-line	
132,921	0,25	7,5	CH ₃ OCHO	(a)	134,448	0,09	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a)
132,928	0,24	6,2	CH ₃ OCHO	(a)	134,508	0,20	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a)
132,934	0,16	5,9	C ₂ H ₅ OH		134,525	0,18	8,3	C ₂ H ₅ CN	(a)
133,026	0,18	6,4	H ₂ C ³⁴ S		134,547	0,21	7,1	C ₂ H ₅ CN	(a)
133,043	0,13	6,8	C ₂ H ₅ OH		134,583	0,08	9,0	CH ₃ OCHO	
133,129	0,04	9,4	C ₂ H ₅ CN		134,631	0,17	6,2	C ₂ H ₅ OH	
133,241	0,04	6,7	a(CH ₂ OH) ₂		134,639	0,06	6,9	a(CH ₂ OH) ₂	
133,259	0,16	6,0	CH ₃ OH	(a)	134,686	0,10	6,6	HCOOH	(a)
133,264	0,17	7,3	CH ₃ OCH ₃		134,694	0,29	6,2	CH ₃ CHO	(a)
133,267	0,24	7,0	CH ₃ OCH ₃		134,712	0,07	7,1	CH ₃ OCHO	(a)
133,271	0,32	9,5	CH ₃ OCH ₃		134,738	0,06	6,5	CH ₃ OCHO	(a)
133,282	0,05	6,8	C ₂ H ₅ OH		134,849	0,06	8,0	H ₂ C ¹³ CHCN	
133,314	0,15	11,2	CH ₃ OCH ₃		134,882	0,09	11,0	CH ₃ CHO	(a)
133,323	0,28	6,0	C ₂ H ₅ OH		134,895	0,64	7,1	CH ₃ CHO	(a)
133,354	0,13	6,3	O ¹³ CS		134,908	0,12	7,9	CH ₃ CHO	(a)
133,426	0,21	5,8	CH ₃ OH	(a)	134,921	0,10	8,7	CH ₃ CHO	(a)
133,443	0,07	6,2	U-line		134,933	0,08	7,5	CH ₃ CHO	(a)
133,455	0,23	6,3	CH ₃ OH		134,963	0,15	6,7	CH ₃ CHO	(a)
133,471	0,04	4,2	³⁴ SO ₂		134,969	0,22	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)
133,487	0,05	4,5	CH ₃ OH		134,973	0,17	7,4	CH ₃ CHO	(a)
133,545	0,20	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	134,986	0,22	7,4	CH ₃ CHO	(a)
133,605	0,61	7,4	CH ₃ OH	(a)	134,995	0,15	7,7	CH ₃ CHO	(a)
133,644	0,06	7,2	U-line		135,004	0,09	6,6	HCOOH	(a)
133,662	0,04	6,5	CH ₂ (OH)CHO		135,029	0,38	7,5	H ₂ CO	
133,735	0,04	5,4	CH ₂ NH	(a)	135,045	0,09	5,8	CH ₃ OCHO	(a)
133,767	0,15	5,7	HCOOH	(a)	135,053	0,14	5,9	CH ₃ OCHO	(a)
133,785	1,51	6,3	OCS	(a)	135,059	0,10	6,3	CH ₃ OCHO	(a)
133,799	0,06	4,9	CH ₃ OCHO	(a)	135,091	0,25	5,9	CH ₃ OCHO	(a)
133,830	0,49	5,9	CH ₃ CHO	(a)	135,101	0,25	6,0	CH ₃ OCHO	(a)
133,846	0,05	8,3	CH ₂ DOH		135,113	0,26	6,1	¹³ CH ₃ OH	(a)
133,854	0,49	5,8	CH ₃ CHO	(a)	135,142	0,11	5,6	CH ₃ OCHO	(a)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
135,152	0,18	5,3	CH ₃ OCHO	(a)	137,312	0,21	5,9	CH ₃ OCHO	(a)
135,155	0,13	5,0	CH ₃ OCHO	(a)	137,370	1,54	7,4	H ₂ CS	
135,175	0,07	5,9	CH ₃ OCHO		137,381	0,46	7,0	H ₂ CS	
135,262	0,17	4,7	CH ₃ OCH ₃		137,411	0,41	6,0	H ₂ CS	
135,265	0,22	5,1	CH ₃ OCH ₃		137,450	0,65	6,5	H ₂ ¹³ CO	
135,268	0,18	5,4	CH ₃ OCH ₃		137,513	0,08	4,1	C ₂ H ₅ OH	
135,282	0,13	7,9	CH ₃ CHO	(a)	137,583	0,14	8,3	CH ₃ OCH ₃	
135,289	0,15	6,6	CH ₃ OCHO	(a)	137,844	0,07	5,0	C ₂ H ₅ OH	
135,298	2,74	6,0	H ₂ CS		137,902	0,39	6,5	CH ₃ OH	(a)
135,376	0,43	7,3	CH ₃ OH	(a)	137,930	0,06	3,9	CH ₃ ¹⁸ OH	
135,476	0,30	6,1	CH ₃ CHO	(a)	138,139	0,10	5,5	C ₂ H ₅ OH	
135,526	0,17	5,7	CH ₃ OCHO	(a)	138,178	2,90	7,1	SO	
135,539	0,34	10,0	CH ₃ OCHO	(a)	138,285	0,50	5,8	CH ₃ CHO	(a)
135,607	0,10	8,2	C ₂ H ₅ OH		138,319	0,48	6,0	CH ₃ CHO	(a)
135,624	0,07	6,5	CH ₃ OCHO		138,350	0,21	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
135,634	0,05	9,9	CH ₃ OCHO	(a)	138,394	0,08	7,5	C ₂ H ₃ CN	
135,663	0,10	6,8	C ₂ H ₅ OH		138,459	0,08	4,5	C ₂ H ₅ OH	
135,685	0,32	6,3	CH ₃ CHO	(a)	138,502	0,06	5,5	C ₂ H ₅ OH	
135,696	0,53	6,9	SO ₂		138,530	0,11	7,7	C ₂ H ₅ OH	
135,717	0,07	8,0	CH ₃ OCHO		138,537	0,08	5,2	C ₂ H ₅ OH	
135,737	0,11	7,1	HCOOH	(a)	138,599	0,07	4,6	C ₂ H ₅ OH	
135,763	0,10	7,9	CH ₃ CHO	(a)	138,603	0,10	5,2	C ₂ H ₅ OH	
135,775	0,32	6,3	³⁴ S		138,622	0,07	5,3	C ₂ H ₅ OH	
135,829	0,10	5,3	C ₂ H ₅ OH		138,706	0,09	7,1	C ₂ H ₅ OH	
135,846	0,11	5,4	¹³ CH ₃ OH		138,739	1,20	6,3	¹³ CS	
135,885	0,11	7,1	HC ¹³ CCN		138,770	0,06	5,4	U-line	
135,898	0,11	6,2	HCC ¹³ CN		138,793	0,07	4,3	C ₂ H ₅ OH	
135,921	0,20	5,9	CH ₃ OCHO	(a)	138,915	0,13	5,8	C ₂ H ₅ OH	
135,942	0,20	5,6	CH ₃ OCHO	(a)	138,922	0,06	7,0	U-line	
135,948	0,19	5,9	CH ₃ OCHO	(a)	139,031	0,10	6,0	NH ₂ CN	
135,988	0,25	7,1	C ₂ H ₅ OH	(a)	139,074	0,14	6,3	CH ₃ ¹⁸ OH	
136,280	0,24	9,8	CH ₃ OCHO	(a,b)	139,080	0,12	6,1	CH ₃ ¹⁸ OH	
136,386	0,09	4,8	¹³ C ³⁴ S		139,091	0,06	6,1	H ₂ COCH ₂	
136,464	3,13	6,1	HC ₃ N	(a,b)	139,098	0,08	6,8	CH ₃ ¹⁸ OH	
136,540	0,20	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a)	139,104	0,06	9,5	CH ₃ ¹⁸ OH	
136,621	0,14	8,8	CH ₃ OCH ₃		139,312	0,07	5,5	U-line	
136,625	0,21	6,9	CH ₃ OCH ₃		139,335	0,21	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
136,628	0,13	4,2	CH ₃ OCH ₃		139,380	0,06	5,3	CH ₃ OCHO	(a)
136,634	0,12	6,1	SO		139,410	0,10	4,9	CH ₃ OH	
136,686	0,12	6,0	CH ₃ CCH	(a)	139,483	2,55	6,0	H ₂ CS	
136,704	0,52	5,2	CH ₃ CCH	(a)	139,499	0,20	5,0	CH ₃ OCH ₃	
136,717	0,61	5,4	CH ₃ CCH	(a)	139,502	0,25	5,6	CH ₃ OCH ₃	
136,726	1,44	9,7	CH ₃ CCH	(a)	139,505	0,20	5,3	CH ₃ OCH ₃	
136,798	0,09	8,9	HC ₃ N		139,605	0,07	9,2	CH ₃ OCH ₃	
136,821	0,19	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a)	139,621	0,07	7,7	CH ₃ COCH ₃	
136,914	0,23	6,7	CH ₃ OH	(a)	140,032	0,23	5,5	CH ₃ OH	
136,994	0,08	9,6	HC ₃ N		140,127	0,51	6,2	H ₂ CCO	
137,071	0,13	7,0	H ₂ C ³⁴ S		140,150	0,29	6,2	CH ₃ OH	(a)
137,232	0,31	6,3	CH ₃ OH	(a)	140,305	0,17	7,3	SO ₂	
137,292	0,21	5,4	CH ₃ OCHO	(a)	140,423	0,22	6,5	¹³ CH ₃ OH	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
140,472	0,08	5,8	C ₂ H ₅ OH		142,534	0,05	5,1	C ₂ H ₅ CN	
140,505	0,10	5,3	C ₂ H ₅ OH		142,619	0,07	5,5	NH ₂ D	
140,571	0,05	6,0	a(CH ₂ OH) ₂		142,624	0,11	9,5	CH ₃ OCHO	(a)
140,586	0,04	7,3	NH ₂ CHO		142,663	0,08	5,3	CH ₃ OCHO	(a)
140,621	0,07	8,0	CH ₃ OCHO		142,700	0,29	7,8	NH ₂ CHO	(a)
140,655	0,06	7,9	CH ₃ CHO	(a)	142,733	0,44	7,5	CH ₃ OCHO	(a)
140,693	0,05	5,6	CH ₃ COCH ₃		142,768	0,53	6,0	CH ₂ CO	(a)
140,717	0,09	5,8	CH ₃ COCH ₃		142,806	0,24	5,4	¹³ CH ₃ OH	
140,740	0,09	6,2	CH ₃ COCH ₃		142,815	0,44	8,0	CH ₃ OCHO	(a)
140,814	0,12	6,9	C ₂ H ₅ OH		142,895	0,15	5,5	¹³ CH ₃ OH	
140,841	–	–	H ₂ CO		142,900	0,16	6,1	¹³ CH ₃ CN	
140,877	0,12	5,0	NH ₂ CN		142,913	0,14	5,7	¹³ CH ₃ CN	
140,966	0,09	8,2	PN		142,923	0,28	10,1	¹³ CH ₃ CN	
141,036	0,27	5,5	CH ₃ OCHO	(a)	143,020	0,21	10,9	CH ₃ OCH ₃	
141,043	0,26	5,8	CH ₃ OCHO	(a)	143,056	0,15	9,0	SO ₂	
141,061	0,09	5,2	H ¹³ CCCN		143,096	0,19	5,5	CH ₃ OH	
141,236	0,07	5,3	U-line		143,107	0,34	6,6	CH ₃ OH	(a)
141,243	0,30	6,7	CH ₃ OCHO	(a)	143,168	0,45	7,8	CH ₃ OH	(a)
141,259	0,26	5,9	CH ₃ OCHO	(a)	143,158	0,12	4,3	CH ₃ OCH ₃	
141,402	0,20	6,2	CH ₂ CO	(a)	143,162	0,22	6,8	CH ₃ OCH ₃	
141,429	0,09	5,8	CH ₂ CO	(a)	143,212	0,10	6,6	CH ₃ COCH ₃	
141,439	0,33	9,5	CH ₂ CO	(a)	143,233	0,28	6,1	CH ₃ OCHO	(a)
141,451	0,10	5,4	CH ₂ CO	(a)	143,239	0,29	6,0	CH ₃ OCHO	(a)
141,596	0,69	8,3	¹³ CH ₃ OH		143,334	0,24	5,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,602	0,74	6,0	¹³ CH ₃ OH		143,337	0,22	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,622	0,32	6,2	¹³ CH ₃ OH		143,342	0,18	7,3	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,629	0,30	7,6	¹³ CH ₃ OH		143,356	0,26	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,652	0,28	6,4	CH ₃ OCHO	(a)	143,359	0,17	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,666	0,27	6,1	CH ₃ OCHO	(a)	143,382	0,12	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,734	0,09	4,6	C ₂ H ₅ OH		143,406	0,28	7,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,808	0,05	4,3	CH ₂ (OH)CHO		143,505	0,21	7,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,819	0,14	5,8	C ₂ H ₅ OH		143,528	0,23	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,827	0,19	4,8	CH ₃ OCH ₃		143,534	0,21	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a)
141,831	0,26	7,8	CH ₃ OCH ₃		143,598	0,20	5,2	CH ₃ OCH ₃	
141,834	0,17	5,5	CH ₃ OCH ₃		143,601	0,26	5,3	CH ₃ OCH ₃	
141,945	0,07	7,0	C ₂ H ₃ CN		143,605	0,19	5,3	CH ₃ OCH ₃	
141,957	0,14	6,1	C ₂ H ₅ OH		143,726	0,13	5,2	HDO	(a)
141,983	0,43	6,1	H ₂ ¹³ CO		143,740	0,10	5,2	U-line	
142,031	0,08	5,0	CH ₃ OCHO	(a)	143,865	4,83	6,0	CH ₃ OH	(a)
142,045	0,10	4,8	C ₂ H ₅ OH		144,056	0,13	5,2	C ₂ H ₅ OH	
142,052	0,09	6,3	CH ₃ OCHO	(a)	144,077	0,14	4,3	DCO ⁺	
142,081	0,07	5,1	C ₂ H ₅ OH		144,103	0,23	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
142,124	0,07	5,6	CH ₃ OCHO	(a)	144,243	0,10	8,9	CCD	
142,172	0,13	5,2	¹³ CH ₃ OH		144,280	0,08	6,3	U-line	
142,284	0,27	6,1	C ₂ H ₅ OH		144,317	0,09	5,0	U-line	
142,345	0,24	5,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	144,492	0,11	4,7	C ₂ H ₅ OH	
142,348	0,12	5,7	U-line		144,529	0,07	4,5	CH ₃ OH	
142,365	0,09	4,6	CH ₃ OCHO	(a)	144,570	0,22	5,6	CH ₃ OH	
142,378	0,25	5,8	OC ³⁴ S		144,578	0,11	4,9	CH ₃ OH	
142,403	0,20	7,8	CH ₃ OCH ₃		144,582	0,18	5,5	CH ₃ OH	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
144,588	0,30	6,3	CH ₃ OH	(a)	146,893	0,23	8,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
144,616	2,13	6,9	C ³⁴ S		146,971	–	–	CS	
144,727	0,41	7,1	CH ₃ OH	(a)	146,987	0,30	7,3	CH ₃ OCHO	(a)
144,734	0,57	9,6	CH ₃ OH	(a)	147,024	0,55	6,7	CH ₃ OCH ₃	
144,749	0,26	6,0	CH ₃ OH	(a)	147,035	0,13	8,6	CH ₃ CN	
144,767	0,26	5,8	CH ₃ OH	(a)	147,065	0,05	5,5	CH ₃ CHO	(a)
144,828	1,36	7,3	DCN		147,071	0,39	7,2	CH ₃ CN	
144,857	0,23	10,9	CH ₃ OCH ₃		147,075	0,19	5,7	CH ₃ ¹³ CN	
144,877	0,32	6,2	CH ₃ OH	(a)	147,089	0,14	5,8	CH ₃ ¹³ CN	
144,943	0,12	7,2	HC ¹³ CCN		147,102	0,46	9,5	CH ₃ ¹³ CN	
144,957	0,10	6,2	HCC ¹³ CN		147,128	0,56	7,8	CH ₃ CN	
145,093	5,29	6,3	CH ₃ OH	(a,b)	147,148	1,24	7,1	CH ₃ CN	
145,097	6,61	7,3	CH ₃ OH	(a,b)	147,162	1,24	7,0	CH ₃ CN	
145,103	6,81	7,6	CH ₃ OH	(a,b)	147,171	1,55	6,9	CH ₃ CN	
145,126	3,92	7,4	CH ₃ OH	(a,b)	147,174	2,08	6,7	CH ₃ CN	
145,132	3,80	6,6	CH ₃ OH	(a,b)	147,201	0,17	7,8	CH ₃ OCH ₃	
145,417	0,24	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	147,205	0,24	5,1	CH ₃ OCH ₃	
145,476	0,15	5,7	O ¹³ CS	(b)	147,209	0,18	5,9	CH ₃ OCH ₃	
145,543	0,09	4,7	CH ₃ OCH ₃		147,247	0,16	7,7	CH ₃ OCHO	(a)
145,545	0,19	4,4	CH ₃ OCH ₃		147,254	0,07	7,0	CH ₃ OCHO	(a)
145,548	0,13	5,4	CH ₃ OCH ₃		147,281	0,07	8,2	c-C ₃ H ₂	
145,560	3,11	6,2	HC ₃ N	(a)	147,292	0,09	7,6	C ₂ H ₅ OH	
145,601	–	–	H ₂ CO		147,304	0,05	7,2	CH ₃ OCHO	(a)
145,680	0,25	9,4	CH ₃ OCH ₃		147,309	0,09	5,3	CH ₃ OCHO	(a)
145,755	0,61	7,5	C ³³ S		147,317	0,17	6,8	CH ₃ OCHO	(a)
145,765	0,37	7,0	CH ₃ OH	(a)	147,324	0,12	5,8	CH ₃ OCHO	(a)
145,917	0,11	9,4	HC ₃ N		147,329	0,04	9,9	CH ₃ OCHO	(a)
145,946	–	–	OCS		147,395	0,27	5,9	CH ₃ OH	
146,014	0,10	5,3	CH ₃ OCHO	(a)	147,405	0,22	4,9	CH ₃ OCHO	(a,b)
146,021	0,13	7,3	C ₂ H ₅ OH		147,410	0,11	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b)
146,056	0,09	5,3	¹³ CH ₃ OH		147,427	0,31	6,3	C ₂ H ₅ OH	(b)
146,063	0,06	5,8	a(CH ₂ OH) ₂		147,437	0,05	5,0	a(CH ₂ OH) ₂	(b)
146,119	0,22	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	147,455	0,18	7,1	CH ₃ OCH ₃	(b)
146,165	0,20	5,5	CH ₃ OCH ₃		147,475	0,13	8,2	CH ₃ CN	(b)
146,233	0,07	5,6	CH ₃ OCHO	(a)	147,511	0,06	7,6	CH ₃ CN	(b)
146,285	0,23	5,8	U-line		147,523	0,14	5,4	CH ₃ OCHO	(a,b)
146,368	4,84	6,0	CH ₃ OH	(a)	147,534	0,23	5,6	CH ₃ OCHO	(a,b)
146,413	0,14	7,1	CH ₃ OCH ₃		147,537	0,18	5,3	CH ₃ OCHO	(a,b)
146,584	0,09	5,4	C ₂ H ₅ OH		147,561	0,07	8,4	C ₂ H ₃ CN	(b)
146,605	0,15	7,0	SO ₂		147,569	0,07	7,5	CH ₃ CN	(b)
146,618	3,60	6,8	CH ₃ OH	(a)	147,574	0,06	7,0	CH ₃ CN	(b)
146,635	0,55	6,6	H ₂ ¹³ CO		147,588	0,14	6,6	CH ₃ CN	(b)
146,676	0,18	5,6	CH ₃ OCH ₃		147,594	0,13	6,9	CH ₃ CN	(b)
146,703	0,26	15,4	CH ₃ OCH ₃		147,602	0,12	6,4	CH ₃ CN	(b)
146,785	0,08	7,9	NH ₂ CHO		147,609	0,18	7,3	CH ₃ CN	(b)
146,820	0,07	4,7	HOCN		147,618	0,12	6,9	CH ₃ CN	(b)
146,861	0,09	4,7	U-line		147,705	0,06	7,1	CH ₃ O ¹³ CHO	
146,864	0,09	4,3	CH ₃ OCH ₃		147,716	0,18	5,0	CH ₃ OCHO	(a,b)
146,871	0,45	7,3	NH ₂ CHO	(a)	147,730	0,43	8,2	CH ₃ OCHO	(a,b)
146,876	0,11	5,1	CH ₃ OCH ₃		147,755	0,24	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
147,760	0,14	8,9	CH ₃ CN	(b)	149,558	0,06	7,9	C ₂ H ₃ CN	
147,865	0,07	7,3	C ₂ H ₃ CN		149,565	0,15	5,1	CH ₃ OCH ₃	
147,903	0,13	5,7	C ₂ H ₅ OH		149,568	0,27	5,7	CH ₃ OCH ₃	
147,942	0,33	6,8	CH ₃ OH	(a)	149,571	0,15	5,0	CH ₃ OCH ₃	
148,027	0,20	6,2	CH ₃ OCHO	(a)	149,675	0,33	5,7	HOCO ⁺	
148,039	0,33	7,4	CH ₃ OCHO	(a)	149,711	0,08	5,5	CH ₃ ¹⁸ OH	
148,044	0,22	6,5	CH ₃ OCHO	(a)	149,759	0,05	5,4	CH ₃ CHO	(a)
148,110	0,41	9,5	CH ₃ OH	(a)	149,784	0,05	6,0	CH ₃ SH	
148,119	0,14	8,0	CH ₃ OCH ₃		149,792	0,24	7,1	NH ₂ CHO	(a)
148,188	0,12	5,9	¹³ CH ₃ OH		149,809	0,11	5,1	C ₂ H ₅ OH	
148,222	0,31	8,4	NH ₂ CHO	(a)	149,814	0,06	6,6	a(CH ₂ OH) ₂	
148,303	0,13	6,0	C ₂ H ₅ OH		149,876	0,09	7,3	H ¹³ CCCN	
148,335	0,14	5,7	CH ₃ OCH ₃		150,023	0,14	4,9	¹³ CH ₃ OH	
148,359	0,07	7,2	U-line		150,068	0,04	5,4	CH ₃ OCHO	(a)
148,375	0,10	12,6	CH ₃ COCH ₃		150,100	0,07	5,3	CH ₃ ¹⁸ OH	
148,478	0,07	8,3	NH ₂ CHO		150,140	0,42	7,1	CH ₃ OH	(a)
148,495	0,24	5,5	CH ₃ OCH ₃		150,146	0,06	6,7	CH ₃ SH	
148,499	0,30	5,0	CH ₃ OCH ₃		150,162	0,20	6,2	CH ₃ OCH ₃	
148,502	0,23	6,2	CH ₃ OCH ₃		150,176	0,19	6,3	U-line	
148,515	0,25	5,9	CH ₃ OCHO	(a)	150,186	0,05	5,2	a(CH ₂ OH) ₂	
148,544	0,26	7,2	CH ₃ OCHO	(a)	150,198	0,07	6,0	U-line	
148,555	0,15	7,7	NH ₂ CHO		150,217	0,08	9,8	a(CH ₂ OH) ₂	
148,565	0,18	8,5	NH ₂ CHO		150,225	0,08	7,0	U-line	
148,573	0,13	6,5	a(CH ₂ OH) ₂		150,243	0,06	8,5	a(CH ₂ OH) ₂	
148,588	0,09	10,0	U-line		150,282	0,05	7,5	c-C ₃ H ₂	
148,598	0,23	9,3	NH ₂ CHO	(a)	150,295	0,11	6,4	NS ⁺	
148,613	0,28	6,2	CH ₃ OCHO	(a)	150,306	0,05	7,2	a(CH ₂ OH) ₂	
148,663	0,27	6,2	CH ₃ OCHO	(a)	150,366	0,08	4,1	CH ₃ ¹⁸ OH	
148,667	0,18	7,4	NH ₂ CHO		150,380	0,05	4,7	CH ₃ COOH	
148,708	0,20	9,0	NH ₂ CHO	(a)	150,389	0,05	6,2	CH ₃ OCHO	
148,714	0,07	7,4	CH ₃ O ¹³ CHO		150,426	0,05	7,3	a(CH ₂ OH) ₂	
148,758	0,04	6,3	CH ₃ OCHO	(a)	150,467	0,07	8,6	U-line	
148,784	0,07	7,9	CH ₃ OCHO	(a)	150,500	–	–	H ₂ CO	
148,796	0,28	7,1	CH ₃ OCHO	(a)	150,546	0,26	5,7	H ₂ COCH ₂	
148,805	0,28	6,2	CH ₃ OCHO	(a)	150,556	0,07	6,6	CH ₃ COCH ₃	
149,020	0,04	7,3	CH ₃ COCH ₃		150,567	0,06	5,5	C ₂ H ₅ OH	
149,026	0,04	5,5	HCCNC		150,593	0,20	10,4	CH ₃ OCH ₃	
149,064	0,06	6,1	CH ₃ OCHO	(a)	150,599	0,25	5,7	CH ₃ OCHO	(a)
149,073	0,06	6,2	CH ₃ OCHO	(a)	150,617	0,25	6,1	CH ₃ OCHO	(a)
149,171	0,07	5,9	CH ₃ ¹⁸ OH		150,636	0,11	6,0	CH ₃ ¹⁸ OH	
149,323	0,07	5,9	U-line		150,643	0,08	11,4	CH ₃ O ¹³ CHO	
149,331	0,08	12,8	CH ₃ OCH ₃		150,685	0,10	5,9	CH ₃ ¹⁸ OH	
149,367	0,05	7,8	a(CH ₂ OH) ₂		150,697	0,05	6,3	CH ₃ ¹⁸ OH	
149,394	0,06	8,8	CH ₃ COCH ₃		150,703	0,13	5,6	CH ₃ ¹⁸ OH	
149,410	0,05	6,3	CH ₃ OCHO		150,820	0,12	7,6	c-C ₃ H ₂	
149,432	0,12	10,7	CH ₃ COCH ₃		150,851	0,28	6,5	c-C ₃ H ₂	
149,438	0,08	8,6	CH ₃ OCH ₃		150,883	0,57	7,6	CH ₃ OH	(a)
149,471	0,05	7,2	CH ₃ COCH ₃		150,897	0,08	7,0	CH ₃ OCHO	(a)
149,506	0,53	8,9	CH ₃ CHO	(a)	150,980	0,09	7,4	a(CH ₂ OH) ₂	
149,531	0,44	6,7	CH ₃ OH	(a)	150,991	0,20	4,6	CH ₃ OCH ₃	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
150,994	0,27	5,7	CH ₃ OCH ₃		152,608	0,64	9,5	CH ₃ CHO	(a)
150,997	0,21	5,0	CH ₃ OCH ₃		152,635	0,46	6,3	CH ₃ CHO	(a)
151,008	0,06	4,8	CH ₃ OCHO	(a)	152,650	0,10	5,5	CH ₃ OCHO	(a)
151,126	0,25	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)	152,656	0,23	6,6	C ₂ H ₅ OH	
151,167	0,03	6,5	CH ₃ CHO	(a)	152,707	0,36	7,3	CH ₃ OH	(a)
151,176	0,16	7,2	HCOOH	(a)	152,739	0,36	7,6	CH ₃ OH	(a)
151,192	0,10	6,1	CH ₃ OCHO	(a)	152,827	0,15	6,5	CH ₃ OCH ₃	
151,242	0,14	9,1	CH ₂ (OH)CHO		152,830	0,30	5,2	CH ₃ OCH ₃	
151,281	0,24	5,9	CH ₃ OH		152,833	0,18	4,7	CH ₃ OCH ₃	
151,303	0,07	5,5	CH ₃ SH		152,843	0,19	6,6	¹³ CH ₃ OH	
151,350	0,10	7,2	C ₂ H ₅ OH		152,890	0,12	9,5	CH ₃ OCHO	
151,378	0,10	8,0	SO ₂		152,895	0,07	5,9	CH ₃ OCH ₃	
151,512	0,15	10,3	CH ₃ OCH ₃		153,025	0,15	5,9	CH ₃ OCH ₃	
151,570	0,17	6,4	¹³ CH ₃ OH		153,054	0,63	6,1	CH ₃ OCH ₃	
151,589	0,23	5,9	CH ₃ OCH ₃		153,127	0,14	4,9	CH ₃ OH	
151,592	0,21	4,3	CH ₃ OCH ₃		153,271	0,21	7,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
151,595	0,16	5,6	CH ₃ OCH ₃		153,280	0,49	8,8	CH ₃ OH	(a)
151,638	0,08	6,1	CH ₃ COCH ₃		153,290	0,30	11,7	HNCO	
151,645	0,13	5,6	CH ₃ COCH ₃		153,226	0,06	7,1	NH ₂ CHO	
151,653	0,15	8,0	CH ₃ SH		153,322	0,09	5,3	U-line	
151,659	0,13	6,0	CH ₃ SH		153,350	0,44	7,3	CH ₃ OCHO	(a)
151,682	0,09	7,9	U-line		153,385	0,19	6,2	CH ₃ OCH ₃	
151,754	0,13	5,3	C ₂ H ₅ OH		153,397	0,45	7,2	CH ₃ OCHO	(a)
151,811	0,05	7,6	C ₂ H ₅ CN		153,431	0,29	7,2	NH ₂ CHO	(a)
151,859	0,45	7,7	CH ₃ OH	(a)	153,460	0,13	10,9	CH ₃ OCHO	(a)
151,898	0,07	11,2	C ₂ H ₃ CN		153,483	0,14	8,6	C ₂ H ₅ OH	
151,919	0,12	9,7	C ₂ H ₅ OH		153,511	0,31	5,9	CH ₃ OCHO	(a)
151,927	0,09	5,8	HDCS		153,517	0,33	6,3	CH ₃ OCHO	(a)
151,949	0,30	6,3	CH ₃ OCHO	(a)	153,552	0,30	5,5	CH ₃ OCHO	(a)
151,955	0,30	6,1	CH ₃ OCHO	(a)	153,566	0,29	5,6	CH ₃ OCHO	(a)
151,986	0,09	9,9	C ₂ H ₃ CN		153,597	0,07	5,6	CH ₂ (OH)CHO	
152,003	0,15	5,1	C ₂ H ₅ OH		153,622	0,08	4,4	C ₂ H ₅ OH	
152,048	0,09	6,7	CH ₃ CHO	(a)	153,763	0,15	7,6	HNCO	
152,083	0,07	7,1	CH ₃ OCHO	(a)	153,769	0,17	7,3	CH ₃ CCH	(a)
152,141	0,07	9,4	CH ₃ O ¹³ CHO		153,790	0,66	5,3	CH ₃ CCH	(a)
152,159	0,05	7,2	CH ₃ OCHO		153,805	0,72	5,1	CH ₃ CCH	(a)
152,224	0,04	7,6	a(CH ₂ OH) ₂		153,816	1,47	10,4	CH ₃ CCH	(a)
152,296	0,22	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)	153,865	2,75	6,2	HNCO	
152,303	0,32	8,3	C ₂ H ₅ CN	(a)	153,871	0,27	9,0	CH ₃ CHO	
152,319	0,19	7,0	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,001	0,08	6,5	HC ¹³ CCN	
152,328	0,27	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,015	0,10	7,2	HCC ¹³ CN	
152,342	0,12	7,7	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,026	0,28	6,1	CH ₃ CHO	(a)
152,370	0,13	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,160	0,09	6,3	CH ₃ CHO	(a)
152,382	0,14	5,9	C ₂ H ₅ OH		154,200	0,15	5,7	CH ₃ CHO	(a)
152,390	0,30	7,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,216	0,10	7,2	CH ₃ CHO	(a)
152,405	0,09	10,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,229	0,08	5,9	CH ₃ CHO	(a)
152,442	0,32	7,4	CH ₃ OH	(a)	154,242	0,36	7,5	C ₂ H ₅ CN	(a)
152,504	0,25	6,5	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,274	0,17	6,9	CH ₃ CHO	(a)
152,508	0,21	10,2	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,296	0,15	7,1	CH ₃ CHO	(a,b)
152,551	0,22	9,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	154,308	0,07	10,4	CH ₃ OCH ₃	(b)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
154,322	0,28	6,4	CH ₃ CHO	(a,b)	156,185	0,32	6,1	¹³ CH ₃ OH	
154,414	0,31	8,2	HNCO	(b)	156,279	0,09	10,6	HC ₃ N	
154,424	0,56	7,9	CH ₃ OH	(a,b)	156,285	0,07	6,6	CH ₃ ¹³ CH ₂ CN	
154,454	0,32	7,8	CH ₃ OCH ₃	(b)	156,298	0,30	6,5	¹³ CH ₃ OH	
154,657	2,68	6,5	HC ₃ N	(a,b)	156,310	0,11	5,2	C ₂ H ₅ OH	
154,724	0,07	9,2	C ₂ H ₃ CN	(b)	156,355	0,33	7,0	¹³ CH ₃ OH	
154,740	0,06	7,1	U-line		156,373	0,32	6,5	¹³ CH ₃ OH	
154,885	0,09	5,9	HDCS		156,377	0,47	8,1	¹³ CH ₃ OH	
154,929	0,10	5,4	C ₂ H ₅ OH		156,396	0,07	4,3	CH ₃ OCHO	(a)
154,983	0,29	5,6	CH ₃ OCHO	(a)	156,399	0,07	6,9	CH ₃ OCHO	(a)
155,001	0,28	5,6	CH ₃ OCHO	(a)	156,448	0,06	5,8	U-line	
155,036	0,12	9,5	HC ₃ N		156,472	0,13	6,0	C ₂ H ₅ OH	
155,124	0,21	5,1	CH ₃ OCH ₃		156,488	1,26	7,0	CH ₃ OH	(a)
155,127	0,28	5,3	CH ₃ OCH ₃		156,602	1,10	9,5	CH ₃ OH	(a)
155,130	0,21	4,7	CH ₃ OCH ₃		156,828	1,54	6,9	CH ₃ OH	(a)
155,179	0,32	6,0	CH ₃ CHO	(a)	156,952	0,14	6,3	C ₂ H ₅ OH	
155,184	0,12	5,7	CH ₃ OCH ₃		156,981	0,11	5,8	CCS	
155,260	0,25	9,8	¹³ CH ₃ OH		157,048	1,85	7,1	CH ₃ OH	(a)
155,320	0,65	7,5	CH ₃ OH	(a)	157,071	0,07	7,3	NH ₂ CHO	
155,341	0,29	5,8	CH ₃ CHO	(a)	157,115	0,10	8,1	CH ₃ COCH ₃	
155,403	0,25	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a)	157,178	1,93	7,7	CH ₃ OH	(a)
155,419	0,14	5,2	¹³ CH ₃ OH		157,246	1,89	8,2	CH ₃ OH	(a)
155,425	0,26	5,5	C ₂ H ₅ CN	(a)	157,273	1,82	18,1	CH ₃ OH	(a)
155,506	0,13	7,5	³⁴ SO		157,455	0,07	6,0	HCOOH	(a)
155,518	0,07	5,7	c-C ₃ H ₂		157,506	0,15	4,9	C ₂ H ₅ OH	
155,547	0,21	5,2	CH ₃ OH		157,527	0,09	10,9	HCOOH	(a)
155,616	0,17	9,4	HCOOH	(a)	157,553	0,28	7,1	CH ₃ OCH ₃	
155,650	0,07	5,9	U-line		157,573	0,40	7,3	CH ₃ OH	(a)
155,676	0,10	5,6	a(CH ₂ OH) ₂		157,597	0,18	5,4	O ¹³ CS	
155,694	0,27	5,8	¹³ CH ₃ OH		157,895	0,10	6,9	CH ₃ OCHO	
155,740	0,10	5,3	C ₂ H ₅ OH		157,927	0,20	4,6	CH ₃ OCH ₃	
155,765	0,07	10,0	U-line		157,931	0,31	4,8	CH ₃ OCH ₃	
155,798	0,13	5,2	C ₂ H ₅ OH		157,934	0,23	4,7	CH ₃ OCH ₃	
155,817	0,09	6,8	C ₂ H ₅ OH		157,937	0,50	5,5	CH ₃ CHO	(a)
155,835	0,11	5,5	C ₂ H ₅ OH		157,974	0,48	5,8	CH ₃ CHO	(a)
155,853	0,10	6,0	C ₂ H ₅ OH		158,023	0,11	10,1	CH ₂ (OH)CHO	
155,879	0,14	4,9	C ₂ H ₅ OH		158,107	1,72	6,2	OCS	
155,889	0,05	5,8	U-line		158,121	0,04	5,0	CH ₃ COCH ₃	
155,901	0,10	6,3	C ₂ H ₅ OH		158,174	0,10	5,7	CH ₃ COCH ₃	
155,910	0,09	4,9	C ₂ H ₅ OH		158,187	0,05	4,8	CH ₃ OCHO	
155,914	0,06	6,2	U-line		158,199	0,15	6,8	SO ₂	
155,926	0,07	5,2	a(CH ₂ OH) ₂		158,205	0,06	6,5	CH ₃ OCHO	
155,933	0,07	7,5	NH ₂ CHO		158,226	0,05	4,9	CH ₃ COCH ₃	
155,976	0,11	5,9	C ₂ H ₅ OH		158,239	0,05	3,9	CH ₃ OCHO	(a)
155,986	0,11	6,1	C ₂ H ₅ OH		158,389	0,08	7,1	CH ₃ OCHO	
155,996	0,87	10,2	CH ₃ OH	(a)	158,427	0,06	5,4	U-line	
156,092	0,13	8,8	C ₂ H ₅ OH		158,431	0,08	5,9	CH ₃ OCHO	
156,114	0,09	10,0	OC ³³ S		158,485	0,10	6,2	C ₂ H ₅ OH	
156,126	0,72	7,2	CH ₃ OH	(a)	158,520	0,11	6,3	CH ₃ OCHO	
156,170	0,28	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	158,540	0,11	5,4	C ₂ H ₅ OH	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
158,646	0,10	8,3	CH ₃ OCH ₃		159,945	0,23	4,8	CH ₃ OCHO	(a)
158,656	0,06	11,1	C ₂ H ₃ CN		160,060	0,08	5,3	H ₂ COCH ₂	
158,676	0,05	4,0	CH ₃ OCHO	(a)	160,067	0,09	8,6	a(CH ₂ OH) ₂	
158,692	0,35	7,8	CH ₃ OCHO	(a)	160,141	0,61	5,9	CH ₂ CO	(a)
158,703	0,34	5,7	CH ₃ OCHO	(a)	160,177	0,23	5,0	CH ₃ OCHO	(a)
158,720	0,13	6,3	HCOOH	(a)	160,192	0,47	5,6	CH ₃ OCHO	(a)
158,828	0,07	8,0	a(CH ₂ OH) ₂		160,203	0,37	12,3	CH ₃ OCH ₃	
158,838	0,07	6,2	CH ₃ COCH ₃		160,248	0,08	5,6	C ₂ H ₅ OH	
158,890	0,10	6,7	NH ₂ CN		160,283	0,07	6,1	CH ₃ ¹³ CH ₂ CN	
158,904	0,06	5,0	CH ₃ ¹⁸ OH		160,327	0,09	7,4	CH ₃ COCH ₃	
158,933	0,06	8,8	U-line		160,341	0,19	8,3	U-line	
158,971	1,79	6,5	SO		160,350	0,16	8,0	CH ₃ COCH ₃	
158,992	0,09	6,0	CH ₃ OCHO		160,367	0,08	6,6	C ₂ H ₅ OH	
159,005	0,05	8,7	CH ₃ OCHO		160,372	0,09	6,3	CH ₃ COCH ₃	
159,029	0,05	10,6	CH ₃ OCHO		160,457	0,07	9,0	C ₂ H ₅ ¹³ CN	
159,107	0,06	5,3	CH ₃ OCHO	(a)	160,506	0,25	5,5	¹³ CH ₃ OH	
159,126	0,06	5,2	NH ₂ CHO		160,516	0,12	3,2	CH ₃ OCH ₃	
159,137	0,11	7,1	a(CH ₂ OH) ₂		160,520	0,23	5,2	CH ₃ OCH ₃	
159,162	0,05	5,7	a(CH ₂ OH) ₂		160,523	0,14	5,0	CH ₃ OCH ₃	
159,208	0,06	4,9	CH ₃ COCH ₃		160,577	0,26	6,4	CH ₃ OCHO	(a)
159,235	0,14	5,4	C ₂ H ₅ OH		160,584	0,30	5,9	CH ₃ OCHO	(a)
159,246	0,12	6,2	CH ₃ COCH ₃		160,590	0,29	6,7	CH ₃ OCHO	(a)
159,270	0,09	4,6	C ₂ H ₅ OH		160,601	0,27	5,6	CH ₃ OCHO	(a)
159,283	0,07	10,0	CH ₃ COCH ₃		160,618	0,06	6,0	C ₂ H ₅ CN	
159,315	0,15	4,7	CH ₃ OCH ₃		160,698	0,31	5,9	C ₂ H ₅ OH	
159,318	0,23	4,1	CH ₃ OCH ₃		160,739	0,08	4,6	¹³ CH ₃ CN	
159,321	0,18	5,3	CH ₃ OCH ₃		160,747	0,06	5,6	a(CH ₂ OH) ₂	
159,413	0,15	6,4	C ₂ H ₅ OH		160,760	0,21	6,9	¹³ CH ₃ CN	
159,436	0,13	4,1	HCCHC ¹⁵ N		160,775	0,18	6,2	¹³ CH ₃ CN	
159,440	0,07	6,3	U-line		160,784	0,23	5,9	¹³ CH ₃ CN	
159,472	0,10	10,4	CH ₃ OCHO		160,788	0,21	5,6	¹³ CH ₃ CN	
159,522	0,10	8,2	U-line		160,827	0,53	7,3	SO ₂	
159,529	0,08	5,7	C ₂ H ₅ OH		160,969	0,06	4,9	C ₂ H ₅ CN	
159,575	0,08	4,8	CH ₃ OCHO	(a)	161,000	0,10	5,6	NH ₂ CN	
159,581	0,13	6,7	CH ₃ OCHO	(a)	161,035	0,05	7,2	a(CH ₂ OH) ₂	
159,591	0,09	5,1	CH ₃ OCHO	(a)	161,089	0,10	5,4	CH ₃ OCHO	(a)
159,603	0,09	6,5	CH ₃ OCHO	(a)	161,151	0,29	5,6	CH ₃ OCHO	(a)
159,653	0,11	6,4	CH ₃ OCHO	(a)	161,170	0,30	5,8	CH ₃ OCHO	(a)
159,661	0,20	5,1	CH ₃ OCHO	(a)	161,261	0,40	11,2	CH ₃ OCHO	(a)
159,670	0,17	7,7	CH ₃ OCHO	(a)	161,271	0,39	8,9	CH ₃ OCHO	(a)
159,682	0,05	4,6	U-line		161,281	0,36	13,5	CH ₃ OCH ₃	
159,716	0,09	9,8	CH ₃ OCHO		161,297	0,95	7,4	NS	
159,738	0,08	6,1	NH ₂ CHO		161,302	0,57	7,0	NS	
159,765	0,15	4,9	CH ₃ OCHO	(a)	161,331	0,14	9,0	C ₂ H ₅ CN	(a)
159,775	0,26	5,5	CH ₃ OCHO	(a)	161,366	0,11	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a)
159,781	0,33	6,8	C ₂ H ₅ OH		161,379	0,33	8,9	C ₂ H ₅ CN	(a)
159,887	0,28	6,5	C ₂ H ₅ CN	(a)	161,414	0,28	6,7	CH ₃ OCHO	(a)
159,920	0,06	10,0	a(CH ₂ OH) ₂		161,456	0,34	6,1	CH ₃ OCHO	(a)
159,929	0,21	6,0	CH ₃ OCHO	(a)	161,462	0,14	6,3	CH ₃ OCHO	(a)
159,941	0,36	5,6	CH ₃ OCHO	(a)	161,473	0,26	11,2	C ₂ H ₅ CN	(a)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
161,515	0,25	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a)	163,828	0,30	6,1	CH ₃ OCHO	(a)
161,579	0,24	7,3	C ₂ H ₅ CN	(a)	163,834	0,31	5,8	CH ₃ OCHO	(a)
161,601	0,28	6,1	CH ₂ CO	(a)	163,871	0,22	6,1	¹³ CH ₃ OH	
161,608	0,32	6,1	C ₂ H ₅ OH		163,879	0,08	7,7	CH ₃ OCH ₃	
161,633	0,32	9,6	CH ₂ CO	(a)	163,890	0,07	9,3	U-line	
161,663	0,12	5,4	CH ₂ CO	(a)	163,925	0,14	7,0	CH ₃ OCHO	(a)
161,681	0,10	6,6	CH ₃ OCHO		163,947	0,25	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)
161,697	0,67	6,4	NS		163,960	0,46	7,1	CH ₃ OCHO	(a)
161,703	0,80	6,4	NS		163,987	0,45	7,0	CH ₃ OCHO	(a)
161,788	0,15	6,0	¹³ CH ₃ OH		164,022	0,14	11,1	CH ₃ OCHO	(a)
161,898	0,07	5,2	NH ₂ CHO		164,033	0,07	6,6	CH ₃ OCHO	(a)
161,911	0,09	4,9	CH ₃ OCHO	(a)	164,085	0,07	8,0	a(CH ₂ OH) ₂	
161,915	0,16	5,4	C ₂ H ₅ OH		164,155	0,12	12,8	HC ₃ N	
161,968	0,10	4,5	CH ₃ OCHO	(a)	164,180	0,05	6,3	U-line	
162,002	0,06	6,5	C ₂ H ₅ CN		164,193	0,08	9,3	CH ₃ COOH	
162,019	0,05	6,6	³⁴ SO ₂		164,205	0,25	6,7	CH ₃ OCHO	(a)
162,097	0,13	6,6	C ₂ H ₅ CN		164,222	0,28	5,6	CH ₃ OCHO	(a)
162,128	0,10	7,9	CH ₃ OCHO		164,297	0,26	5,7	CH ₃ OH	(a)
162,198	0,07	4,5	C ₂ H ₅ CN		164,390	0,13	12,5	HC ₃ N	
162,242	0,07	5,4	a(CH ₂ OH) ₂		164,484	0,17	6,3	CH ₃ OH	
162,278	0,12	10,4	CH ₃ OCH ₃		164,530	0,15	5,9	¹³ CH ₃ OH	
162,319	0,07	5,6	U-line		164,545	0,18	8,6	CH ₃ OCH ₃	
162,336	0,07	9,1	U-line		164,583	0,24	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a)
162,352	0,07	6,8	U-line		164,666	0,24	7,9	C ₂ H ₅ CN	(a)
162,409	0,28	7,0	CH ₃ OCH ₃		164,714	0,07	7,6	U-line	
162,473	0,28	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)	164,779	0,09	8,2	CH ₃ ¹⁸ OH	
162,528	0,80	6,6	CH ₃ OCH ₃		164,847	0,09	4,6	CH ₃ ¹⁸ OH	
162,574	0,06	7,3	U-line		164,954	0,32	5,4	CH ₃ OCHO	(a)
162,598	0,16	6,0	HCOOH	(a)	164,967	0,32	5,5	CH ₃ OCHO	(a)
162,706	0,10	5,6	H ₂ ¹³ CS		164,988	0,15	8,3	CH ₃ ¹⁸ OH	
162,767	0,34	5,9	CH ₃ OCHO	(a)	165,050	2,26	7,2	CH ₃ OH	(a)
162,774	0,36	6,4	CH ₃ OCHO	(a)	165,061	2,95	6,9	CH ₃ OH	(a)
162,811	0,07	5,8	CH ₂ (OH)CHO		165,073	0,29	6,2	CH ₃ OH	(a)
162,869	0,10	4,7	CH ₃ OCHO	(a)	165,099	2,93	6,8	CH ₃ OH	(a)
162,944	0,09	4,5	NH ₂ CHO		165,144	0,22	6,7	SO ₂	
162,958	0,32	7,4	NH ₂ CHO	(a)	165,190	2,81	6,8	CH ₃ OH	(a)
163,015	0,29	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a)	165,210	0,24	11,8	CH ₃ OCH ₃	
163,058	0,08	6,6	HC ¹³ CCN		165,225	0,60	6,5	SO ₂	
163,074	0,12	6,6	HCC ¹³ CN		165,237	0,12	6,6	CH ₃ ¹⁸ OH	
163,084	0,10	6,1	CH ₃ OCHO	(a)	165,279	0,15	5,6	¹³ CH ₃ OH	
163,117	0,18	6,9	CH ₃ COCH ₃		165,294	0,06	5,9	CH ₃ OCHO	
163,141	0,11	4,2	CH ₃ OCHO	(a)	165,337	0,06	6,1	CH ₃ COOH	
163,153	0,11	4,7	CH ₃ OCHO	(a)	165,369	2,49	6,6	CH ₃ OH	(a)
163,160	0,61	6,0	CH ₃ CO	(a)	165,411	0,19	7,6	CH ₃ CN	
163,168	0,10	5,4	C ₂ H ₅ OH		165,453	0,42	6,5	CH ₃ CN	
163,184	0,11	5,1	CH ₃ OCHO	(a)	165,457	0,23	5,5	CH ₃ ¹³ CN	
163,281	0,10	8,2	C ₂ H ₅ OH		165,473	0,15	6,8	CH ₃ ¹³ CN	
163,543	0,11	10,6	CH ₃ OCHO		165,483	0,22	8,5	CH ₃ ¹³ CN	
163,604	0,17	8,1	SO ₂	(b)	165,488	0,47	7,4	CH ₃ CN	
163,753	2,30	6,3	HC ₃ N	(a)	165,517	0,59	7,3	CH ₃ CN	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
165,539	1,21	7,0	CH ₃ CN		168,093	0,34	5,6	CH ₃ CHO	(a)
165,555	1,20	7,1	CH ₃ CN		168,122	0,19	5,1	OC ³³ S	
165,567	1,99	11,8	CH ₃ CN		168,154	0,26	5,7	¹³ CH ₃ OH	
165,608	0,36	6,0	¹³ CH ₃ OH		168,186	0,16	5,2	CH ₃ OH	
165,678	2,09	6,5	CH ₃ OH		168,246	0,14	4,4	C ₂ H ₅ OH	
165,689	0,33	6,1	¹³ CH ₃ OH		168,275	0,11	5,5	CH ₃ ¹⁸ OH	
165,850	0,35	6,3	¹³ CH ₃ OH		168,318	0,14	7,1	H ₂ C ³³ S	
165,906	0,15	6,0	CH ₃ CN		168,328	0,09	10,3	H ₂ C ³³ S	
166,012	0,09	5,7	CH ₃ CN		168,385	0,11	5,8	a(CH ₂ OH) ₂	
166,034	0,14	6,6	CH ₃ CN		168,494	0,31	6,1	CH ₃ OCHO	(a)
166,041	0,14	5,8	CH ₃ CN		168,512	0,29	7,3	CH ₃ OCHO	(a)
166,050	0,12	5,5	CH ₃ CN		168,535	0,10	5,5	¹³ CH ₃ OH	
166,057	0,19	6,3	CH ₃ CN		168,577	1,26	6,3	CH ₃ OH	(a)
166,069	0,12	4,9	CH ₃ CN		168,629	0,27	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
166,104	0,31	6,4	OC ³⁴ S		168,675	0,40	5,9	¹³ CH ₃ OH	
166,127	0,30	5,5	¹³ CH ₃ OH		168,764	–	–	H ₂ S	
166,168	1,55	6,6	CH ₃ OH	(a)	168,785	0,15	7,5	CH ₃ OCHO	
166,226	0,16	5,8	CH ₃ CN	(b)	168,814	0,17	5,6	³⁴ SO	
166,239	0,09	5,6	CH ₃ ¹⁸ OH	(b)	168,850	0,08	8,4	H ₂ C ³⁴ S	
166,259	0,13	5,7	C ₂ H ₅ OH	(b)	168,881	0,06	4,8	C ₂ H ₅ OH	
166,274	0,20	5,3	H ₂ C ³⁴ S	(b)	168,950	0,08	5,2	U-line	
166,438	0,12	5,6	C ₂ H ₅ OH	(b)	169,022	0,07	5,0	CH ₃ COCH ₃	
166,504	0,09	5,0	U-line		169,048	0,15	4,9	CH ₃ OH	
166,568	0,28	5,9	¹³ CH ₃ OH	(b)	169,059	0,12	6,0	CH ₃ COCH ₃	
166,756	0,13	7,8	C ₂ H ₅ OH		169,097	0,07	6,3	CH ₃ COCH ₃	
166,771	0,34	6,5	CH ₃ OH	(a)	169,113	3,37	5,5	H ₂ CS	
166,842	0,07	5,1	U-line		169,172	0,07	5,5	NH ₂ CHO	
166,850	0,15	8,3	CH ₂ NH	(a)	169,198	0,13	5,7	H ₂ COCH ₂	
166,898	1,17	6,9	CH ₃ OH	(a)	169,298	0,24	7,5	NH ₂ CHO	(a)
166,982	0,05	5,6	CH ₃ COCH ₃		169,334	0,81	7,3	CH ₃ OH	
166,995	0,08	4,5	CH ₃ OCHO	(a)	169,355	0,15	5,3	¹³ CH ₃ OH	
167,099	0,07	5,4	CH ₃ ¹⁸ OH		169,420	0,29	6,0	¹³ CH ₃ OH	
167,224	0,28	5,4	¹³ CH ₃ OH		169,425	0,43	6,5	CH ₃ OH	(a)
167,232	0,06	6,2	NH ₂ CHO		169,446	0,10	7,6	CH ₃ NH ₂	
167,314	0,08	6,5	a(CH ₂ OH) ₂		169,486	0,14	5,9	³⁰ SiO	
167,320	0,28	6,9	NH ₂ CHO	(a)	169,584	0,08	5,4	U-line	
167,353	0,08	4,8	¹³ CH ₃ CH ₃ CN		169,682	0,10	5,8	CH ₂ (OH)CHO	
167,452	0,06	5,9	CH ₃ COCH ₃		169,700	0,13	6,0	C ₂ H ₅ OH	
167,459	0,06	4,9	a(CH ₂ OH) ₂		169,718	0,20	5,4	O ¹³ CS	
167,506	0,07	6,3	H ¹³ CCCN		169,724	0,11	9,9	NH ₂ CHO	
167,542	0,14	6,0	H ₂ ¹³ CS		169,742	0,30	13,3	CH ₃ OCH ₃	
167,597	0,07	7,8	CH ₃ NH ₂		169,784	0,15	7,5	³⁴ SO	
167,679	0,26	9,0	CH ₃ OCH ₃		169,789	0,16	6,8	NH ₂ CHO	
167,728	0,08	8,3	C ₂ H ₃ CN		169,809	0,19	7,2	NH ₂ CHO	
167,743	0,27	9,7	CH ₃ OCH ₃		169,832	0,07	4,8	CH ₃ ¹⁸ OH	
167,910	0,64	7,1	H ₂ ³⁴ S		169,860	0,24	7,8	NH ₂ CHO	(a)
167,930	0,91	7,8	CH ₃ OH	(a)	169,898	0,18	6,3	CH ₃ OCH ₃	
167,979	0,14	7,7	CH ₃ CHO	(a)	169,902	0,21	4,2	CH ₃ OCH ₃	
168,030	0,05	9,4	CH ₃ COCH ₃		169,905	0,17	4,6	CH ₃ OCH ₃	
168,088	0,35	5,9	CH ₃ CHO	(a)	169,954	0,21	6,4	NH ₂ CHO	(a)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
170,038	0,27	8,5	NH ₂ CHO	(a)	172,014	0,18	5,7	CH ₃ OCHO	(a)
170,060	6,76	5,7	HOCO ⁺		172,022	0,24	5,0	CH ₃ OCHO	(a)
170,165	0,11	5,3	CH ₃ COCH ₃		172,032	0,20	7,8	CH ₃ OCHO	
170,224	0,30	8,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	172,077	0,41	6,4	CH ₃ OH	(a)
170,232	0,33	5,7	CH ₃ OCHO	(a)	172,107	0,64	8,5	HC ¹⁵ N	
170,238	0,31	4,9	C ₂ H ₅ CN		172,156	0,20	5,9	CH ₃ OCHO	(a)
170,242	0,36	6,5	CH ₃ OCHO	(a)	172,167	0,28	6,0	CH ₃ OCHO	(a)
170,267	1,67	6,3	OCS		172,173	0,30	7,7	C ₂ H ₅ ¹³ CN	
170,281	0,29	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)	172,181	1,87	6,4	SO	
170,291	0,14	5,8	CH ₃ CHO	(a)	172,266	0,39	7,1	CH ₂ NH	
170,322	0,44	5,4	HC ¹⁸ O ⁺		172,362	0,21	5,9	CH ₃ OCHO	(a)
170,373	0,28	7,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	172,376	0,33	5,6	CH ₃ OCHO	(a)
170,380	0,16	5,6	C ₂ H ₅ OH		172,445	1,81	6,1	CH ₃ OH	(a,b)
170,435	0,25	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	172,459	0,29	7,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
170,526	0,25	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a)	172,635	0,15	6,5	HCOOH	(a,b)
170,592	0,11	6,4	U-line		172,675	0,88	10,9	H ¹³ CN	(b)
170,620	0,24	7,2	C ₂ H ₅ CN	(a)	172,691	0,48	7,1	CH ₃ OCHO	(a,b)
170,642	0,22	7,3	C ₂ H ₅ OH		172,848	2,31	6,3	HC ₃ N	(a,b)
170,691	0,81	4,9	HCS ⁺	(a)	172,997	0,30	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
170,832	0,11	6,1	CH ₃ OCHO	(a)	173,024	0,40	6,3	CH ₃ CHO	(a)
170,852	0,13	5,2	CH ₃ CCH	(a)	173,093	0,32	8,2	CH ₃ OCH ₃	
170,876	0,70	4,9	CH ₃ CCH	(a)	173,123	0,33	5,8	CH ₃ CHO	(a)
170,884	0,08	5,5	a(CH ₂ OH) ₂		173,147	0,20	7,5	C ₂ H ₅ OH	
170,892	0,80	5,3	CH ₃ CCH	(a)	173,179	0,28	7,3	CH ₃ OCHO	(a)
170,904	1,47	10,8	CH ₃ CCH	(a)	173,184	0,27	5,8	CH ₃ OCHO	(a)
171,055	0,41	5,9	HOCO ⁺		173,192	0,26	7,6	CH ₃ OCHO	(a)
171,088	0,24	7,0	¹³ CH ₃ OH		173,217	0,28	5,2	CH ₃ OCHO	(a)
171,181	0,68	7,9	CH ₃ OH	(a)	173,225	0,22	5,6	¹³ CH ₃ OH	
171,265	0,41	6,7	CH ₃ CHO	(a)	173,239	0,18	5,3	C ₂ H ₅ OH	
171,272	0,12	5,9	a(CH ₂ OH) ₂		173,292	0,65	6,6	CH ₃ OCH ₃	
171,279	0,15	5,1	CH ₃ COCH ₃		173,378	0,19	9,3	C ₂ H ₅ OH	
171,285	0,13	8,7	¹³ CH ₃ OH		173,391	0,27	7,8	C ₂ H ₅ OH	
171,296	0,41	5,6	CH ₃ CHO	(a)	173,460	0,34	6,2	CH ₃ OCHO	(a)
171,329	0,20	6,4	H ₂ C ³⁴ S		173,476	0,15	11,6	C ₂ H ₅ OH	
171,512	0,16	7,3	²⁹ SiO		173,506	1,33	7,3	H ¹³ CO ⁺	(a)
171,569	0,13	6,2	C ₂ H ₅ OH		173,514	0,32	6,7	CH ₃ OCHO	(a)
171,619	0,25	7,3	NH ₂ CHO	(a)	173,520	0,43	7,1	CH ₃ OCHO	(a)
171,639	0,38	6,2	CH ₃ OH	(a)	173,533	0,14	5,3	CH ₃ CHO	(a)
171,670	0,12	7,3	H ₂ CS		173,543	0,65	7,1	CH ₃ OH	(a)
171,687	1,87	5,4	H ₂ CS		173,593	0,19	7,0	CH ₃ CHO	(a)
171,711	0,93	7,5	H ₂ CS		173,637	0,45	8,1	CH ₃ OCHO	(a)
171,719	0,64	5,7	H ₂ CS		173,648	0,32	5,8	CH ₃ OCHO	(a)
171,731	0,28	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a)	173,662	0,19	9,1	CH ₃ CHO	(a)
171,779	0,63	6,2	H ₂ CS		173,673	0,24	9,3	C ₂ H ₅ OH	
171,847	0,16	8,3	CH ₃ OCHO	(a)	173,688	1,58	8,9	SiO	
171,882	0,09	8,2	CH ₃ OCHO		173,819	0,30	10,4	CH ₃ OCHO	(a)
171,920	0,19	6,6	CH ₃ OCHO	(a)	173,902	0,32	5,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
171,932	0,11	8,9	CH ₃ OCHO	(a)	173,915	0,29	5,5	CH ₃ OH	
171,964	0,12	5,6	C ₂ H ₅ OH		174,006	0,38	5,8	¹³ CH ₃ OH	
171,994	0,11	9,7	CH ₃ OCHO		174,025	0,14	6,7	CH ₃ COOH	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
174,179	0,70	5,6	HN ¹³ C	(a)
174,208	0,30	9,1	CH ₃ OCHO	(a)
174,214	0,35	5,4	CH ₃ OCHO	(a)
174,232	0,21	6,7	C ₂ H ₅ OH	
174,344	2,94	5,5	H ₂ CS	
174,376	0,26	5,0	CH ₃ OCHO	(a)
174,405	0,31	6,1	CH ₃ OCHO	(a)
174,545	0,15	7,9	CH ₃ OCHO	(a)
174,565	0,55	6,6	CH ₃ OCHO	(a)
174,580	0,51	7,7	CH ₃ OCHO	(a)
174,599	0,17	7,0	CH ₃ OCHO	(a)
174,634	0,24	4,8	CCH	
174,662	1,37	6,6	CCH	(a)
174,667	1,16	6,2	CCH	(a)
174,721	1,06	6,2	CCH	(a)
174,728	0,64	6,2	CCH	(a)
174,733	0,49	4,8	CCH	(a)
174,806	0,50	5,2	CCH	(a)
174,839	0,14	6,7	CCH	
174,850	0,17	7,0	CCH	
174,892	0,27	11,0	CH ₃ OCH ₃	
174,927	0,14	5,8	SO	
174,982	0,31	7,4	CH ₃ CHO	(a)
175,090	0,30	6,6	CH ₃ CHO	(a)
175,187	0,42	11,8	HNCO	
175,275	0,26	8,5	SO ₂	
175,352	0,35	6,4	³⁴ SO	
175,790	0,32	9,0	HNCO	
175,843	2,73	6,1	HNCO	
175,866	0,38	6,3	CH ₃ OCHO	(a)
175,878	0,37	6,7	CH ₃ OCHO	(a)
175,897	0,26	5,7	¹³ CH ₃ OH	
175,970	0,32	7,4	C ₂ H ₅ OH	
176,318	0,21	10,9	C ₂ H ₅ OH	(b)

Notes : Sélection de raies détectées à 3σ (30 mK), avec $v_{\text{LSR}} = 98 \text{ km s}^{-1}$. La dernière colonne indique comment une molécule est identifiée. ^(a) accord entre la raie observée et le spectre synthétique obtenu à partir de diagrammes de rotation. ^(b) comparaison avec les analyses de [Belloche et al. \[2013\]](#).

TABLE B.2 – Raies à 2 mm.

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
					204,245	0,30	9,9	SO ₂	(b)
201,070	0,60	8,4	CH ₃ OH	(a)	204,452	0,25	4,8	CH ₃ OCHO	
201,087	0,61	7,3	CH ₃ OH	(a)	204,493	0,17	7,7	C ₂ H ₅ OH	(b)
201,341	0,25	6,9	HDCO	(a)	204,520	0,53	14,8	CH ₃ OCH ₃	(b)
201,395	0,38	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a)	204,550	0,57	13,9	CH ₃ OCH ₃	(b)
201,444	1,15	6,7	CH ₃ OH		204,574	0,43	12,0	CH ₃ OCH ₃	(b)
201,538	0,42	10,4	CH ₃ OCH ₃		204,597	0,16	5,5	C ₂ H ₅ OH	(b)
201,614	0,20	7,1	H ₂ C ¹⁸ O		204,632	0,42	14,2	CH ₃ OCH ₃	(c)
201,658	0,29	8,0	CH ₃ OCH ₃		204,736	0,38	15,5	CH ₃ OCH ₃	
201,690	0,37	4,9	OC ³⁴ S		204,756	0,55	13,8	CH ₃ OCH ₃	
201,846	0,21	8,2	³⁴ SO	(b)	204,795	0,39	8,3	CH ₃ OCH ₃	(c)
201,996	0,47	12,0	CH ₃ OH	(b)	204,804	0,58	5,9	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,013	0,34	5,5	CH ₂ CO	(b)	204,838	0,39	8,1	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,103	0,23	8,3	CH ₂ CO	(b)	204,845	0,35	5,6	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,163	0,34	5,5	CH ₃ CN	(b)	204,850	0,32	5,5	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,191	0,20	6,0	CH ₃ ¹³ CN	(b)	204,931	0,24	5,2	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,215	0,51	11,2	CH ₃ CN	(a,b)	204,940	0,28	8,0	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,256	0,61	9,3	CH ₃ CN	(a,b)	204,950	0,16	4,3	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,291	0,74	8,6	CH ₃ CN	(a,b)	204,959	0,37	4,6	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,319	1,39	7,4	CH ₃ CN	(a,b)	205,006	0,36	6,5	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,339	1,33	7,2	CH ₃ CN	(a,b)	205,015	0,37	9,1	CH ₃ OCH ₃	(c)
202,353	2,12	12,0	CH ₃ CN	(a,b)	205,045	0,80	10,5	CH ₃ CCH	(a,b,c)
202,490	0,61	6,9	CH ₃ OCH ₃	(b)	205,064	0,89	10,7	CH ₃ CCH	(a,b,c)
202,721	0,48	12,5	CH ₃ OCH ₃	(b)	205,078	1,68	10,9	CH ₃ CCH	(a,b,c)
202,795	0,23	4,8	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	205,093	0,36	11,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
202,803	0,18	5,0	c-C ₃ H ₅ CN	(c)	205,116	0,48	10,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
202,815	0,18	9,4	HCOOH	(b)	205,127	0,17	5,4	HCOOH	(b,c)
202,923	4,54	5,7	H ₂ CS	(b,c)	205,161	0,35	8,0	CH ₃ CHO	(a,b,c)
202,933	0,33	7,6	CH ₃ CN	(b)	205,170	0,33	8,8	CH ₃ CHO	(a,b,c)
202,940	0,20	4,9	CH ₃ ¹³ CH ₂ CN		205,170	0,33	8,8	CH ₃ CHO	(a,b,c)
202,948	0,32	3,8	U-line		205,290	0,15	9,2	CH ₃ OCHO	(b)
202,970	0,27	5,2	CH ₃ CN	(b)	205,299	0,23	7,0	SO ₂	(b,c)
203,033	0,18	4,8	HCCCHO		205,347	0,23	8,6	CH ₃ OCHO	
203,159	0,40	6,0	CH ₃ CN	(b)	205,457	0,39	5,4	CH ₃ OCHO	(b)
203,268	0,18	6,6	CH ₂ (OH)CHO	(b,c)	205,494	0,45	5,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
203,334	0,40	8,8	NH ₂ CHO	(a,b,c)	205,500	0,50	5,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
203,372	0,35	5,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	205,582	0,55	8,0	H ₂ C ³⁴ S	(b,c)
203,382	0,61	6,5	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	205,650	0,40	17,6	U-line	
203,392	0,60	12,7	SO ₂	(b,c)	205,662	0,45	4,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
203,396	0,40	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	205,668	0,51	7,9	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
203,408	0,55	12,7	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	205,674	0,42	7,1	U-line	
203,418	0,44	7,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	205,707	0,44	13,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
203,491	0,19	4,2	CH ₃ OCHO	(b,c)	205,760	0,27	6,6	U-line	
203,568	0,55	13,3	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	205,790	1,23	11,4	CH ₃ OH	(a,b,c)
203,625	0,40	7,4	CH ₃ OCH ₃	(b)	205,872	0,21	5,2	³³ SO ₂	(c)
203,852	0,49	6,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	205,987	2,32	5,3	H ₂ CS	(b,c)
203,862	0,50	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	205,999	0,68	6,9	CH ₃ OH	(b)
203,913	0,18	7,3	a(CH ₂ OH) ₂		206,040	0,38	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
203,939	0,74	6,6	CH ₃ CO	(a)	206,052	1,80	6,9	H ₂ CS	(b,c)
204,133	0,25	6,8	N ³⁴ S		206,077	0,49	11,2	C ₂ H ₅ CN	(b)
204,139	0,34	6,3	N ³⁴ S		206,088	0,39	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
204,150	0,30	4,7	CH ₃ OCH ₃		206,099	0,25	8,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
204,157	0,60	8,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	206,130	1,10	8,1	H ₂ ¹³ CO	(b,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
206,158	0,79	8,3	H ₂ CS	(b,c)	208,710	0,21	7,2	CH ₃ OCHO	(b)
206,175	2,37	6,9	SO	(b,c)	208,774	0,15	3,1	CH ₃ OCHO	(b)
206,218	0,38	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	208,785	0,27	6,2	CH ₃ OCHO	(b)
206,246	0,43	5,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	208,817	0,40	16,1	U-line	
206,268	0,44	6,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	208,884	0,18	3,7	CH ₃ OCHO	(b)
206,368	0,90	11,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	208,888	0,26	9,3	CH ₃ OCHO	(b)
206,384	0,34	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	208,903	0,20	6,3	CH ₃ OCHO	(b)
206,402	0,32	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	208,988	0,25	4,0	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
206,433	0,36	7,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	209,005	0,37	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
206,520	0,17	4,0	C ₂ H ₅ CN	(b)	209,020	0,23	4,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
206,524	0,16	5,0	U-line		209,028	0,29	5,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
206,582	0,41	9,2	CH ₃ OCH ₃	(b)	209,041	0,21	4,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
206,599	0,59	6,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	209,200	4,06	5,6	H ₂ CS	(b,c)
206,617	0,44	5,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	209,207	0,32	8,1	CH ₃ OCHO	(a,b)
206,686	0,34	7,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	209,219	0,44	7,3	CH ₃ OCHO	(a,b)
206,709	0,48	5,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	209,229	1,75	8,1	HC ₃ N	(a,b,c)
206,718	0,44	6,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	209,381	0,15	3,6	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
206,744	1,90	6,3	OCS	(b,c)	209,403	0,20	5,8	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
206,914	0,20	7,9	H ₂ COCH ₂	(a,b,c)	209,420	0,53	10,9	CH ₃ OCH ₃	(b)
206,943	0,33	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	209,425	0,23	7,0	CH ₃ OCH ₃	(b)
207,073	0,17	4,8	CH ₃ OCHO	(b,c)	209,470	0,34	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
207,210	0,18	3,9	CH ₃ COCH ₃	(b,c)	209,484	0,46	5,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
207,379	0,58	6,5	CH ₂ NH	(a,b,c)	209,490	0,33	5,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
207,436	1,30	7,1	NS	(b,c)	209,515	1,04	8,2	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
207,587	0,20	5,9	CH ₃ OCH ₃	(b)	209,578	0,33	5,2	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
207,661	0,16	4,7	CH ₃ COCH ₃	(b,c)	209,741	0,17	12,3	HC ₃ N	(b)
207,677	0,34	10,3	NH ₂ CHO	(a,b,c)	209,811	0,33	9,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
207,703	0,24	4,4	CH ₃ OCH ₃	(b)	209,852	0,32	5,8	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
207,752	0,18	3,8	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	209,863	0,26	5,2	C ₂ H ₅ OH	(b)
207,781	0,20	7,9	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	209,869	0,55	9,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
207,794	0,29	5,1	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	209,916	0,41	8,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
207,800	0,62	13,8	CH ₃ OCH ₃	(b)	209,931	0,42	6,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
207,822	0,20	6,0	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	210,042	0,18	10,0	HC ₃ N	(b)
207,836	1,09	9,7	NS	(b,c)	210,206	0,23	4,3	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
207,880	0,22	4,6	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	210,388	0,18	6,0	C ₂ H ₅ OH	(b)
207,887	0,21	6,4	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	210,409	0,42	6,0	¹³ CH ₃ OH	(b)
207,934	0,20	6,4	CH ₃ OCHO	(b)	210,432	0,41	5,6	CH ₃ OCHO	(a,b)
207,998	0,26	6,7	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	210,441	0,42	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b)
208,113	0,20	3,6	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	210,449	0,39	5,9	CH ₃ OCHO	(a,b)
208,179	0,19	2,9	C ₂ H ₅ OH	(b)	210,461	0,42	5,5	CH ₃ OCHO	(a,b)
208,211	0,21	5,5	C ₂ H ₅ OH	(b)	210,474	0,42	7,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
208,216	0,27	8,9	C ₂ H ₅ OH	(b)	210,668	0,32	5,6	C ₂ H ₃ CN	(b)
208,227	0,39	7,4	CH ₃ CHO	(a,b,c)	210,825	0,16	6,1	¹³ CH ₃ OH	(b)
208,266	0,39	6,2	CH ₃ CHO	(a,b,c)	210,956	0,16	6,3	C ₂ H ₅ OH	(b)
208,279	0,59	8,3	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	211,001	0,23	6,8	C ₂ H ₅ OH	(b)
208,290	0,19	3,7	C ₂ H ₅ OH	(b)	211,011	0,29	7,1	³⁴ SO	(b,c)
208,313	0,15	4,9	CH ₃ COCH ₃	(b,c)	211,060	0,27	10,5	CH ₃ OCH ₃	(b)
208,362	0,17	5,6	HCC ¹³ CN	(b,c)	211,211	–	–	H ₂ CO	(b,c)
208,489	0,29	6,1	¹³ CH ₃ OH	(b)	211,242	0,37	6,1	CH ₃ CHO	(a,b,c)
208,620	0,26	10,5	CH ₃ OCH ₃	(b)	211,253	0,43	5,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
208,656	0,15	7,5	CH ₃ OCHO	(b)	211,264	0,41	5,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
208,699	0,23	7,7	SO ₂	(b)	211,272	0,30	8,0	CH ₃ CHO	(a,b,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
211,327	0,36	7,2	NH ₂ CHO	(a,b)	214,336	0,37	5,5	¹³ CH ₃ CN	(b)
211,493	0,49	8,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	214,357	0,44	9,4	¹³ CH ₃ CN	(b)
211,535	0,40	5,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	214,372	0,53	13,9	¹³ CH ₃ CN	(b)
211,573	0,42	6,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	214,469	0,24	6,7	CH ₃ OCH ₃	(b)
211,664	0,16	11,6	CH ₃ OH	(b)	214,496	0,46	5,8	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
211,769	0,47	6,1	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	214,630	0,47	5,8	CH ₃ OCHO	(a,b)
211,783	0,47	6,1	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	214,650	0,48	5,4	CH ₃ OCHO	(a,b)
211,801	0,44	5,7	CH ₃ OH	(b,c)	214,688	0,26	8,4	SO ₂	(b)
211,947	0,21	5,9	CH ₃ CHO	(b)	214,698	0,30	9,3	C ₂ H ₅ OH	(b)
212,027	0,22	6,4	CH ₃ CHO	(a,b,c)	214,780	0,55	8,1	CH ₃ OCHO	(a,b)
212,036	0,37	8,0	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	214,790	0,57	5,7	CH ₃ OCHO	(a,b)
212,065	0,20	6,9	CH ₃ CHO	(a,b,c)	214,799	0,41	6,2	CH ₃ CHO	(a,b)
212,127	0,21	6,1	CH ₃ CHO	(a,b,c)	214,814	0,20	8,3	CH ₃ OCHO	(b)
212,134	0,24	10,4	CH ₃ CHO	(a,b,c)	214,843	0,39	7,9	CH ₃ CHO	(a,b)
212,150	0,23	7,8	CH ₃ CHO	(a,b,c)	214,911	0,48	7,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
212,170	0,19	6,6	CH ₃ CHO	(a,b,c)	215,039	0,46	10,0	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
212,210	0,16	7,7	U-line		215,056	0,63	8,0	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
212,255	0,41	13,6	NH ₂ CHO	(b)	215,072	0,23	5,7	CH ₃ OCHO	(b)
212,274	0,29	10,4	NH ₂ CHO	(b)	215,086	0,31	6,2	C ₂ H ₅ CN	(b)
212,322	0,30	8,0	NH ₂ CHO	(a,b)	215,107	0,55	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
212,383	0,27	5,9	CH ₃ CHO	(a,b,c)	215,117	0,48	7,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
212,399	0,22	12,7	CH ₃ CHO	(a,b,c)	215,124	0,22	8,4	C ₂ H ₅ CN	(b)
212,429	0,31	14,8	NH ₂ CHO	(a,b)	215,171	0,17	5,7	C ₂ H ₅ CN	(b)
212,470	0,23	5,0	C ₂ H ₅ OH	(b)	215,192	0,19	8,6	CH ₃ OCHO	(b)
212,497	0,25	6,7	CH ₃ CHO	(a,b,c)	215,210	0,67	9,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
212,571	0,30	8,2	NH ₂ CHO	(a,b)	215,220	2,68	7,3	SO	(b)
212,647	0,23	8,1	NH ₂ CHO	(b)	215,252	0,16	9,8	C ₂ H ₅ CN	(b)
212,746	0,48	8,2	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	215,300	0,66	6,9	CH ₃ OH	(b)
212,754	0,81	9,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	215,366	0,25	7,7	C ₂ H ₅ OH	(b)
212,774	0,35	5,6	¹³ CH ₃ OH	(b)	215,398	0,40	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
212,810	0,63	6,3	H ₂ ¹³ CO	(b)	215,406	0,26	7,3	HCOOH	
212,831	0,32	7,5	NH ₂ CHO	(a,b)	215,426	0,38	9,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
213,036	0,21	6,0	H ₂ ¹³ CO	(b)	215,498	0,19	13,6	C ₂ H ₅ CN	(b)
213,067	0,15	8,0	SO ₂	(b)	215,618	0,41	6,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
213,157	0,43	5,2	CH ₃ OH	(b)	215,686	0,37	9,4	NH ₂ CHO	(a,b)
213,292	0,21	7,2	H ₂ ¹³ CO	(b)	215,705	0,19	4,3	¹³ CH ₃ OH	(b)
213,360	1,15	4,9	HCS ⁺	(a,b)	215,721	0,17	9,1	¹³ CH ₃ OH	(b)
213,375	0,54	4,8	CH ₃ OH	(b)	215,838	0,63	8,4	³⁴ SO	(b)
213,426	2,72	7,3	CH ₃ OH	(b)	215,885	0,67	7,0	¹³ CH ₃ OH	(b)
213,444	0,28	4,8	CH ₃ OCH ₃	(b)	215,939	0,27	5,1	C ₂ H ₅ CN	(b)
213,451	0,17	3,8	CH ₃ OCH ₃	(b)	215,964	0,22	5,2	C ₂ H ₅ CN	(b)
213,455	0,25	4,4	CH ₃ OCH ₃	(b)	215,977	0,18	5,6	CH ₃ OCHO	(b)
213,450	0,20	5,0	CH ₃ OCH ₃	(b)	216,075	0,42	7,7	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
213,551	0,51	5,6	OC ³⁴ S	(b)	216,108	0,53	5,6	CH ₃ OCHO	(a,b)
213,698	0,17	3,3	CH ₃ OCHO	(b)	216,113	0,73	5,7	CH ₃ OCHO	(a,b)
213,812	0,22	5,1	HOCO ⁺		216,145	0,16	4,6	OC ³³ S	(b)
213,854	0,43	5,9	C ₂ H ₅ OH	(b)	216,209	0,53	6,0	CH ₃ OCHO	(a,b)
214,068	0,43	10,0	CH ₃ OCH ₃	(b)	216,214	0,54	5,4	CH ₃ OCHO	(a,b)
214,178	0,19	5,8	C ₂ H ₅ OH	(b)	216,325	0,18	4,5	CH ₃ OCHO	(b)
214,221	0,21	9,3	CH ₃ OCH ₃	(b)	216,352	0,15	5,2	CH ₃ OCHO	(b)
214,267	0,27	9,5	C ₂ H ₅ OH	(b)	216,357	0,15	4,2	CH ₃ OCHO	(b)
214,308	0,15	7,1	¹³ CH ₃ CN	(b)	216,368	0,26	5,6	¹³ CH ₃ OH	(b)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
216,372	0,22	3,7	C ₂ H ₅ OH	(b)	219,559	–	–	C ¹⁸ O	(b)
216,414	0,29	4,6	C ₂ H ₅ OH	(b)	219,655	0,22	7,1	HNCO	(b)
216,520	0,17	5,0	C ₂ H ₅ OH	(b)	219,703	0,17	5,6	CH ₃ OCHO	
216,566	0,55	6,4	H ₂ CO	(b)	219,733	0,41	11,4	HNCO	(b,c)
216,581	0,45	6,2	CH ₃ CHO	(a,b)	219,797	2,18	6,5	HNCO	(b,c)
216,629	0,44	6,2	CH ₃ CHO	(a,b)	219,821	0,17	8,0	CH ₃ OCHO	
216,641	0,21	10,0	SO ₂	(b)	219,907	0,93	6,8	o-H ₂ ¹³ CO	(c)
216,709	4,52	5,4	H ₂ S	(b)	219,948	4,18	6,8	SO	(c)
216,828	0,51	5,3	CH ₃ OCHO	(a,b)	219,981	0,22	4,7	H ₂ CN	(c)
216,837	0,44	6,9	CH ₃ OCHO	(a,b)	219,991	0,23	5,4	H ₂ CN	(c)
216,944	2,13	6,4	CH ₃ OH	(b)	220,028	0,19	4,6	CH ₃ OCHO	
216,964	1,01	8,9	CH ₃ OCHO	(a,b)	220,077	2,23	6,5	CH ₃ OH	(a,c)
217,020	0,21	4,6	CH ₃ COCH ₃	(b)	220,165	0,53	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)
217,042	0,26	4,4	¹³ CH ₃ OH	(b)	220,176	0,71	6,1	CH ₂ CO	(a,c)
217,104	1,79	10,1	SiO	(b,c)	220,188	0,50	5,9	CH ₃ OCHO	(a,c)
217,189	0,45	7,3	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	220,359	0,23	4,7	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
217,238	2,16	5,5	DCN	(c)	220,366	0,28	7,2	CH ₃ COCH ₃	(b,c)
217,261	0,20	6,6	C ₂ H ₅ OH		220,386	1,98	3,4	H ₂ CN	(c)
217,297	0,66	6,8	CH ₃ OH	(b,c)	220,397	–	–	¹³ CO	(b,c)
217,310	0,20	4,6	CH ₃ OCHO	(b)	220,473	0,30	5,1	CH ₃ CN	(b)
217,397	0,29	5,6	¹³ CH ₃ OH	(b)	220,537	0,42	5,9	CH ₃ CN	(b)
217,494	0,21	4,4	C ₂ H ₅ OH		220,583	0,44	8,3	HNCO	(b,c)
217,640	0,28	6,5	CH ₃ OH	(b,c)	220,592	0,70	6,7	CH ₃ CN	(a,b)
217,802	0,32	5,4	C ₂ H ₅ OH	(c)	220,599	0,59	8,0	CH ₃ ¹³ CN	(b,c)
217,821	0,36	5,7	C ₃ H ₂	(c)	220,619	0,29	5,4	CH ₃ ¹³ CN	(b)
217,884	0,61	6,3	CH ₃ OH	(c)	220,632	0,37	4,5	CH ₃ ¹³ CN	(b,c)
217,939	0,22	4,9	C ₃ H ₂	(c)	220,638	0,71	9,8	CH ₃ CN	(a,b,c)
218,125	0,20	7,2	U-line		220,659	0,39	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)
218,160	0,16	7,1	C ₃ H ₂	(c)	220,677	0,88	7,5	CH ₃ CN	(a,b,c)
218,197	0,32	6,0	O ¹³ CS		220,707	1,43	7,3	CH ₃ CN	(a,b,c)
218,221	3,19	10,8	H ₂ CO	(a,c)	220,729	1,32	7,1	CH ₃ CN	(a,c)
218,279	0,51	5,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	220,744	1,94	11,6	CH ₃ CN	(a,c)
218,296	0,52	5,1	CH ₃ OCHO	(a,c)	220,813	0,17	6,4	CH ₃ OCHO	(c)
218,323	1,46	7,7	HC ₃ N	(a,c)	220,824	0,16	4,7	CH ₂ CH ¹³ CN	(c)
218,388	0,38	5,9	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	220,891	0,33	7,5	CH ₃ OCH ₃	
218,406	0,22	8,8	C ₂ H ₅ ¹³ CN	(c)	220,982	0,15	6,4	CH ₃ OCHO	
218,439	8,26	6,0	CH ₃ OH	(a,c)	220,996	0,19	4,2	C ₂ H ₅ OH	(c)
218,451	0,46	7,0	C ₃ H ₂		221,046	0,21	6,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
218,459	0,65	8,3	NH ₂ CHO	(a,c)	221,138	0,33	6,2	CH ₃ OCH ₃	
218,475	2,73	7,2	H ₂ CO	(a,c)	221,196	0,37	6,8	C ₂ H ₃ NC	(c)
218,489	0,30	9,2	CH ₃ OCH ₃	(c)	221,259	0,20	5,8	CH ₃ CHO	(a)
218,552	0,17	3,6	C ₂ H ₅ OH	(c)	221,263	0,33	6,0	CH ₃ OCHO	(a)
218,652	0,19	5,2	C ₂ H ₅ OH	(c)	221,283	0,56	6,8	¹³ CH ₃ OH	(c)
218,759	2,60	7,3	H ₂ CO	(a,c)	221,336	0,16	6,1	CH ₃ CN	
218,858	0,20	10,7	HC ₃ N		221,364	0,30	8,7	CH ₃ CN	
218,902	2,01	6,3	OCS	(c)	221,378	0,24	7,3	CH ₃ CN	
218,979	0,49	9,4	HNCO	(c)	221,385	0,27	4,7	CH ₃ CN	
219,218	0,18	5,0	CH ₃ COCH ₃	(c)	221,391	0,30	7,5	CH ₃ CN	
219,240	0,21	5,9	CH ₃ COCH ₃	(c)	221,402	0,23	8,0	CH ₃ CN	
219,407	0,23	10,0	CH ₃ ¹⁸ OH		221,421	0,40	6,7	CH ₃ CN	
219,462	0,17	6,8	C ₂ H ₅ CN	(b)	221,430	0,34	6,9	CH ₃ OCHO	(a,c)
219,503	0,44	5,7	C ₂ H ₅ CN	(a,b,c)	221,443	0,27	4,8	CH ₃ OCHO	(a,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
221,624	0,27	5,6	CH ₃ CN		224,488	0,23	3,4	CH ₃ OCHO	
221,647	0,26	4,6	CH ₃ OCHO	(a,c)	224,501	0,16	3,6	a(CH ₂ OH) ₂	(c)
221,659	0,63	5,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	224,550	0,15	5,3	a(CH ₂ OH) ₂	(c)
221,668	0,33	6,2	CH ₃ OCHO	(c)	224,581	0,40	8,4	CH ₃ OCHO	(a,c)
221,672	0,48	6,9	CH ₃ OCHO	(a,c)	224,607	0,43	5,6	CH ₃ OCHO	(a,c)
221,690	0,20	4,9	CH ₃ OCHO		224,636	0,38	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a,c)
221,963	0,75	7,6	SO ₂	(c)	224,697	0,52	6,2	CH ₃ COCH ₃	(c)
221,977	0,42	6,0	CH ₃ OCHO	(a,c)	224,713	2,53	5,3	C ¹⁷ O	(c)
221,983	0,35	5,1	CH ₃ OCHO	(a,c)	224,821	0,27	4,0	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,031	0,22	6,0	CH ₃ OCH ₃		224,926	0,22	6,9	CH ₂ CH ¹³ CN	(c)
222,097	0,17	4,5	CH ₃ CCH	(a,c)	224,944	0,19	5,7	C ₂ H ₅ OH	
222,127	0,85	5,1	CH ₃ CCH	(a,c)	225,007	0,20	3,8	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,149	0,88	5,6	CH ₃ CCH	(a,c)	225,107	0,27	10,0	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,164	1,46	10,9	CH ₃ CCH	(a,c)	225,129	0,17	5,7	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,197	0,58	6,9	CH ₂ CO	(a,c)	225,152	0,31	7,8	SO ₂	(c)
222,214	0,18	6,3	C ₂ H ₅ OH	(c)	225,157	0,23	4,4	CH ₂ CHC ¹⁵ N	(c)
222,227	0,21	4,8	CH ₃ CHO	(c)	225,168	0,23	5,0	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,245	0,50	5,2	CH ₃ OCH ₃	(c)	225,202	0,40	6,6	CH ₃ OCH ₃	
222,255	0,36	14,7	CH ₃ OCH ₃	(c)	225,208	0,23	6,0	C ₂ H ₅ OH	
222,312	0,18	4,8	CH ₂ CO		225,226	0,21	8,0	CH ₃ COCH ₃	(c)
222,420	0,45	5,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	225,234	0,42	7,3	C ₂ H ₅ CN	(a,c)
222,432	0,59	6,2	CH ₃ OCH ₃	(c)	225,246	0,23	7,2	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,438	0,59	7,9	CH ₃ OCHO	(a,c)	225,276	0,17	4,2	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,675	0,22	5,0	C ₂ H ₅ OH		225,279	0,19	8,7	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,720	0,41	4,7	C ₃ H ₇ OH	(c)	225,370	0,16	3,9	CH ₃ OCHO	
222,740	0,26	4,7	C ₂ H ₅ OH		225,397	0,21	4,1	C ₂ H ₅ OH	(c)
222,916	0,39	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a)	225,401	0,26	11,3	C ₂ H ₅ OH	(c)
223,116	0,46	7,1	CH ₃ OCHO	(a,c)	225,411	0,48	4,9	OC ³⁴ S	(c)
223,123	0,34	5,9	CH ₃ OCHO	(a,c)	225,446	0,16	5,0	CH ₃ OCHO	
223,132	0,42	6,6	CH ₃ OCHO	(a,c)	225,455	0,21	3,6	C ₂ H ₅ OH	
223,161	0,37	4,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	225,543	0,23	5,3	C ₂ H ₅ OH	(c)
223,200	0,68	9,5	CH ₃ OCH ₃	(c)	225,551	0,18	3,9	H ₂ CCCHCN	(c)
223,306	0,15	4,0	a(CH ₂ OH) ₂	(c)	225,558	0,25	3,7	C ₂ H ₅ OH	
223,383	0,37	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	225,566	0,22	9,6	¹³ CH ₃ OH	(c)
223,407	0,17	7,7	CH ₃ OCH ₃		225,597	1,04	6,1	CH ₃ OCH ₃	(c)
223,450	0,33	6,9	NH ₂ CHO	(a,c)	225,607	0,46	4,7	CH ₃ OCHO	(a,c)
223,551	0,37	5,4	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	225,616	0,46	5,0	CH ₃ OCHO	(a,c)
223,649	0,33	5,8	CH ₃ CHO	(a,c)	225,622	0,20	4,0	CH ₃ OCHO	
223,659	0,34	5,4	CH ₃ CHO	(a,c)	225,658	0,21	4,8	CH ₂ DCN	(c)
223,931	0,34	5,7	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	225,668	0,19	7,7	C ₂ H ₅ OH	(c)
224,001	0,52	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	225,697	–	–	o-H ₂ CO	(c)
224,015	0,25	5,1	C ₂ H ₅ CN	(a)	225,724	0,23	9,9	CH ₂ DCN	(c)
224,021	0,52	11,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	225,741	0,16	5,4	CH ₃ COCH ₃	(c)
224,028	0,25	5,0	C ₂ H ₅ CN	(c)	225,795	0,20	5,0	C ₂ H ₅ OH	
224,043	0,21	4,1	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	225,895	0,43	7,8	HDO	(c)
224,085	0,34	8,7	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	225,926	0,24	5,6	CH ₃ OCHO	(b)
224,205	0,44	7,0	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	226,286	0,20	5,6	CH ₃ SH	(b)
224,263	0,20	6,5	SO ₂	(c)	226,299	0,26	9,8	SO ₂	(b,c)
224,311	0,41	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)	226,345	0,59	8,3	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
224,326	0,89	5,5	CH ₂ CO		226,381	0,28	5,7	CH ₃ OCHO	(b)
224,417	0,32	6,5	C ₂ H ₅ CN	(a,c)	226,433	0,30	6,6	CH ₃ OCHO	(b,c)
224,457	0,33	5,3	C ₂ H ₅ CN	(a)	226,492	0,18	5,4	CH ₃ OCH ₃	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
226,549	0,55	8,7	CH ₂ NH	(a,b)	230,951	0,32	6,0	CH ₃ ¹⁸ OH	
226,591	0,33	5,2	CH ₃ CHO	(a,b,c)	230,989	0,42	5,0	C ₂ H ₅ OH	(b)
226,711	0,50	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	231,059	1,95	6,3	OCS	(b)
226,716	0,48	5,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	231,219	1,98	6,3	¹³ CS	(a,b)
226,771	0,46	6,1	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	231,268	0,23	5,0	CH ₃ CHO	(a,b)
226,777	0,49	6,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	231,279	0,82	7,0	CH ₃ OH	(a,b)
227,017	0,49	5,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	231,309	0,48	6,3	CH ₃ CHO	(a,b)
227,026	0,43	6,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	231,328	0,18	4,4	CH ₃ CHO	(a,b)
227,092	0,48	5,9	CH ₃ OH	(b,c)	231,346	0,23	7,5	CH ₃ OCH ₃	(b)
227,168	0,23	4,4	C ₃ H ₂	(c)	231,362	0,15	6,3	CH ₃ CHO	(a,b)
227,227	0,21	4,2	CH ₃ OH	(c)	231,368	0,16	6,1	CH ₃ CHO	(a,b)
227,417	1,24	8,2	HC ₃ N	(a,b,c)	231,455	0,19	6,0	CH ₃ CHO	(a,b)
227,530	0,18	5,5	NH ₂ CHO		231,466	0,17	8,0	CH ₃ CHO	(a,b)
227,560	0,95	7,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	231,482	0,20	4,9	CH ₃ CHO	(a,b)
227,604	0,40	7,0	NH ₂ CHO	(a,b)	231,505	0,29	6,4	HCOOH	(a,b)
227,645	0,26	4,7	CH ₃ OCH ₃	(b)	231,558	0,28	6,1	C ₂ H ₅ OH	(b)
227,654	0,30	9,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	231,594	0,24	5,9	CH ₃ CHO	(a,b)
227,759	0,22	4,3	H ₂ ¹³ CS	(b)	231,666	0,28	4,5	C ₂ H ₅ OH	(b)
227,778	0,39	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	231,684	0,22	3,7	CH ₃ ¹⁸ OH	
227,812	0,63	6,4	CH ₃ OH	(a,b,c)	231,722	0,24	5,2	CH ₃ OCHO	
227,890	0,24	4,2	C ₂ H ₅ OH	(b)	231,734	0,36	6,2	CH ₃ ¹⁸ OH	
227,937	0,17	4,2	U-line		231,747	0,36	6,0	CH ₃ CHO	(a,b)
227,973	0,23	10,1	HC ₃ N		231,756	0,25	6,7	CH ₃ ¹⁸ OH	
228,027	0,22	4,3	C ₂ H ₅ OH		231,787	0,26	6,7	U-line	
228,301	0,23	9,6	HC ₃ N		231,793	0,20	4,7	CH ₃ ¹⁸ OH	
228,481	0,39	5,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	231,799	0,27	5,5	CH ₃ ¹⁸ OH	
228,627	0,51	5,1	CH ₃ OCHO	(a,c)	231,825	0,18	6,5	CH ₃ ¹⁸ OH	
228,649	0,50	5,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	231,851	0,46	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)
228,910	0,65	4,1	DNC	(c)	231,894	0,23	6,8	CH ₃ OCHO	
229,038	0,15	7,9	CH ₃ COCH ₃		231,901	0,19	6,2	CH ₃ OCHO	
229,053	0,24	5,8	CH ₃ COCH ₃		231,952	0,15	6,0	U-line	
229,076	0,17	5,3	CH ₃ COCH ₃		231,966	0,34	6,3	CH ₃ CHO	(a)
229,263	0,42	5,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	231,986	1,16	6,9	CH ₃ OCH ₃	
229,387	0,18	4,5	SO ₂		232,001	0,18	6,7	CH ₃ OCHO	
229,403	0,53	5,3	CH ₃ OCHO	(a)	232,033	0,20	7,4	C ₂ H ₅ OH	
229,418	0,50	5,3	CH ₃ OCHO	(a)	232,074	0,33	5,2	C ₂ H ₅ OH	
229,489	0,24	4,4	C ₂ H ₅ OH		232,161	0,32	8,2	¹³ CH ₃ CN	
229,587	0,67	7,6	CH ₃ OH		232,192	0,41	6,1	¹³ CH ₃ CN	
229,758	6,13	6,0	CH ₃ OH	(a)	232,214	0,33	5,4	¹³ CH ₃ CN	
229,860	0,48	10,8	³⁴ SO ₂		232,227	0,41	5,2	¹³ CH ₃ CN	
229,937	0,44	4,6	CH ₃ OH		232,232	0,40	5,1	¹³ CH ₃ CN	
230,025	1,13	7,5	CH ₃ OH		232,272	0,38	7,6	NH ₂ CHO	(a)
230,139	0,34	6,1	CH ₃ OCH ₃		232,316	0,19	3,4	C ₂ H ₅ OH	
230,174	0,21	6,8	CH ₃ COCH ₃		232,403	0,28	5,6	C ₂ H ₅ OH	
230,230	0,52	9,6	CH ₃ OCH ₃		232,417	0,92	9,4	CH ₃ OH	(b,c)
230,291	0,21	6,3	U-line		232,489	0,26	4,9	C ₂ H ₅ OH	(b)
230,301	0,30	7,0	CH ₃ CHO	(a)	232,595	0,34	5,2	C ₂ H ₅ OH	(b)
230,315	0,54	5,7	CH ₃ CHO	(a)	232,735	0,17	7,3	CH ₃ OCHO	(b)
230,366	0,32	4,9	CH ₃ OH		232,753	0,38	5,6	H ₂ C ³⁴ S	(b,c)
230,538	–	–	CO		232,781	0,73	5,6	CH ₃ OH	(b,c)
230,670	0,26	4,2	C ₂ H ₅ OH		232,787	0,47	6,1	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
230,791	0,21	4,7	C ₂ H ₅ OH		232,806	0,27	5,1	C ₂ H ₅ OH	(b)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
232,926	0,27	6,3	C ₂ H ₅ OH		234,507	0,54	5,9	CH ₃ OCHO	(c)
232,943	0,92	7,4	CH ₃ OH	(a,c)	234,664	0,29	5,4	C ₂ H ₅ OH	
232,959	0,34	7,0	C ₂ H ₅ CN		234,682	1,60	7,1	CH ₃ OH	(c)
232,965	0,43	7,0	C ₂ H ₅ CN		234,696	0,91	5,6	CH ₃ OH	(c)
232,973	0,38	6,4	C ₂ H ₅ CN		234,713	0,28	5,4	C ₂ H ₅ OH	
232,996	0,50	5,4	C ₂ H ₅ CN	(a)	234,723	0,22	4,7	CH ₃ OCHO	
233,000	0,31	4,2	U-line		234,736	0,25	5,3	CH ₃ OCHO	
233,037	0,25	8,2	U-line		234,757	0,43	5,9	C ₂ H ₅ OH	(c)
233,067	0,49	5,5	C ₂ H ₅ CN	(a)	234,781	0,28	6,4	CH ₃ OCHO	
233,119	0,18	5,7	CH ₃ OCHO	(c)	234,794	0,47	6,1	CH ₃ CHO	(a,c)
233,191	0,25	3,6	CH ₃ OCH ₃		234,824	0,37	6,1	CH ₃ CHO	(a,c)
233,203	0,51	6,8	U-line		234,851	0,30	5,7	C ₂ H ₅ OH	
233,210	0,63	10,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	234,872	0,27	4,6	C ₂ H ₅ OH	
233,224	0,55	5,9	CH ₃ OCHO	(a,c)	234,914	0,16	7,1	CH ₃ OCHO	
233,307	0,26	5,5	CH ₃ OCHO	(c)	234,982	0,25	4,6	C ₂ H ₅ OH	(b)
233,393	0,35	6,0	CH ₃ OCHO		234,989	0,26	5,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
233,440	0,42	6,7	CH ₃ CHO	(a)	235,027	0,43	5,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
233,487	0,34	9,6	U-line		235,044	0,46	4,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
233,496	0,52	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)	235,049	0,67	6,0	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
233,504	0,55	7,4	CH ₃ OCHO	(c)	235,071	0,36	9,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
233,550	0,21	4,6	NH ₂ CHO		235,082	0,21	4,6	CH ₃ OCHO	(b)
233,568	0,31	5,0	C ₂ H ₅ OH		235,103	0,31	4,9	H ₂ COCH ₂	(a,b)
233,629	0,45	5,8	CH ₃ OCH ₃		235,129	0,33	5,3	C ₂ H ₅ OH	(b)
233,652	0,64	7,5	C ₂ H ₅ CN	(a)	235,133	0,23	3,6	CH ₃ OCHO	(b)
233,669	0,23	5,2	CH ₃ ¹⁸ OH		235,150	0,45	8,1	SO ₂	(b,c)
233,733	0,35	7,2	NH ₂ CHO		235,156	0,27	3,6	C ₂ H ₅ OH	(b)
233,743	0,38	6,1	NH ₂ CHO		235,165	0,27	5,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
233,751	0,59	6,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	235,189	0,23	5,7	HOCO ⁺	(a)
233,775	0,59	4,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	235,374	0,31	9,8	CH ₃ COCH ₃	(b)
233,793	0,70	6,2	CH ₃ OH	(c)	235,384	0,27	6,9	¹³ CH ₃ OH	(b)
233,843	0,33	5,6	CH ₃ OCHO	(c)	235,488	0,16	6,9	CH ₃ COCH ₃	(b)
233,852	0,45	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)	235,546	0,17	5,0	CH ₃ COCH ₃	(b)
233,865	0,29	4,6	CH ₃ OCHO	(a,c)	235,630	0,18	5,5	CH ₃ OCHO	(b)
233,894	0,40	7,2	NH ₂ CHO	(a)	235,712	0,39	5,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
233,914	0,17	5,2	CH ₃ OH		235,731	0,25	7,3	CH ₃ NH ₂	(b)
233,949	0,33	5,7	C ₂ H ₅ OH		235,842	0,46	5,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
234,010	0,75	6,9	¹³ CH ₃ OH	(c)	235,864	0,47	5,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
234,048	0,30	5,1	C ₂ H ₅ OH	(c)	235,879	0,76	5,3	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,109	0,42	5,9	CH ₃ OCHO	(c)	235,884	0,55	5,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
234,123	0,50	5,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	235,902	0,19	4,7	CH ₃ OCHO	(b)
234,132	0,36	5,4	CH ₃ OCHO		235,917	0,20	4,7	CH ₃ OCHO	(b)
234,185	0,19	9,0	SO ₂	(c)	235,930	0,48	4,7	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
234,253	0,30	5,6	C ₂ H ₅ OH	(c)	235,936	1,10	7,2	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,314	0,37	6,8	NH ₂ CHO	(a)	235,959	1,16	7,4	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,327	0,17	5,6	CH ₃ OCHO		235,968	0,52	5,6	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,379	0,21	5,3	CH ₃ OCHO		235,975	0,33	5,6	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,404	0,28	4,6	C ₂ H ₅ OH		235,981	0,56	6,7	C ₂ H ₅ OH	(b,c)
234,421	0,49	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	235,994	0,94	7,2	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,438	0,17	4,6	SO ₂	(c)	236,005	0,73	7,5	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,467	0,17	7,3	CH ₂ DOH		236,014	0,45	5,0	¹³ CH ₃ OH	(b,c)
234,484	0,41	6,6	CH ₃ OCHO	(c)	236,039	0,68	6,6	¹³ CH ₃ OH	(c)
234,500	0,58	4,8	CH ₃ OCHO	(a,c)	236,047	0,79	6,1	¹³ CH ₃ OH	(c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
236,060	0,87	6,4	$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$	(c)	239,062	0,71	7,7	CH_3CN	(c)
236,144	0,23	6,4	$\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$	(b)	239,095	1,15	7,8	CH_3CN	(c)
236,157	0,16	4,8	$\text{C}_2\text{H}_3\text{CN}$	(b)	239,118	1,09	7,2	CH_3CN	(c)
236,208	0,16	4,9	CH_3OCHO	(b)	239,134	1,56	11,6	CH_3CN	(c)
236,215	0,30	6,9	SO_2	(b,c)	239,210	0,72	5,6	CH_3CCH	(a,c)
236,287	0,22	5,5	$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$	(b,c)	239,233	0,69	5,0	CH_3CCH	(a,c)
236,297	0,27	6,4	$\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$	(b,c)	239,247	1,08	5,3	CH_3CCH	(a,c)
236,352	0,57	8,1	CH_3OCHO	(a,b,c)	239,251	1,19	4,0	CH_3CCH	(a,c)
236,363	0,40	4,9	CH_3OCHO	(a,b,c)	239,323	0,17	5,5	CH_3OCH_3	
236,511	1,00	8,3	HC_3N	(a,b,c)	239,549	0,16	4,3	$\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$	
236,668	0,18	5,6	U-line		239,625	0,23	5,9	CH_3CN	
236,726	3,52	5,4	H_2CS	(c)	239,681	0,37	7,3	$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(a)
236,741	0,39	6,1	CH_3OCHO	(a,c)	239,729	0,40	5,7	CH_3OH	(c)
236,757	0,36	4,9	CH_3OCHO	(a,c)	239,745	5,63	6,1	CH_3OH	(a,c)
236,798	0,34	5,2	CH_3OCHO	(c)	239,806	0,26	6,6	CH_3CN	
236,808	0,37	5,4	CH_3OCHO	(a,c)	239,827	0,40	6,9	$\text{H}_2\text{C}^{34}\text{S}$	(c)
236,924	0,24	4,6	CH_3OCHO	(a)	239,846	0,29	5,9	CH_3CN	
236,934	0,72	6,8	CH_3OH	(a,c)	239,950	0,26	8,4	NH_2CHO	(a)
236,974	0,26	5,2	CH_3OCHO	(a,c)	239,974	0,24	6,2	U-line	
237,047	0,47	8,8	CH_3OCH_3	(c)	240,019	0,41	5,1	CH_3OCHO	(a,c)
237,066	0,24	7,1	SO_2	(c)	240,032	0,37	5,4	CH_3OCHO	(a,c)
237,091	0,18	9,5	HC_3N		240,087	0,26	4,9	CH_3CN	
237,127	0,36	5,4	CH_3OH	(c)	240,184	0,61	5,6	CH_2CO	(a,c)
237,168	0,32	5,1	$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(a)	240,239	0,79	7,0	CH_3OH	(a,c)
237,260	0,26	7,5	CH_3OCH_3		240,265	1,95	5,7	H_2CS	(c)
237,271	0,36	5,7	OC^{34}S	(c)	240,317	0,34	6,1	$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(a)
237,295	0,43	4,9	CH_3OCHO	(a,c)	240,330	0,25	5,2	H_2CS	(c)
237,305	0,47	7,8	CH_3OCHO	(a,c)	240,380	0,82	6,0	H_2CS	(c)
237,313	0,41	6,7	CH_3OCHO	(a,c)	240,392	1,29	6,3	H_2CS	(c)
237,343	0,40	4,8	CH_3OCHO	(a,c)	240,426	0,32	4,6	$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(a)
237,348	0,40	5,1	CH_3OCHO	(a,c)	240,547	0,82	5,2	H_2CS	(c)
237,403	0,32	6,9	$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(a)	240,736	0,26	4,5	CH_3OH	(c)
237,619	0,62	7,6	CH_3OCH_3	(c)	240,873	0,41	8,7	HNCO	(b,c)
237,805	0,35	4,8	CH_3OCHO	(a,c)	240,913	0,23	4,5	CH_3OH	(b)
237,828	0,36	5,2	CH_3OCHO	(a,c)	240,936	0,41	9,1	CH_3OH	(b)
237,849	0,35	6,5	$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(a)	240,958	0,55	7,7	CH_3OH	(a,b,c)
237,895	0,32	9,2	NH_2CHO	(a)	240,983	0,43	7,5	CH_3OCH_3	(b,c)
237,981	0,48	6,8	$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$	(c)	241,015	2,71	5,9	C^{34}S	(a,b,c)
238,013	0,25	8,6	CH_3OCH_3		241,157	0,41	4,9	CH_3OH	(a,b,c)
238,155	0,83	6,4	CH_3OCHO	(a,c)	241,164	0,38	6,4	CH_3OH	(a,b,c)
238,188	0,19	5,4	CH_3OCHO	(a,c)	241,177	0,55	7,0	CH_3OH	(a,b,c)
238,700	0,27	5,4	$\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$		241,184	0,54	8,1	CH_3OH	(a,b,c)
238,763	0,24	6,4	CH_3CN		241,194	0,70	11,1	CH_3OH	(a,b,c)
238,842	0,25	7,9	CH_3CN		241,203	0,67	8,4	CH_3OH	(a,b,c)
238,888	0,18	5,1	U-line		241,235	0,45	5,6	CH_3OH	(a,b,c)
238,910	0,37	6,4	CH_3CN		241,265	0,44	5,5	CH_3OH	(a,b,c)
238,944	0,23	5,4	CH_3OCHO		241,439	0,56	6,3	CH_3OH	(a,c)
238,970	0,56	7,0	CH_3CN	(c)	241,527	0,67	7,5	CH_3OCH_3	(c)
238,976	0,32	5,0	$\text{CH}_3^{13}\text{CN}$		241,559	0,36	5,9	HDO	(a,c)
238,999	0,22	5,5	$\text{CH}_3^{13}\text{CN}$		241,586	0,32	4,9	CH_3OH	(c)
239,013	0,31	6,3	$\text{CH}_3^{13}\text{CN}$		241,615	0,36	8,7	SO_2	(c)
239,020	0,64	9,2	CH_3CN	(c)	241,623	0,36	4,6	$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(a)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
241,635	0,22	6,7	CH ₃ OCH ₃		244,830	0,29	6,0	CH ₃ CHO	(a,b,c)
241,699	6,00	6,4	CH ₃ OH	(a,c)	244,933	—	—	CS	(b,c)
241,767	6,93	8,5	CH ₃ OH	(a,c)	245,124	0,55	5,8	CH ₂ NH	(a,b,c)
241,774	1,43	4,5	HNCO	(c)	245,220	0,59	5,8	CH ₃ OH	(b,c)
241,791	7,96	7,3	CH ₃ OH	(a,c)	245,325	0,22	4,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
241,805	1,06	8,9	CH ₃ OH	(a,c)	245,561	0,29	6,6	SO ₂	(b,c)
241,812	0,74	5,6	CH ₃ OH	(a,c)	245,604	0,92	8,3	HC ₃ N	(a,b,c)
241,831	2,13	8,4	CH ₃ OH	(a,c)	245,750	0,29	5,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
241,842	2,97	6,3	CH ₃ OH	(a,c)	245,770	0,18	4,1	CH ₃ OCHO	
241,850	1,21	6,6	CH ₃ OH	(a,c)	245,882	0,36	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
241,878	4,49	6,2	CH ₃ OH	(a,c)	245,901	0,21	4,5	CH ₃ OCHO	
241,886	2,38	5,8	CH ₃ OH	(a,c)	246,058	0,36	6,1	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
241,903	6,09	6,2	CH ₃ OH	(a,c)	246,072	0,69	6,8	CH ₃ OH	(c)
241,920	0,36	5,8	C ₂ H ₅ CN	(a)	246,266	0,39	4,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
241,930	0,37	5,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	246,282	0,24	4,2	CH ₃ OCHO	
241,944	0,81	6,1	CH ₃ OCH ₃	(c)	246,292	0,40	4,7	CH ₃ OCHO	(a,c)
241,968	0,31	4,4	C ₂ H ₅ CN	(a)	246,306	0,25	4,2	CH ₃ OCHO	
242,050	0,35	5,1	C ₂ H ₅ CN	(a)	246,412	0,25	4,3	C ₂ H ₅ OH	
242,104	0,26	6,9	CH ₃ CHO	(a,c)	246,419	0,39	5,9	C ₂ H ₅ CN	(a)
242,116	0,29	6,1	CH ₃ CHO	(a,c)	246,546	0,37	5,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
242,397	0,35	5,5	CH ₂ CO	(a,c)	246,559	0,31	8,2	HC ₃ N	
242,443	0,69	7,7	CH ₃ OH	(a,c)	246,598	0,41	5,4	CH ₃ OCHO	(a,c)
242,467	0,36	5,3	C ₂ H ₅ CN	(a)	246,611	0,47	5,3	CH ₃ OCHO	(a,c)
242,488	0,37	4,7	CH ₃ OH	(c)	246,621	0,26	4,4	CH ₃ OCHO	
242,545	0,29	4,5	C ₂ H ₅ CN	(a)	246,661	0,38	6,9	³⁴ SO	(c)
242,637	0,40	7,2	HNCO	(c)	246,871	0,71	6,0	CH ₃ OH	(a,c)
242,662	0,35	4,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	246,889	0,48	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)
242,682	0,16	4,4	C ₂ H ₅ OH		246,912	0,49	5,7	CH ₃ OCHO	(a,c)
242,690	0,15	4,3	C ₂ H ₅ OH		247,041	0,50	6,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
242,869	0,48	5,0	CH ₃ OCHO	(a,c)	247,054	0,56	6,4	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
242,894	0,43	5,4	CH ₃ OCHO	(a,c)	247,159	0,73	5,6	CH ₃ OH	(a,b,c)
242,912	0,94	6,5	C ³³ S	(a,c)	247,227	1,34	6,5	CH ₃ OH	(a,b,c)
242,994	0,17	5,7	C ₂ H ₅ OH		247,263	0,25	9,1	CH ₃ OCH ₃	
243,204	0,25	4,9	C ₂ H ₅ OH		247,389	0,33	6,8	NH ₂ CHO	(a,b,c)
243,216	1,58	7,0	OCS	(c)	247,513	0,33	5,9	HCOOH	(c)
243,347	0,21	4,1	C ₂ H ₅ OH		247,608	0,76	6,1	CH ₃ OH	(a,c)
243,395	0,51	5,2	CH ₃ OH	(c)	247,654	0,48	4,6	CH ₃ OCHO	(a,c)
243,410	0,46	6,0	CH ₃ OH	(c)	247,663	0,46	5,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
243,518	0,33	8,4	NH ₂ CHO	(a,c)	247,680	0,34	4,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
243,555	0,16	6,5	C ₂ H ₅ OH		247,695	0,37	4,1	CH ₃ OCHO	(a,c)
243,641	0,32	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)	247,704	0,43	6,6	CH ₃ OCHO	(a,c)
243,737	0,39	6,7	CH ₃ OCH ₃	(c)	247,769	0,41	5,9	CH ₃ OCH ₃	(c)
243,915	5,99	6,0	CH ₃ OH	(a,c)	247,837	0,57	6,0	CH ₃ OH	(c)
244,047	3,54	5,4	H ₂ CS	(b,c)	247,899	0,52	5,3	CH ₃ OCHO	(a,c)
244,252	0,49	7,7	SO ₂	(b,c)	247,905	0,56	4,7	CH ₃ OCHO	(a,c)
244,328	0,53	6,4	CH ₃ OH	(b,c)	247,910	0,48	5,0	C ₂ H ₅ OH	(c)
244,336	0,57	6,7	CH ₃ OH	(b,c)	247,920	0,51	5,7	CH ₃ OCHO	(a,c)
244,505	0,17	5,6	CH ₃ OCH ₃		247,925	0,54	4,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
244,578	0,46	4,9	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	247,942	0,29	4,1	C ₂ H ₅ OH	
244,591	0,40	6,1	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	247,965	0,42	5,5	CH ₃ OH	(c)
244,710	0,61	5,5	CH ₂ CO	(a,b,c)	248,040	0,41	4,9	C ₂ H ₅ CN	(a)
244,788	0,28	5,9	CH ₃ CHO	(a,b,c)	248,142	0,23	5,6	C ₂ H ₅ OH	

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
248,176	0,33	4,6	U-line		250,894	0,34	5,3	C ₂ H ₅ CN	
248,280	0,84	6,9	CH ₃ OH	(a,c)	250,911	0,28	8,4	C ₂ H ₅ CN	
248,461	0,26	4,2	C ₂ H ₅ OH		250,923	1,61	6,8	CH ₃ OCH ₃	
248,575	0,29	4,1	C ₂ H ₅ OH		250,932	0,28	6,4	CH ₃ CHO	(a,c)
248,615	0,45	5,6	CH ₃ OCHO	(a,c)	250,940	0,41	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
248,631	0,41	4,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	250,949	0,20	5,2	C ₂ H ₅ CN	
248,678	0,32	7,0	CH ₃ OCHO	(c)	250,967	0,39	5,6	CH ₃ OH	(c)
248,748	0,91	8,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	250,998	0,17	4,1	C ₂ H ₅ CN	
248,778	0,44	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a)	251,035	0,44	5,9	C ₂ H ₅ CN	
248,784	0,46	5,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	251,056	0,15	4,1	C ₂ H ₅ CN	
248,866	0,39	6,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	251,094	0,24	5,6	CH ₃ CHO	(a,c)
248,883	0,89	7,0	CH ₃ OH	(a,c)	251,140	0,48	7,3	CH ₃ OCH ₃	(c)
249,028	0,46	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)	251,162	1,43	7,4	CH ₃ OH	(a)
249,045	0,49	5,5	CH ₃ OCHO	(a,c)	251,198	0,61	9,0	SO ₂	(c)
249,130	0,47	6,2	OC ³⁴ S	(c)	251,209	0,54	7,1	SO ₂	(c)
249,190	0,59	6,5	CH ₃ OH	(a,c)	251,215	0,34	4,3	C ₂ H ₅ CN	
249,323	0,42	8,2	CH ₃ CHO	(a,c)	251,262	0,43	5,3	CH ₃ OCHO	(a,c)
249,417	0,99	7,5	CH ₃ OH	(a,c)	251,283	0,43	5,5	CH ₃ OCHO	(a,c)
249,441	0,81	6,6	CH ₃ OH	(a,c)	251,299	0,33	6,2	C ₂ H ₅ OH	(c)
249,449	0,83	7,0	CH ₃ OH	(a,c)	251,313	0,25	4,1	C ₃ H ₂	(c)
249,576	0,44	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)	251,358	1,64	7,2	CH ₃ OH	(a,c)
249,589	0,43	5,1	CH ₃ OCHO	(a,c)	251,383	0,20	5,8	U-line	
249,885	0,99	6,8	CH ₃ OH	(a,c)	251,419	0,41	6,7	CH ₂ NH	(a)
249,922	0,72	6,1	CH ₃ OCH ₃	(c)	251,488	0,27	6,2	CH ₃ CHO	(a)
250,025	0,17	5,7	U-line		251,501	0,24	4,2	C ₂ H ₅ CN	(a)
250,048	0,38	5,9	¹³ CH ₃ CN		251,515	1,70	6,3	CH ₃ OH	(a,c)
250,071	0,32	5,1	¹³ CH ₃ CN		251,564	0,39	6,4	C ₂ H ₅ OH	(c)
250,086	0,39	4,9	¹³ CH ₃ CN		251,581	0,77	7,9	CH ₃ OCH ₃	(c)
250,090	0,40	5,1	¹³ CH ₃ CN		251,604	0,33	5,3	C ₂ H ₅ CN	(a)
250,123	0,23	4,7	¹³ CH ₃ OH	(c)	251,640	1,93	6,2	CH ₃ OH	(a,c)
250,146	0,23	4,8	CH ₃ ¹⁸ OH		251,666	0,34	5,3	C ₂ H ₅ CN	(a)
250,159	0,46	6,3	CH ₂ NH		251,737	2,12	6,2	CH ₃ OH	(a,c)
250,244	0,48	4,8	CH ₃ OCHO	(a,c)	251,793	0,26	5,0	¹³ CH ₃ OH	
250,256	0,48	5,5	CH ₃ OCHO	(a,c)	251,810	2,23	6,3	CH ₃ OH	(a,c)
250,261	0,23	4,7	U-line		251,824	2,04	6,8	SO	(c)
250,289	1,12	6,9	CH ₃ OH	(a,c)	251,865	2,14	6,1	CH ₃ OH	(a,c)
250,359	0,19	6,9	³⁴ SO ₂	(c)	251,890	2,33	7,5	CH ₃ OH	(a,c)
250,438	0,76	7,5	NO	(c)	251,896	1,97	5,1	CH ₃ OH	(a,c)
250,451	0,20	11,5	U-line		251,900	2,23	5,2	CH ₃ OH	(a,c)
250,489	0,30	7,0	C ₂ H ₅ OH		251,905	1,86	4,4	CH ₃ OH	(a,c)
250,505	2,45	6,7	CH ₃ OH	(c)	251,916	1,83	7,3	CH ₃ OH	(a,c)
250,557	0,18	6,0	CH ₃ CHO	(a)	251,922	1,75	5,3	CH ₃ OH	(a,c)
250,633	1,26	6,9	CH ₃ OH	(a,c)	251,983	1,53	6,4	CH ₃ OH	(a,b,c)
250,672	0,18	6,8	CH ₃ CHO	(c)	252,088	1,35	6,5	CH ₃ OH	(a,b,c)
250,678	0,17	6,0	CH ₃ CHO	(c)	252,191	0,15	6,4	C ₂ H ₅ CN	(b)
250,782	0,21	4,5	¹³ CH ₃ OH	(c)	252,251	1,21	7,0	CH ₃ OH	(a,b,c)
250,795	0,50	6,3	NO	(c)	252,363	0,33	8,4	¹³ CH ₃ OH	
250,814	0,38	6,9	NO	(c)	252,483	1,10	6,9	CH ₃ OH	(a,c)
250,827	0,18	4,3	CH ₃ CHO	(c)	252,801	0,95	7,9	CH ₃ OH	(a,c)
250,851	0,18	6,8	CH ₃ CHO	(a,c)	252,868	0,40	6,5	¹³ CH ₃ OH	(c)
250,880	0,27	5,6	C ₂ H ₅ CN		252,893	0,29	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a)
250,887	0,31	5,5	C ₂ H ₅ CN		252,950	0,47	5,7	C ₂ H ₅ OH	(c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
253,163	0,30	7,5	NH ₂ CHO	(a)	255,978	0,39	5,1	¹³ CH ₃ OH	(c)
253,204	0,26	6,3	³⁴ SO	(c)	256,026	0,88	4,5	HCS ⁺	(a,c)
253,219	0,92	6,8	CH ₃ OH	(a,c)	256,135	0,46	8,4	CH ₃ OCH ₃	(c)
253,307	0,31	4,7	¹³ CH ₃ OH	(c)	256,169	0,28	5,6	¹³ CH ₃ OH	(c)
253,569	0,99	6,7	NS	(c)	256,191	0,18	4,2	CH ₃ OCH ₃	(a,c)
253,686	0,37	6,4	¹³ CH ₃ OH	(c)	256,226	0,75	6,9	CH ₃ OH	(a,c)
253,753	0,87	6,7	CH ₃ OH	(a,c)	256,245	0,25	6,6	SO ₂	(c)
253,904	0,38	7,0	CH ₃ OCH ₃	(c)	256,257	0,32	5,6	CH ₃ CCH	(a,c)
253,968	0,91	7,2	NS	(b,c)	256,291	0,67	5,0	C ₂ H ₅ OH	(a,c)
254,014	1,74	8,4	CH ₃ OH	(c)	256,315	0,62	4,9	CH ₃ CCH	(a,c)
254,280	0,54	7,9	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	256,331	0,93	5,2	CH ₃ CCH	(a,c)
254,319	0,31	4,8	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	256,335	1,08	4,1	CH ₃ CCH	(a,c)
254,382	0,25	4,3	C ₂ H ₅ OH	(b,c)	256,349	0,36	4,7	¹³ CH ₃ OH	(c)
254,420	0,84	8,5	CH ₃ OH	(a,b,c)	256,393	0,34	4,5	C ₂ H ₅ CN	(a)
254,507	0,45	5,0	¹³ CH ₃ OH	(c)	256,445	0,16	5,5	CH ₃ OCHO	(a,c)
254,684	0,98	6,4	CH ₂ NH	(a,c)	256,584	0,25	7,4	HDCO	(a,c)
254,691	0,63	4,4	¹³ CH ₃ OH	(c)	256,669	0,36	6,9	¹³ CH ₃ OH	(c)
254,697	0,81	7,8	HC ₃ N	(a,c)	256,824	0,36	4,7	¹³ CH ₃ OH	(c)
254,741	0,23	8,7	NH ₂ CHO		256,876	0,37	6,2	³⁴ SO	(c)
254,784	0,23	6,8	NH ₂ CHO		257,047	0,37	5,7	CH ₃ OCH ₃	(c)
254,826	0,22	5,9	CH ₃ CHO	(a,c)	257,059	0,24	6,5	C ₂ H ₅ OH	(c)
254,840	0,49	6,5	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,098	0,30	7,7	SO ₂	(c)
254,848	0,24	6,1	CH ₃ CHO	(a,c)	257,110	0,25	8,8	CH ₂ NH	(a,c)
254,874	0,26	7,6	NH ₂ CHO	(a)	257,125	0,23	8,4	CH ₃ CN	(a)
254,957	0,47	5,4	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,208	0,27	5,6	CH ₃ CN	(a)
254,974	0,30	6,9	C ₂ H ₅ CN	(a)	257,224	0,38	6,4	CH ₃ OCHO	(a,c)
255,048	0,50	5,3	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,238	0,37	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a)
255,056	0,25	7,4	NH ₂ CHO	(a)	257,251	0,39	8,6	CH ₃ OCHO	(a,c)
255,068	0,33	4,6	C ₂ H ₅ CN	(a)	257,282	0,36	5,7	CH ₃ CN	(a)
255,076	0,27	7,7	NH ₂ CHO	(a)	257,295	0,18	4,9	CH ₃ OCHO	(a)
255,118	0,45	5,4	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,308	0,30	5,1	C ₂ H ₅ CN	(a)
255,170	0,41	5,4	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,346	0,57	6,1	CH ₃ CN	(a,c)
255,190	0,66	6,1	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,353	0,34	5,5	CH ₃ ¹³ CN	(a,c)
255,201	0,42	4,7	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,377	0,27	5,8	CH ₃ ¹³ CN	(a,c)
255,212	0,54	7,1	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,392	0,35	4,4	CH ₃ ¹³ CN	(a,c)
255,219	0,37	5,6	¹³ CH ₃ OH	(c)	257,400	0,82	9,0	CH ₃ CN	(a,c)
255,224	0,27	5,5	NH ₂ CHO	(a,b)	257,419	0,30	4,8	¹³ CH ₃ OH	(a,c)
255,239	0,75	6,9	CH ₃ OH	(a,b,c)	257,446	0,74	7,0	CH ₃ CN	(a,c)
255,263	0,47	5,4	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	257,481	1,10	7,6	CH ₃ CN	(a,c)
255,324	0,33	8,5	CH ₃ CHO	(b,c)	257,505	1,03	7,3	CH ₃ CN	(a,c)
255,353	0,48	5,5	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	257,522	1,30	9,6	CH ₃ CN	(a,c)
255,372	1,34	7,0	OCS	(b,c)	257,612	0,16	5,8	CH ₃ OCH ₃	(a,c)
255,384	0,27	6,1	CH ₃ CHO	(a,b,c)	257,688	0,35	4,7	CH ₃ OCHO	(a,c)
255,478	0,51	4,2	HC ¹⁸ O ⁺	(a,b,c)	257,697	0,34	4,5	CH ₃ OCHO	(a,c)
255,494	0,43	4,9	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	257,910	0,39	8,4	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
255,551	0,20	5,9	SO ₂	(b,c)	258,051	0,38	6,5	CH ₃ CN	(b)
255,698	0,37	5,4	¹³ CH ₃ OH	(b,c)	258,079	0,43	7,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
255,774	0,37	5,4	CH ₃ OCHO	(a,c)	258,087	0,40	5,1	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
255,787	0,34	4,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	258,119	0,27	8,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
255,838	0,25	5,4	CH ₂ NH	(a)	258,155	0,72	9,6	HC ¹⁵ N	(b,c)
255,870	0,27	6,4	NH ₂ CHO	(a)	258,254	1,79	7,1	SO	(b,c)
255,904	0,29	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a)	258,273	0,44	8,8	CH ₃ CN	(b)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
258,293	0,30	5,0	CH ₃ CN	(b)	260,087	0,33	5,8	¹³ CH ₃ OH	(b)
258,318	0,24	5,6	CH ₃ CN	(b)	260,105	0,18	3,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
258,347	0,16	3,7	CH ₃ NH ₂	(b)	260,119	0,16	9,4	C ₂ H ₅ OH	(b)
258,473	0,23	9,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,139	0,23	5,6	C ₂ H ₅ OH	(b)
258,481	0,32	6,0	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,189	0,69	8,0	CH ₂ CO	(b,c)
258,489	0,46	6,3	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,219	0,32	5,5	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
258,495	0,46	5,7	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,226	0,32	5,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b)
258,500	0,41	4,9	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,242	0,45	6,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
258,506	0,38	5,4	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,254	2,58	5,7	H ¹³ CO ⁺	(a,b)
258,547	0,87	6,6	CH ₃ OCH ₃	(c)	260,327	0,47	7,1	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
258,743	0,21	4,1	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,380	0,72	7,3	CH ₃ OH	(a,b,c)
258,754	0,34	4,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	260,390	0,37	4,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
258,767	0,24	4,2	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,401	0,65	8,5	CH ₃ OCH ₃	(b,c)
258,778	0,53	7,4	CH ₃ OH	(a,b,c)	260,413	0,32	5,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
258,939	0,27	8,5	SO ₂	(b,c)	260,437	0,21	6,0	C ₂ H ₅ OH	(b)
259,011	–	–	H ¹³ CN	(b,c)	260,455	0,20	3,2	C ₂ H ₅ OH	(b)
259,111	0,24	4,2	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	260,517	1,36	8,3	SiO	(c)
259,126	0,36	4,3	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	260,541	0,34	8,4	CH ₃ CHO	(a,c)
259,135	0,21	5,5	CH ₃ OCHO	(a,b,c)	260,590	0,22	8,1	C ₂ H ₅ OH	
259,230	0,31	5,9	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	260,614	0,28	4,0	CH ₃ OCH ₃	(c)
259,270	0,36	7,0	CH ₃ OH	(b,c)	260,662	0,34	4,9	C ₂ H ₅ CN	(a)
259,310	0,49	8,8	CH ₃ OCH ₃	(c)	260,676	0,29	4,0	C ₂ H ₅ CN	(a)
259,340	0,74	6,2	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,725	0,48	7,8	CH ₃ OCH ₃	(c)
259,487	0,56	13,8	CH ₃ OCH ₃	(c)	260,756	0,69	8,6	CH ₃ OCH ₃	(c)
259,497	0,45	6,4	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,794	0,22	6,1	C ₂ H ₅ OH	
259,519	0,46	6,0	CH ₃ OCHO	(a,c)	260,959	0,29	4,7	C ₂ H ₅ OH	
259,536	0,20	5,9	C ₂ H ₅ OH		260,989	0,40	5,3	OC ³⁴ S	(c)
259,578	0,33	6,2	CH ₃ OH	(c)	261,059	0,34	6,0	CH ₃ OH	(c)
259,598	0,32	6,6	CH ₃ OCHO	(c)	261,145	0,65	7,4	CH ₃ OCHO	(a,c)
259,614	0,53	7,7	CH ₃ OCH ₃	(c)	261,163	0,52	5,1	CH ₃ OCHO	(a,c)
259,626	0,33	4,8	CH ₃ OCHO	(a,c)	261,217	0,32	6,7	U-line	
259,644	0,52	5,6	CH ₃ OCHO	(a,c)	261,246	0,58	10,2	CH ₃ OCH ₃	(c)
259,650	0,37	4,4	CH ₃ OCHO	(a,c)	261,263	0,69	5,4	HN ¹³ C	(a,c)
259,687	0,34	4,8	CH ₃ OCH ₃	(c)	261,283	0,26	5,5	C ₂ H ₅ OH	(c)
259,695	0,20	4,1	C ₂ H ₅ OH		261,325	0,46	6,7	NH ₂ CHO	(a,c)
259,729	0,42	6,3	CH ₃ OCH ₃	(c)	261,433	0,53	6,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
259,752	0,21	9,9	C ₂ H ₅ OH		261,561	0,91	7,6	CH ₃ OCH ₃	(c)
259,812	0,22	5,2	C ₂ H ₅ OH		261,584	0,44	12,5	CH ₃ OCH ₃	(c)
259,840	0,35	5,2	C ₂ H ₅ CN		261,622	0,28	6,0	U-line	
259,845	0,32	5,1	C ₂ H ₅ CN		261,632	0,46	7,0	U-line	
259,850	0,33	3,9	C ₂ H ₅ OH		261,656	0,36	9,4	U-line	
259,860	0,35	6,3	C ₂ H ₅ CN	(a)	261,673	0,68	6,6	U-line	
259,867	0,27	5,6	C ₂ H ₅ CN		261,699	0,70	10,3	CH ₃ OH	(c)
259,875	0,17	6,5	NH ₂ CHO		261,713	0,34	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)
259,882	0,27	4,4	C ₂ H ₅ OH		261,724	0,27	5,6	CH ₃ OCHO	
259,903	0,21	8,1	C ₂ H ₅ CN		261,744	0,35	4,4	CH ₃ OCHO	(a,c)
259,914	0,40	7,0	CH ₃ OCHO	(a)	261,764	0,39	7,2	CH ₃ OCHO	
259,983	0,60	7,4	CH ₃ OCH ₃		261,804	2,64	7,5	CH ₃ OH	(a,c)
260,002	0,38	5,7	CH ₃ OCH ₃	(b)	261,842	3,02	7,1	SO	(c)
260,011	0,29	5,6	C ₂ H ₅ OH	(b)	261,896	0,52	9,7	CH ₃ OCH ₃	(c)
260,023	0,35	6,2	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	261,954	0,48	8,7	CH ₃ OCH ₃	(c)
260,044	0,18	3,6	C ₂ H ₅ OH	(b)	262,004	2,15	7,2	CCH	(a,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note	Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
262,065	1,77	6,8	CCH	(a,c)	264,745	0,37	6,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
262,151	0,34	4,8	C ₂ H ₅ OH	(c)	264,795	0,28	5,8	¹³ CH ₃ OH	
262,181	0,31	4,2	C ₂ H ₅ CN	(a)	264,807	0,29	6,3	CH ₃ OCH ₃	
262,208	0,21	3,9	CCH	(c)	264,815	0,18	7,4	HC ₃ N	
262,221	0,60	5,9	CH ₃ OH	(c)	264,851	0,17	4,3	CH ₃ OCHO	
262,254	0,28	9,5	SO ₂	(c)	264,909	0,23	10,7	C ₂ H ₅ OH	
262,310	0,47	11,0	CH ₃ OCH ₃	(c)	265,000	0,40	4,6	CH ₃ OCHO	(a)
262,323	0,38	4,8	CH ₃ OCHO	(a,c)	265,022	0,36	5,5	CH ₃ OCHO	(a,c)
262,338	0,36	4,2	CH ₃ OCHO	(a,c)	265,093	0,57	5,9	CH ₂ CO	(c)
262,391	0,54	7,1	CH ₃ OCH ₃	(c)	265,150	0,70	7,0	CH ₃ OCH ₃	(c)
262,546	0,31	5,5	CH ₂ CO	(c)	265,222	0,65	6,9	CH ₃ OH	(c)
262,595	0,43	6,2	CH ₂ CO	(c)	265,232	0,39	8,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
262,623	0,40	7,2	CH ₃ OCH ₃		265,288	1,80	6,1	CH ₃ OH	(c)
262,666	0,24	9,2	CH ₃ ¹⁸ OH		265,408	0,18	4,6	CH ₃ OCHO	
262,760	0,35	8,7	HNCO		265,490	0,20	5,7	C ₂ H ₅ OH	
262,769	0,74	9,9	CH ₃ OCH ₃	(c)	265,506	0,16	4,7	U-line	
262,887	0,39	7,2	CH ₃ OCH ₃	(c)	265,693	0,32	6,5	C ₂ H ₅ CN	(a)
262,894	0,40	5,5	CH ₃ OCH ₃	(c)	265,749	0,38	6,0	C ₂ H ₅ CN	(a)
262,911	0,26	4,8	CH ₃ ¹⁸ OH		265,850	0,45	7,7	U-line	
262,959	0,34	8,3	CH ₃ CHO	(a,c)	265,879	–	–	HCN	(c)
262,986	0,27	6,4	CH ₃ ¹⁸ OH		265,981	0,27	4,9	H ₂ C ³⁴ S	(c)
263,001	0,26	6,9	CH ₃ CHO	(a)	266,020	0,24	5,7	C ₂ H ₅ OH	
263,040	0,38	6,6	CH ₃ OCH ₃	(c)	266,158	0,33	6,0	HDO	(c)
263,047	0,53	4,9	CH ₃ OCH ₃	(c)	266,268	0,59	5,8	CH ₂ NH	(a,c)
263,071	0,20	4,2	CH ₃ ¹⁸ OH		266,414	0,16	10,3	CH ₃ OCH ₃	
263,111	0,72	7,1	¹³ CH ₃ OH	(c)	266,666	0,29	4,8	O ¹³ CS	(b)
263,247	0,24	5,4	CH ₃ OCH ₃	(b)	266,674	0,16	5,0	CH ₃ ¹⁸ OH	
263,254	0,44	5,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	266,701	0,45	5,4	CH ₃ OH	(b,c)
263,278	0,39	8,2	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	266,817	0,42	4,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
263,288	0,41	8,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	266,832	0,56	6,6	CH ₃ OCHO	(a,b,c)
263,403	0,54	7,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	266,837	5,75	5,8	CH ₃ OH	(b)
263,410	0,39	7,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	266,869	0,31	4,6	CH ₃ OH	(b,c)
263,418	0,32	8,0	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	267,060	0,33	6,6	NH ₂ CHO	(a,b)
263,470	0,21	3,9	C ₂ H ₅ OH		267,166	0,18	4,2	CH ₃ OCH ₃	(b)
263,512	0,73	11,8	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	267,180	0,16	4,5	U-line	
263,540	0,38	7,8	NH ₂ CHO	(a,b)	267,196	0,39	6,9	U-line	
263,581	0,68	10,9	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	267,292	0,28	4,5	C ₂ H ₅ OH	(c)
263,628	0,56	9,6	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	267,310	0,37	6,2	C ₂ H ₅ OH	
263,656	0,39	9,5	CH ₃ OCH ₃	(b,c)	267,402	1,63	6,8	CH ₃ OH	(a,c)
263,671	0,29	7,3	HNCO	(b)	267,528	1,45	7,5	OCS	(c)
263,747	1,05	6,4	HNCO	(b,c)	267,561	–	–	HCO ⁺	(c)
263,790	0,98	8,1	HC ₃ N	(a,b,c)	267,902	0,33	5,1	¹³ CH ₃ CN	
263,808	0,31	7,4	C ₂ H ₅ CN	(a,b)	267,927	0,25	7,1	¹³ CH ₃ CN	
264,016	0,20	7,6	U-line		267,947	0,33	6,7	¹³ CH ₃ CN	
264,171	0,31	7,6	U-line		268,000	0,29	4,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
264,193	0,25	5,8	C ₂ H ₅ OH		268,240	0,19	6,5	HCOOH	
264,267	0,39	5,0	CH ₃ CHO	(a)	268,264	0,16	6,2	CH ₃ OCH ₃	
264,322	0,54	7,8	CH ₃ OH	(c)	268,303	0,52	8,3	CH ₃ OCHO	
264,437	0,18	9,6	HC ₃ N		268,314	0,37	4,2	CH ₃ OCHO	(a,c)
264,659	0,38	5,2	C ₂ H ₅ OH	(c)	268,343	0,20	3,4	CH ₃ OH	
264,673	0,25	4,9	C ₂ H ₅ OH		268,549	0,49	5,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
264,691	0,43	7,9	HNCO	(c)	268,558	0,39	6,0	CH ₃ OCHO	(a,c)

Freq (GHz)	T_{mb} (K)	FWHM (km/s)	Molécule	Note
268,590	0,25	5,0	CH ₃ OCHO	
268,633	0,50	5,3	¹³ CH ₃ OH	(c)
268,697	0,17	3,9	CH ₃ OCHO	
268,741	0,64	7,7	¹³ CH ₃ OH	(c)
268,801	0,35	5,9	C ₂ H ₅ CN	(a)
268,825	0,35	8,8	C ₂ H ₅ CN	
268,889	0,34	4,2	C ₂ H ₅ CN	(a)
268,922	0,22	4,5	U-line	
269,012	0,38	5,2	C ₂ H ₅ CN	(a)
269,075	0,40	8,0	CH ₃ OCHO	(a,c)
269,082	0,58	5,2	CH ₃ OCHO	(a,c)
269,088	0,42	5,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
269,152	0,23	4,0	CH ₃ OCHO	
269,232	0,28	4,6	C ₂ H ₅ CN	(a)
269,242	0,24	6,8	C ₂ H ₅ CN	(a)
269,372	0,36	5,5	CH ₃ OH	(c)
269,570	0,26	4,4	C ₂ H ₅ CN	(a)
269,606	0,86	6,0	CH ₃ OCH ₃	
269,648	0,27	4,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
269,762	0,27	5,7	C ₂ H ₅ CN	(a)
269,782	0,21	6,6	CH ₃ OCHO	
269,906	0,27	4,7	¹³ CH ₃ OH	
269,931	0,74	5,8	CH ₃ OCHO	(a,c)
269,949	0,22	5,7	CH ₃ CHO	(a,c)
270,084	0,23	6,0	CH ₃ OCH ₃	
270,171	0,44	5,1	CH ₃ OCHO	(a,c)
270,181	0,35	9,7	CH ₃ OCHO	(a,c)
270,212	0,21	6,9	CH ₃ CHO	(a)
270,252	0,24	5,3	CH ₃ OCHO	(c)
270,271	0,27	6,6	CH ₃ CHO	(a,c)
270,359	0,21	3,5	CH ₃ OCHO	(c)
270,413	0,19	4,6	CH ₃ CHO	(a,c)
270,442	0,32	6,3	C ₂ H ₅ OH	(c)
270,449	0,31	6,7	C ₂ H ₅ OH	(c)
270,499	0,31	5,4	CH ₃ OCHO	(a)
270,520	2,87	5,2	H ₂ CS	(c)
270,617	0,18	5,3	CH ₃ OCH ₃	
270,680	0,30	6,9	CH ₃ OCHO	(a)
270,701	0,15	4,8	CH ₃ OCHO	
270,783	0,22	5,2	¹⁵ NNH ⁺	
270,913	0,20	4,9	CH ₃ OCHO	(a)
270,920	0,30	5,2	CH ₃ OCHO	(a)
270,937	0,20	4,8	CH ₃ OCHO	(a)
270,962	0,17	5,9	CH ₃ CHO	(a,c)
271,067	0,17	4,6	CH ₃ CHO	(a,c)
271,220	0,17	5,6	CH ₃ OH	
271,226	0,25	5,3	CH ₃ OCHO	(a)
271,237	0,29	5,1	CH ₃ OCHO	(a)

Notes : Sélection de raies détectées à 3σ (150 mK), avec $v_{\text{lsr}} = 98 \text{ km s}^{-1}$. La dernière colonne indique comment une molécule est identifiée. ^(a) accord entre la raie observée et le spectre synthétique obtenu à partir de diagrammes de rotation. ^(b) comparaison avec les analyses de [Belloche et al. \[2013\]](#). ^(c) travaux de thèse de Sarah Fechtenbaum sur W43-MM1.

TABLE B.3 – Raies à 1 mm.

Espèces détectées dans W43-MM1 ^{M19} et dans Sgr B2 ^{B13}			
C ₂ H ₃ CN	CH ₃ OH	H ₂ ³⁴ S	HSCN
C ₂ H ₅ CN	¹³ CH ₃ OH	H ₂ ³³ S	N ₂ H ⁺
C ₂ H ₅ OH	CH ₃ ¹⁸ OH	HC ₃ N ^b	¹⁵ NNH ⁺
C ₂ H ₄ O	CH ₃ SH	H ¹³ CCCN	NH ₂ CN
C ₃ H ₂	CN	HC ¹³ CCN	NH ₂ D
CCH	¹³ CN	HCC ¹³ CN	NS
¹³ CCH	C ¹⁵ N	HC ₅ N	OCS
C ¹³ CH	CO	HCN	O ¹³ CS
CCS	¹³ CO	H ¹³ CN	OC ³⁴ S
CH ₂ NH	C ¹⁸ O	HC ¹⁵ N	OC ³³ S
<i>a</i> -(CH ₂ OH) ₂	C ¹⁷ O	DCN	¹⁸ OCS
CH ₂ (OH)CHO	¹³ C ¹⁸ O	NH ₂ CHO ^c	PN
CH ₃ C ₃ N	¹³ C ¹⁷ O	HCO ⁺	SiO
CH ₃ CCH	CS	H ¹³ CO ⁺	²⁹ SiO
CH ₃ C ¹³ CH	¹³ CS	HC ¹⁸ O ⁺	³⁰ SiO
CH ₃ ¹³ CCH	C ³⁴ S	HC ¹⁷ O ⁺	SO ₂
¹³ CH ₃ CCH	C ³³ S	HCS ⁺	³⁴ SO ₂
CH ₃ COCH ₃	¹³ C ³⁴ S	HDO	SO
CH ₃ CHO	CH ₂ CO	HNC	³⁴ SO
CH ₃ CN ^a	H ₂ CO	HN ¹³ C	S ¹⁸ O
¹³ CH ₃ CN	H ₂ ¹³ CO	H ¹⁵ NC	HCOOH
CH ₃ ¹³ CN	H ₂ CS	HNCO	
CH ₃ NH ₂	H ₂ ¹³ CS	HNCS	
CH ₃ OCH ₃	H ₂ C ³⁴ S	HOCN	
CH ₃ OCHO	H ₂ S	HOCO ⁺	
Espèces détectées dans W43-MM1 ^{M19}			
C ₃ H	CH ₂ DOH	HDCO	NS ⁺
C ₄ H	CH ₃ NCO	HDCS	SiS
CCD	HCO	DC ₃ N	H (r. recomb.)
CH ₂ DCN	DCO ⁺	N ³⁴ S	PO (à conf.)

Notes : (^{M19}) Cette étude (^{B13}) Belloche et al. [2013]. Certaines molécules sont aussi détectées dans des états vibrationnels excités (^a) $v_8 = 7$, (^b) $v_7 = 1$ et $v_7 = 2$, (^c) $v_{12} = 1$. H est détecté par les raies de recombinaison (H α) et la détection de PO reste à confirmer.

TABLE B.4 – Liste des espèces détectées dans W43-MM1 avec le 30m.

Annexe C

Propositions d'observations

C.1 Molécules complexes dans de jeunes coeurs chauds : W43-MM1 et DR21-OH

Proposition d'observations avec le 30m de l'IRAM,
sous le code de projet 019-17 (*Accepté*).

J'ai participé en tant que co-investigateur.

Les observations ont été effectués du 26 au 30 mai 2017.

C.2 ALMA-IMF : ALMA transforme notre regard sur l'origine des masses stellaires

Proposition d'observations avec ALMA (Cycle 5),
sous le code de projet 2017.1.01355.L (*Accepté*).

J'ai participé en tant que co-investigateur.

Les observations ont été effectuées d'octobre 2017 à septembre 2018.

C.3 A la recherche de coeurs préstellaires massifs dans une pouponnière exceptionnelle

Proposition d'observations avec ALMA (Cycle 7),
sous le code de projet 2019.1.00502.S (*Accepté, grade C*).

J'ai participé en tant que co-investigateur.

Les observations sont en file d'attente.

C.4 Première détection d'un coeur préstellaire massif

Proposition d'observations avec ALMA (Cycle 7),
sous le code de projet 2019.1.01481.S (*Décliné*).

J'ai participé en tant qu'investigateur principal.

IRAM

300, rue de la Piscine
 38406 Saint-Martin-d'Hères (France)
 Fax: (33/0) 476 42 54 69

Registration n°: **P311522**Date: **16-MAR-2017****PROPOSAL FOR THE 30M TELESCOPE**

Title: Complex molecules in young hot cores: W43-MM1 and DR21-OH

PIs: Sylvain Bontemps (FR)

CoIs: Nathalie Brouillet (FR), Frederique Motte (FR), Jordan Molet (FR), Thomas Nony (FR), Arnaud Belloche (DE), Valentine Wakelam (FR), Didier Despois (FR)

Proposal category: Standard

Scientific category: High-mass star formation, Astrochemistry

Total requested time: 27.2 (Emir)

Abstract:

We propose to finalize a spectral line survey of W43-MM1 and DR21-OH with the IRAM 30m/EMIR to investigate the formation and early evolution of hot cores in the context of probing the process at the origin of complex molecules in hot cores. Such young massive objects are great targets to investigate warm grain chemistry and have been missed so far for unbiased spectral surveys (in ASAI for instance). They will complement deep and extensive work done towards SgrB2 with ALMA (Belloche et al.) and an ALMA project dedicated to W43-MM1 region (Motte et al.).

Continuation: 149-13

Proposal history:

We obtained between 2012 and 2014 with the IRAM 30m (proposals 013-12, 132-12, et 149-13) an unbiased spectral survey of the massive class 0 like high-mass protostar CygX-N63 (Fechtenbaum et al. 2015, and 2017). As part of this project, we collected some parts of the millimeter spectrum of the reference source DR21-OH (for calibration reason, DR21-OH is a line calibration source) and of W43-MM1 (one of the most extreme IR-quiet massive clump of the Galaxy) during the 2h of Cygnus X transits above 80deg which were lost for CygX-N63 observations. In the meantime, our group obtained ALMA observations of W43-MM1 (Motte et al.) with 8 spectral windows around 230 GHz observed at high spatial resolution. We here propose to complete the spectral surveys for these two sources (mostly W43-MM1).

Sources:

Id	Epoch	RA	DEC	Vlsr (km/s)
W43-MM1	J2000	18:47:47.000	-01:54:27.000	85.0
DR21-OH	J2000	20:39:00.800	02:22:48.000	-4.0

Emir technical sheet:

Time: 27.20

Frontend/Backend setups:

Setup	Band	Species/Transition	Frequency	Receiver band	T _A *	Rms	ΔV	Backends
1	E0 (3mm)	E094	94.08	unspecified	50.0	10.0	2.0	FTS200
2	E0 (3mm)	E098	97.97	unspecified	50.0	10.0	2.0	FTS200
3	E0 (3mm)	E102	101.86	unspecified	50.0	10.0	2.0	FTS200
4	E0 (3mm)	E106	105.75	unspecified	50.0	10.0	2.0	FTS200
5	E1 (2mm)	E140	139.73	unspecified	50.0	14.0	2.0	FTS200
6	E1 (2mm)	E144	143.62	unspecified	50.0	14.0	2.0	FTS200
7	E1 (2mm)	E148	147.51	unspecified	50.0	14.0	2.0	FTS200
8	E1 (2mm)	E151	151.4	unspecified	50.0	14.0	2.0	FTS200
9	E2 (1.3mm)	E213	212.73	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200
10	E2 (1.3mm)	E217	216.62	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200
11	E2 (1.3mm)	E221	220.51	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200
12	E2 (1.3mm)	E224	224.4	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200
13	E2 (1.3mm)	E244	243.85	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200
14	E2 (1.3mm)	E248	247.74	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200
15	E2 (1.3mm)	E252	251.63	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200
16	E2 (1.3mm)	E256	255.52	unspecified	100.0	28.0	2.0	FTS200

Observing parameters:

Setup	Observing mode	Size X	Size Y	Switch mode	PWV	Time	Repetition	Remark
1	Track			WSw	7	1.4	1	
2	Track			WSw	7	1.5	1	
3	Track			WSw	7	1.6	1	
4	Track			WSw	7	1.7	1	
5	Track			WSw	7	1.4	1	
6	Track			WSw	7	1.5	1	
7	Track			WSw	7	1.6	1	
8	Track			WSw	7	1.7	1	
9	Track			WSw	4	0.7	1	
10	Track			WSw	4	0.7	1	
11	Track			WSw	4	0.7	1	
12	Track			WSw	4	0.8	1	
13	Track			WSw	4	0.9	1	
14	Track			WSw	4	1.0	1	
15	Track			WSw	4	1.0	1	
16	Track			WSw	4	1.0	1	

Number of receiver tunings: 16

PI note:

The project is part of the PhD work of Jordan Molet supervised by Nathalie Brouillet and Didier Despois.

BLANK PAGE

Complex molecules in young hot cores: W43-MM1 and DR21-OH

P.I.: Sylvain Bontemps

1. Scientific context: Origin of complex molecules

To which extent complex **organic molecules** (COMs) are already **formed in the interstellar medium** (ISM) prior to planet formation is an open and fundamental issue. The most complex molecules known in the ISM are found towards developed hot cores such as SgrB2 (Belloche et al. 2014, Science 345, 1584). Hot cores are inner regions of collapsing envelopes of high-mass protostars, heated above 100 K by the strong radiation of the protostar. Astro-chemistry of developed hot cores is dominated by species resulting from complete ice desorption above 100 K. The youngest high-mass protostars contain **hot core in formation** which could probe the early phases of the hot core chemistry before the overwhelming effect from warm gas chemistry after full ice desorption. Ideally one would require to probe **abundances of key molecules** for several high-mass protostars at **different evolutionary stages**. This is the goal of the present proposal to get a full picture of the chemistry of two young hot core sources in addition to the already obtained CygX-N63.

2. Results and lessons from the unbiased spectral survey of CygX-N63

Astrochemistry during star formation is complex. It involves low temperature gas phase reactions, chemistry at the surface of grains and ices, thermal and non thermal adsorption and desorption processes. This is particularly complicated for complex molecules for which the formation routes are highly debated (between gas phase and grain surfaces) and which may form and desorb from grains in a non thermal way at early times in cold gas (Cernicharo et al. 2012, ApJ 759, L43; Bacmann et al. 2012, A&A 541, L12; Garrod et al. 2007, A&A 467, 1103; Arce et al. 2008, ApJ 681, L21; Oberg et al. 2009, A&A 494, L13; Csengeri et al. 2011, ApJ 740, L5).

2.1 - The early warm grain chemistry

By studying the young IR-quiet (class 0 like) high-mass protostar CygX-N63, we found out that such young massive objects are great targets to progress on complex molecule origin. Our unbiased survey recently obtained with the IRAM 30m/EMIR revealed that a significant fraction of the COMs emission from this object originates from species in the warm intermediate temperature (30 to 100 K) layer (see Fig. 2-left) above the growing inner hot core (Fechtenbaum et al. 2017, A&A submitted, see <http://www.obs.u-bordeaux1.fr/radio/SBontemps/ftp/N63-Fechtenbaum-submit.pdf>). It is in line with our understanding of the physical structure of the collapsing envelope which is believed to contain of the order of $20 M_{\odot}$ of material at such intermediate temperatures. The obtained abundances of COMs are found to be compatible (see Fig. 2-right) with what is predicted by the **warm chemistry** on grain surfaces when **radical mobility** (CH_2 , CHO , CH_3O , NH_2) is increased, opening new chemical paths beyond the cold grain chemistry which is mostly limited to hydrogenation of H, O, C, N, CO and CN (forming H_2 , H_2O , CH_4 , NH_3 , CH_3OH , and CH_3CN) (e.g. Garrod et al. 2013, ApJ 765, 60). Our first results on this early chemical evolution of a young hot core even suggests that a large fraction of second generation COMs (from radical mobility such as the most abundant CH_3OCHO , CH_3OCH_3) are formed at these early time of hot core formation, most probably in the intermediate temperature regions above the hot core (see Fig. 2-right).

2.2 - Young hot cores still contain pristine cold dense gas

In addition our unbiased spectral line survey of CygX-N63 points to a significant emission from molecules from the collapsing envelope at low temperatures (between 15 and 30 K). The composition of this gas is found similar (but not identical; see Fig. 2-middle) to "classical" dark clouds (TMC1, L134 for instance). The chemistry in this gas is found out of equilibrium and is therefore still providing information on the **pre-collapse initial conditions** of high-mass star formation (thanks to modeling; Fig. 2-middle).

2.3 - The absolute need for unbiased spectral surveys

Beyond first detections of rare species, astrochemistry requires precise derivation of abundances in the different layers (with different physical properties) to further understand the chemical paths and chemical evolution. We clearly recognize from the study of CygX-N63 that full spectral coverages including 3, 2 and 1mm bands are necessary to get the required full picture. It is only by observing **hundreds of transitions** that clear **statistical trends** can appear such as the nice and systematic separation into only three groups in the linewidth, T_{ex} and rest velocities observed for CygX-N63 (see Fig. 2-left). These three groups correspond to 3 different regions in the envelope: the cold envelope, the hot core and the warm envelope. One needs to observe at least 10 transitions per species to be able to recognize the origin of each species. Also the full coverage allows for systematic reports of the dominant species for each main families of molecules (carbon,

oxygen, nitrogen, sulfur bearing species)(see Fig. 1-bottom). Finally full spectral coverage allows for solving the opacities problems by systematically accessing both main and secondary isotopologues. If a line is optically thick, there will almost always be then a detectable same line of a less abundant isotopologue which would be more optically thin.

3. Proposed obs.: complete W43-MM1/DR21OH surveys to be compared with CygX-N63

We propose here to finalize the partial spectral survey of W43-MM1 (and for a small part of DR21-OH) to enrich the evolutionary scheme of young hot cores, and to approach the case of SgrB2-like objects in their earliest phases of formation. They are both young hot cores (one is IR-quiet and the other one is IR-bright, slightly more evolved; see Fig. 2-middle). Such young hot cores have been overlooked by previous spectral surveys (such as the ASAI IRAM large program) and need a special attention for the warm grain chemistry and to probe initial conditions of high mass star formation.

3.1- W43-MM1 - an extreme young high-mass protostar with a 200 M_{\odot} collapsing envelope

W43-MM1 was discovered by Motte et al. (2003, ApJ 582, 277) in the W43 region situated at 5.5 kpc. Recent ALMA observations (Cortes et al. 2016, ApJ 825, L15; and Motte et al. in prep) show that the very massive clump of more than 2000 M_{\odot} hosts at small scale (2000 AU) a still very massive collapsing core of more than 200 M_{\odot} . Magnetic field configuration demonstrates that it is dominated by collapse. On the other hand it is very weak in infrared emission (see Motte et al. 2003; Bally et al. 2010, A&A 518, L90) which indicates it is still IR-quiet and very young. It is probably the **most massive cold core** known so far in the whole Galaxy. Molecular emission shows that it has already a hot core. It could be an extremely young protostellar object forming a very massive star, perhaps of the order of 100 M_{\odot} . W43-MM1 is seen as a possible direct precursor of a SgrB2 like region. We have obtained deep and high resolution ALMA data covering small spectral windows at 230 GHz which will help us to constrain the location of emission of molecular emissions in the IRAM 30m beam.

3.2- DR21(OH) - a young high-mass protostar with a hot core and hyper compact HII regions

DR21-OH is a well-known object in the Cygnus X region (1.4 kpc, Rygl et al. 2012, A&A 539, 79). It hosts a clear hot core and a double hyper compact HII region indicating the inner protostar is actually a binary (separation of ~ 500 AU) both component being already ionising (above 8 M_{\odot}) (Araya et al. 2009, ApJ 698, 1321)¹. In contrast to CygX-N63 it is already bright in the infrared and is therefore a more evolved, IR-bright high-mass protostar (Fig. 2-middle).

3.3- Evolution towards fully developed hot core

Such as in Fechtenbaum et al. (2017) we will compare both new sources (W43-MM1 and DR21-OH) also with dark clouds and the well developed hot core G34 to study the evolutionary effects during the growing phase of a hot core (see Fig. 1-bottom and 2-middle and right).

4. Technical details

We propose to observe 136 GHz in the 3, 2 and 1mm bands of the IRAM 30m telescope using EMIR towards W43-MM1 and DR21-OH in the FTS200 mode (linewidths are always larger than 1.5 km/s). From our experience of CygX-N63 observations and to optimize the telescope time we will cover the bands using groups of 4 settings with a shift of half of the 3.89 GHz width of the side bands. This provides an homogeneous coverage with a redundancy of two. The requested rms does not need to be as high as for CygX-N63 since the lines are clearly brighter for W43-MM1 (see Fig. 1-top left). We estimate that a rms 2 times larger than in CygX-N63 will be enough to have a reliable comparison between the two surveys. The rms goals are thus of 7, 12, and 20 mK at 3, 2, and 1mm (in 200 kHz). Since there is a redundancy of a factor of 2, the time estimates for each settings is calculated for rms multiplied by $\sqrt{2}$, i.e. equal to 10, 17 and 28 mK at 3, 2, and 1mm. In order to eliminate ghosts from bright lines in the rejected sideband, we will observe each frequency as pairs of settings shifted by 20 MHz (the tuning does not need to be redone).

To obtain good baselines we will observe in wobbler switching mode. Using the time estimator for a 45 deg elevation average (7mm) for 3 and 2mm settings and good (4mm) summer conditions (obtainable in fall in the pool) for 1mm settings, we need 27.2 hrs in total (tunings included).

We estimate that 1/4 of the observations for W43-MM1 have already been obtained as part of CygX-N63 observations between 2012 and 2014 while most of the coverage and rms for DR21-OH is obtained. We therefore consider that the time saved for W43-MM1 will be used to complement the parts of the DR21-OH spectra which require more integration to get a good homogeneous rms.

¹note that these authors interpret their VLA detections as shock ionised gas, but it might be optically thick HII regions instead

1 Supporting material

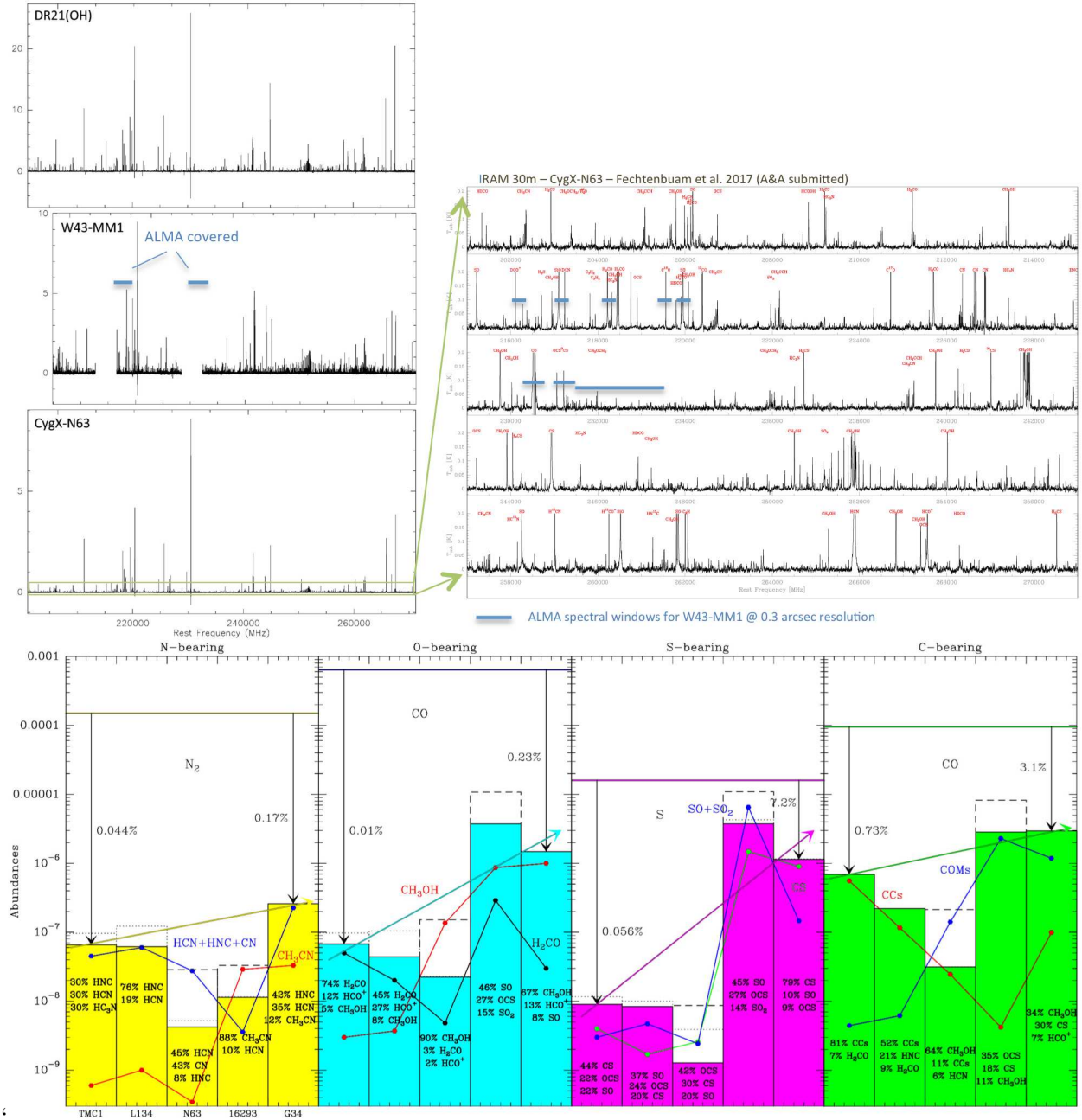


Figure 1: **Top-left:** DR21(OH), W43-MM1 and CygX-N63 spectra (1mm band) with the IRAM 30m. One sees that the spectra are similar but that the hot core increases in importance from CygX-N63, DR21(OH) and W43-MM1. W43-MM1 requires new observations to complete the survey. The coverage of DR21(OH) is more complete and only a few settings are required to reach an acceptable rms to detect weak lines. **Top-right:** Zoom on the 70 GHz spectra at 1mm for CygX-N63. **Bottom:** Global evolution of main species during the high-mass star formation and hot core development (Figure from Fechtenbaum et al. 2017). We can clearly see the increase of O- and S-bearing species from dark clouds (TMC1/L134) to hot cores (G34), and the conversion from carbon chains (CCs) to COMs (C-bearing panel).

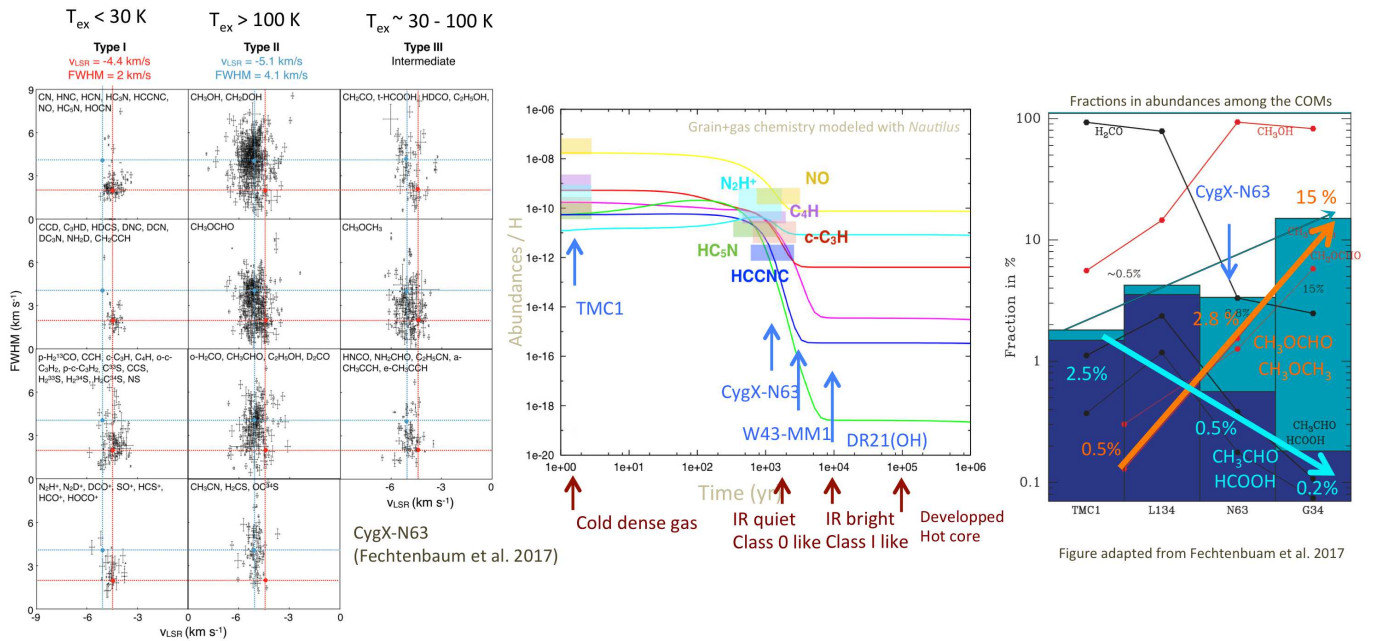


Figure 2: **Left:** Distribution of linewidths and rest velocities for lines detected towards CygX-N63. They have a systematic behavior with 2 groupings (Type I and II) and a group of intermediate cases (Type III) which also correspond to species with different excitation temperature (T_{ex}). **Middle:** Modeling of abundances of cold gas species in the envelope of CygX-N63 during the collapse using the Bordeaux chemical code *Nautilus*. Good agreement is obtained for a chemical age of ~ 1000 yr compatible with the IR-quiet (class 0 like) status of CygX-N63. The chemistry in this source is out of equilibrium and the abundances are expected to change very fast (for slightly more evolved sources). DR21(OH) is IR-bright and is more evolved while W43-MM1 is young (IR-quiet) and much more massive. **Right:** Evolution of the fractions among COMs from cold dense gas (TMC1 and L134) to developed hot core (G34). We see the strong increase of 2nd generation COMs (orange arrow; CH₃OCH₃ and CH₃OCHO) while products of hydrogenation of CO (1st generation) decrease (blue arrow).


ALMA-IMF: ALMA transforms our view of the origin of stellar masses
2017.1.01355.L
ABSTRACT

Studying massive protoclusters is an absolute requirement for investigating the origin of the IMF in the typical, yet extreme environments where massive stars are born.

Recent ALMA imaging of a young massive protocluster revealed the first definitive case of a core mass function (CMF) whose shape is different from the IMF. In contrast, the CMF shape in more evolved but still embedded massive clusters more closely resembles the IMF. This raises the intriguing possibility of CMF evolution with time. We aim to determine when and by which physical processes the CMF of massive protoclusters is reconciled with the canonical IMF.

We propose to investigate the CMF evolution of massive protoclusters with the 15 most massive pc² clouds at $d < 6$ kpc. We will focus on 1) investigating the distribution of 0.5-200 Msun cores at 1-mm and 3-mm at the 2000-AU core size; 2) characterizing the core mass evolution through gas inflows toward individual cores and gas outflows driven by protostars; and 3) compare massive protocluster CMFs to the IMF and determine which variables (such as inflows, outflows, or forming filaments) might be correlated with CMF evolution toward the IMF shape.

PI NAME:	Frederique Motte			SCIENCE CATEGORY:	ISM, star formation and astrochemistry
PI E-MAIL:	frederique.motte@univ-grenoble-alpes.fr			PI INSTITUTE:	IPAG, Institut de Planetologie et d'Astrophysique de Grenoble
ESTIMATED 12M TIME:	63.5 h	ESTIMATED ACA TIME:	296.8 h	ESTIMATED NON-STANDARD MODE TIME (12-M):	0.0 h
CO-PI NAME(S): (Large & VLBI Proposals only)	Adam Ginsburg; Patricio Sanhueza; Fabien Louvet				
CO-INVESTIGATOR NAME(S):	Sylvain Bontemps; Timea Csengeri; Fabrice Herpin; Jordan Molet; Andres Ernesto Guzman; John Bally; Cara Battersby; Brian Svoboda; James Di Francesco; Roberto Galvan-Madrid; Leonardo Bronfman; Quang Nguyen Luong; Fumitaka Nakamura; Thomas Nony; Ana López-Sepulcre; Bilal Ladjelate; Kenneth Marsh; Antoine Gusdorf; Patrick Hennebelle; Jonathan Braine; Satoshi Ohashi; Ken'ichi Tatematsu; Takeshi Sakai; Xing Lu; Vivien Chen; Nicolas Reyes; Ricardo Finger; Karl Menten; Erik Rosolowsky; Gilberto Gomez				
DUPLICATE OBSERVATION JUSTIFICATION:					

REPRESENTATIVE SCIENCE GOALS (UP TO FIRST 30)

SCIENCE GOAL	POSITION	BAND	ANG.RES.(")	LAS.(")	ACA?	NON-STANDARD MODE
W51-E_3mm	ICRS 19:23:44.1800, 14:30:29.500	3	0.370	80.000	Y	N
W43-MM2_1mm	ICRS 18:47:36.6100, -02:00:51.100	6	0.370	40.000	Y	N
W43-MM2_3mm	ICRS 18:47:36.6100, -02:00:51.100	3	0.370	80.000	Y	N
W43-MM3_1mm	ICRS 18:47:41.4600, -02:00:27.600	6	0.370	40.000	Y	N
W43-MM3_3mm	ICRS 18:47:41.4600, -02:00:27.600	3	0.370	80.000	Y	N
G337.92_1mm	ICRS 16:41:10.6200, -47:08:02.900	6	0.510	40.000	Y	N
G337.92_3mm	ICRS 16:41:10.6200, -47:08:02.900	3	0.510	80.000	Y	N
G338.93_1mm	ICRS 16:40:34.4200, -45:41:40.600	6	0.510	40.000	Y	N
G338.93_3mm	ICRS 16:40:34.4200, -45:41:40.600	3	0.510	80.000	Y	N
G328.25_1mm	ICRS 15:57:59.6800, -53:58:00.200	6	0.670	40.000	Y	N
G328.25_3mm	ICRS 15:57:59.6800, -53:58:00.200	3	0.670	80.000	Y	N
G327.29_1mm	ICRS 15:53:08.6200, -54:35:30.800	6	0.670	70.000	Y	N
G327.29_3mm	ICRS 15:53:08.6200, -54:35:30.800	3	0.670	80.000	Y	N
W51-IRS2_1mm	ICRS 19:23:39.8100, 14:31:03.500	6	0.370	60.000	Y	N
W51-IRS2_3mm	ICRS 19:23:39.8100, 14:31:03.500	3	0.370	80.000	Y	N
G333.60_1mm	ICRS 16:22:09.3600, -50:05:58.900	6	0.510	80.000	Y	N
G333.60_3mm	ICRS 16:22:09.3600, -50:05:58.900	3	0.510	80.000	Y	N
W43-MM1_3mm	ICRS 18:47:47.0000, -01:54:26.000	3	0.370	80.000	Y	N
G008.67_1mm	ICRS 18:06:19.2600, -21:37:26.700	6	0.670	40.000	Y	N
G008.67_3mm	ICRS 18:06:19.2600, -21:37:26.700	3	0.670	80.000	Y	N
G353.41_1mm	ICRS 17:30:26.2800, -34:41:49.700	6	0.950	80.000	Y	N
G353.41_3mm	ICRS 17:30:26.2800, -34:41:49.700	3	0.950	80.000	Y	N
G010.62_1mm	ICRS 18:10:28.8400, -19:55:48.300	6	0.370	40.000	Y	N
G010.62_3mm	ICRS 18:10:28.8400, -19:55:48.300	3	0.370	80.000	Y	N
G012.80_1mm	ICRS 18:14:13.3700, -17:55:45.200	6	0.950	80.000	Y	N
G012.80_3mm	ICRS 18:14:13.3700, -17:55:45.200	3	0.950	80.000	Y	N
G351.77_1mm	ICRS 17:26:42.6200, -36:09:20.500	6	0.950	80.000	Y	N
G351.77_3mm	ICRS 17:26:42.6200, -36:09:20.500	3	0.950	80.000	Y	N
W51-E_1mm	ICRS 19:23:44.1800, 14:30:29.500	6	0.370	40.000	Y	N

Total # Science Goals : 29

SCHEDULING TIME CONSTRAINTS	NONE	TIME ESTIMATES OVERRIDDEN ?	No
------------------------------------	------	------------------------------------	----

ALMA-IMF: ALMA transforms our view of the origin of stellar masses

PI F. Motte (EU); co-PI A. Ginsburg (NA); co-PI P. Sanhueza (EA); co-PI F. Louvet (CL)

1. Scientific Justification

Thanks to its unmatched angular resolution, sensitivity, image quality, and excellent frequency coverage, ALMA is revolutionizing our understanding of star formation. In previous Cycles, ALMA has imaged in total more than three hundred high-mass star-forming clumps (e.g., projects PI Csengeri; PI Pillai; PI Sanhueza, PI Tan). These observations proved that, generally, the turbulent core model (McKee & Tan 2002) does not apply and that gas inflows play a major role in the (high-mass) star formation process (see review by Motte et al. 2017 and references therein).

Next breakthrough expected from ALMA is the question of the origin of the initial mass function (IMF). Recently highlighted by ALMA itself, this question requires a coherent and statistically-meaningful Large Program, ALMA-IMF. It will also provide the community with an unprecedented database with high legacy value for cores, hot cores, stellar clusters, and extragalactic studies. The fine ALMA mosaics resulting from the ALMA-IMF project will broaden our view of high-mass star formation by simultaneously capturing all relevant scales involved in this process, from 1 pc down to 0.01 pc, as well as the concurrent formation of high-mass and low-mass stars.

1.1 Scientific rationale: the IMF origin

The number of stars with a given mass at birth, so called IMF, is among the very few key parameters transcending astrophysical fields. It is of paramount importance to current theories ranging from cosmology to stellar physics and exo-planets. The IMF is considered to be universal through virtually all galactic environments studied so far (e.g., Bastian et al. 2010). Its origin, arguably the most central question in star formation, remains a major open issue in modern astrophysics (see review by Offner et al. 2014).

For the past 20 years, both observational surveys and theories of star formation have claimed that stellar masses are determined by cloud fragmentation, and thus by the gas mass of cores (e.g., Motte et al. 1998; Padoan & Nordlund 1999; Chabrier 2003; Könyves et al. 2015). Until today however, observational constraints from so-called core mass functions (CMFs) were limited to regions in our Solar neighborhood, which only form stars with $0.1 - 5 M_{\odot}$ (e.g., Enoch et al. 2006; André et al. 2014). These regions are unrepresentative of the Galaxy; they do not capture clouds which form stars $>5M_{\odot}$, high-mass cloud environments, or our Galaxy in its vast extent and range of conditions. **Our current understanding of the origin of stellar masses is therefore biased if not distorted. Studying massive protoclusters is mandatory to test if the IMF origin can be independent of cloud characteristics.**

1.2 Initial studies: CMFs in ‘Young’ to ‘Evolved’ massive protoclusters

Thanks to ALMA, our group has reported on the first definitive observation of a CMF, whose shape is not reminiscent of the IMF (Motte et al. *subm.*, project 2013.1.01365.3S). This CMF comes from W43-MM1, which is a dense cloud efficiently forming stars at the tip of the Galactic bar (Nguyen Luong et al. 2013; Louvet et al. 2014, see **Fig. 1a**). Fitted by a single power-law relation both in the regime of solar-type and high-mass ($3 - 200 M_{\odot}$ cores), this CMF is flatter than reference

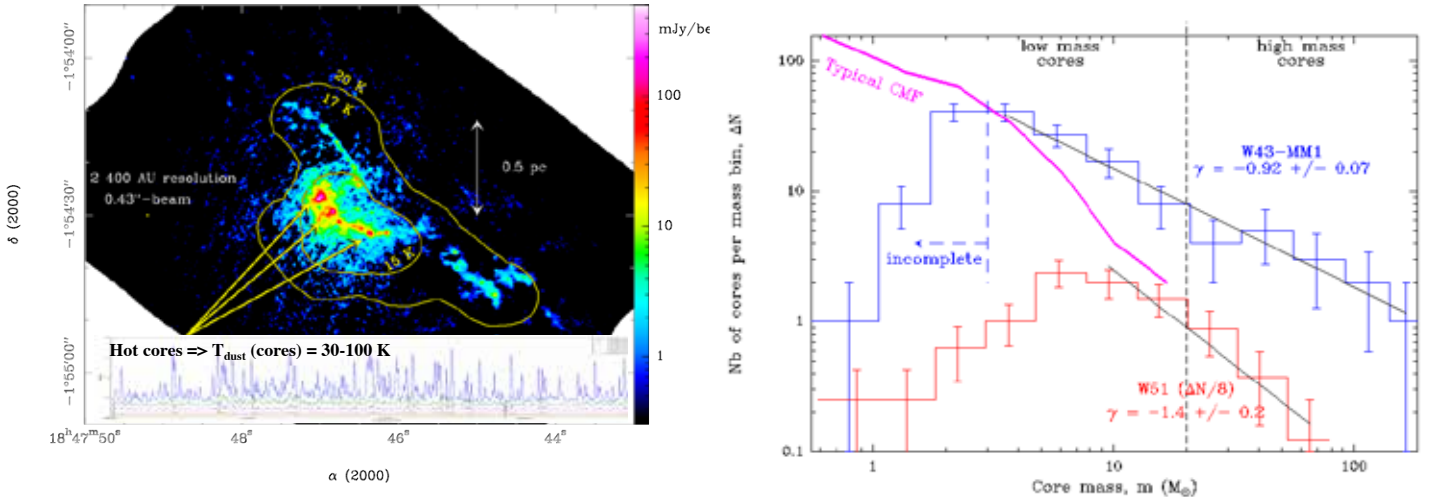


Figure 1: **a)** ALMA 1.3 mm image of the W43-MM1 massive protocluster (color) and our 15-100 K temperature model (contours). Hundreds of 2000 AU cores are extracted in this 2 pc² protocluster with a 5 σ \sim 0.6 M_{\odot} sensitivity. At least 20 cores drive outflows and 6 power hot cores (spectra). **b)** CMF of the W43-MM1 protocluster (blue histogram), fitted by a single power-law, $dN/d\log(m) \propto m^{\gamma}$ with $\gamma = -0.92 \pm 0.07$ (red line). It is flatter than the W51 CMF and reference CMF studies in their high-mass range (red histogram and pink curve, Ginsburg et al. in prep.; Könyves et al. 2015).

CMF studies (see **Fig. 1b**). It is also quantitatively flatter than the core mass distribution derived from a one-to-one mapping of the stellar IMF (Salpeter 1955). Such an excess of high-mass cores with respect to their solar-type counterparts has been previously suggested by pointed observations (e.g., Zhang et al. 2015; Csengeri et al. 2017) but could not be substantiated further than a mass segregation effect. For the first time, the large-scale high sensitivity image (several pc², 5 σ \sim 0.6 M_{\odot}) of a massive protocluster shows, without any doubts, that low-mass cores with 2000 AU typical sizes are underpopulated at the early stage of protoclusters. Subfragmentation or binarity is unlikely to change the CMF of high-mass cores, whose typical sizes are smaller than that of low-mass (2000 vs. 6000 AU, respectively, Swift & Williams 2008). The atypical CMF of W43-MM1 can be understood if the IMF of massive clusters is not universal but underpopulated with low-mass stars. Alternatively, high-mass stars may only form in dynamical clouds like the young W43-MM1, during the initial cluster formation phase whereas low-mass stars form continuously.

In parallel, our group has imaged the W51 massive protocluster, which is at an evolved stage and whose CMF more closely resembles the IMF shape (Ginsburg et al. 2017, see **Fig. 1b**). **While the IMF may be spatially invariant, these outstanding observations of W43-MM1 and W51 prove that its temporal variability may be the key to understanding the conditions that determine stellar mass.** Massive protoclusters in their first $\sim 10^5$ years would be underpopulated with low-mass cores and approach the ‘standard’ IMF at later stages, when HII regions have formed at an age of $\sim 10^6$ yr. These results therefore challenge our current understanding of the IMF origin. Star formation probably is a much more dynamical process than assumed when stipulating that the IMF is simply determined by cloud fragmentation, before the onset of gravitational collapse. **A targeted and in-depth study of a large sample of massive protoclusters is required to determine how young protocluster CMFs evolve both in time and as a function of parent cloud mass. Now is the time for such a focused program; the hard-fought groundwork has been established over the last 20 years, and without this systematic investigation we will have to wait at least another decade, if not more, for the evidence on the origin of stellar masses to emerge in a piecemeal and incoherent fashion.**

2. Immediate objectives of the ALMA-IMF Large Program

The ultimate objective of ALMA-IMF is to push forward the understanding of the IMF origin and stimulate improvements to star formation models. To this aim, we will image with ALMA 15 massive protoclusters and apply the robust analysis steps we have identified with our earlier projects.

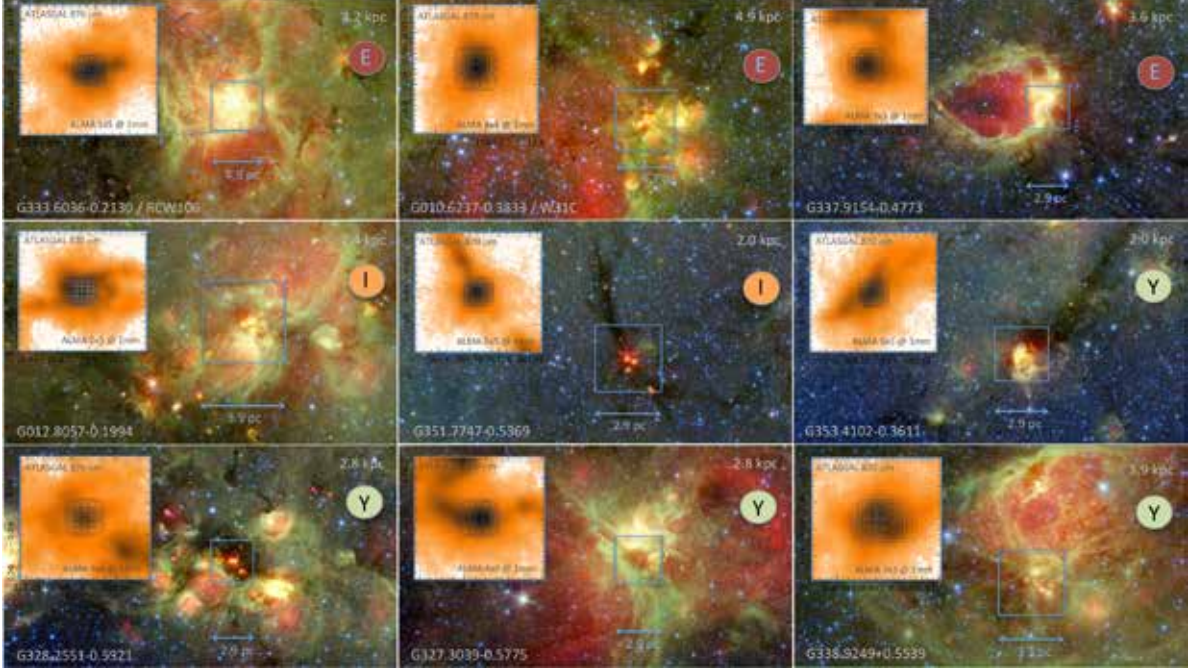


Figure 2: *Nine of the 15 protoclusters we propose to image with ALMA, as seen with Spitzer (3-color). Requested ALMA mosaics are overlaid on the ATLASGAL 870 μm emission (heat color, upper-left panels). Given their $10^3 - 10^4 M_{\odot}$ masses and the requested sensitivity of $5\sigma = 0.6 M_{\odot}$, these 1-2 pc^2 massive protoclusters should host hundreds of 2000 AU cores, with a large mass range.*

2.1 Proposed targets: the most massive protoclusters at less than 6 kpc

The APEX/ATLASGAL and CSO/BGPS surveys covered the inner Galactic plane at (sub)millimeter wavelengths, providing uniquely complete samples of sources at 2 to 8 kpc distances (Ginsburg et al. 2013; Csengeri et al. 2014). They revealed particularly massive, pc^2 protocluster clouds, the best known of which are W43-MM1, W49, W51-IRS2, and Sgr B2. We used the ATLASGAL imaging to perform an unbiased selection of these extreme protoclusters, with $M(<1\text{pc}^2) = 2 \times 10^3 M_{\odot}$ as mass threshold. While several tens of massive protoclusters were found within the whole Galaxy, a distance-limited criterium of $d < 6$ kpc provides 15 targets. Further-away protoclusters were excluded to allow studying a large sample of massive protoclusters with reasonable integration times per target. Following evolutionary trends of protostars, the luminosity-to-mass ratio provides a fair evolutionary indicator for $\sim\text{pc}^2$ protoclusters, which we qualify as ‘Young’ when $L/M < 25 L_{\odot}/M_{\odot}$, ‘Intermediate’ when $L/M \sim 25 - 50 L_{\odot}/M_{\odot}$, and ‘Evolved’ for $L/M > 50 L_{\odot}/M_{\odot}$. Among basic image parameters, the carefully-defined mosaics are shown in **Fig. 2** and given in **Table 1**.

The ALMA-IMF Large Program targets a nearby, complete sample of massive protoclusters at 2–6 kpc. Thanks to its high sensitivity and angular resolution, ALMA-IMF will reveal one thousand cores, 8 times more than found in W43-MM1 alone, above the CMF peak at $\sim 0.6 M_{\odot}$. **Table 1** sample is necessary and sufficient to differentiate between CMF and IMF slopes, as

well as to follow CMFs from the ‘Young’ to the Evolved’ stage of massive protoclusters (compare curves in Fig. 1b). Lying within mini-starburst complexes of the Milky Way, these massive protoclusters span a large LST range (11h–22h). It thus keeps the fraction of observing time per configuration and LST in ALMA-IMF within Large Program time constraint limits.

Table 1: Complete sample of massive protoclusters at <6 kpc, of various evolutionary stages

Name	d [kpc]	$M(<pc^2)$ [M_{\odot}]	L_{bol}/M [L_{\odot}/M_{\odot}]	Mosaic, Resol [" \times ", ""]	1σ 1/3mm [μ Jy/beam]	Req. time 1mm+3mm	Resp. region
Young protoclusters							
G030.82=W43-MM1	5.5	16×10^3	3.9	120×80 , 0.37	–/30	0 + 5.3 hr	EU
G338.93	3.9	8.0×10^3	9.3	55×55 , 0.51	200/60	1 + 1.2 hr	EA
G327.29	2.8	6.5×10^3	10	70×70 , 0.67	300/90	0.6 + 0.7 hr	EA
G030.70=W43-MM2	5.5	13×10^3	11	60×60 , 0.37	100/30	3.1 + 5.3 hr	CL
G328.25	2.8	4.2×10^3	13	70×70 , 0.67	300/90	0.6 + 0.7 hr	EU
G353.41	2.0	3.3×10^3	13	100×100 , 0.95	600/180	0.6 + 0.7 hr	NA
G008.67	3.4	2.7×10^3	16	70×70 , 0.67	300/90	0.6 + 0.7 hr	EA
Intermed protoclusters							
G049.49M=W51-E	5.4	22×10^3	25	60×60 , 0.37	100/30	3.6 + 4.1 hr	NA
G351.77	2.0	2.2×10^3	29	100×100 , 0.95	600/180	0.6 + 0.7 hr	EU
G030.72=W43-MM3	5.5	6.6×10^3	30	60×60 , 0.37	100/30	3.2 + 5.3 hr	EU
G012.80=W33	2.4	5.2×10^3	46	100×100 , 0.95	600/180	0.6 + 0.7 hr	CL
Evolved protoclusters							
G337.92	3.6	3.0×10^3	50	55×55 , 0.51	200/60	1.0 + 1.2 hr	EA
G010.62=W31C	4.9	7.4×10^3	54	60×60 , 0.37	100/30	4.7 + 3.4 hr	NA
G049.49=W51-IRS2	5.4	14×10^3	69	60×60 , 0.37	100/30	3.7 + 4.1 hr	NA
G333.60	4.2	13×10^3	130	110×110 , 0.51	200/60	3.2 + 1.9 hr	CL

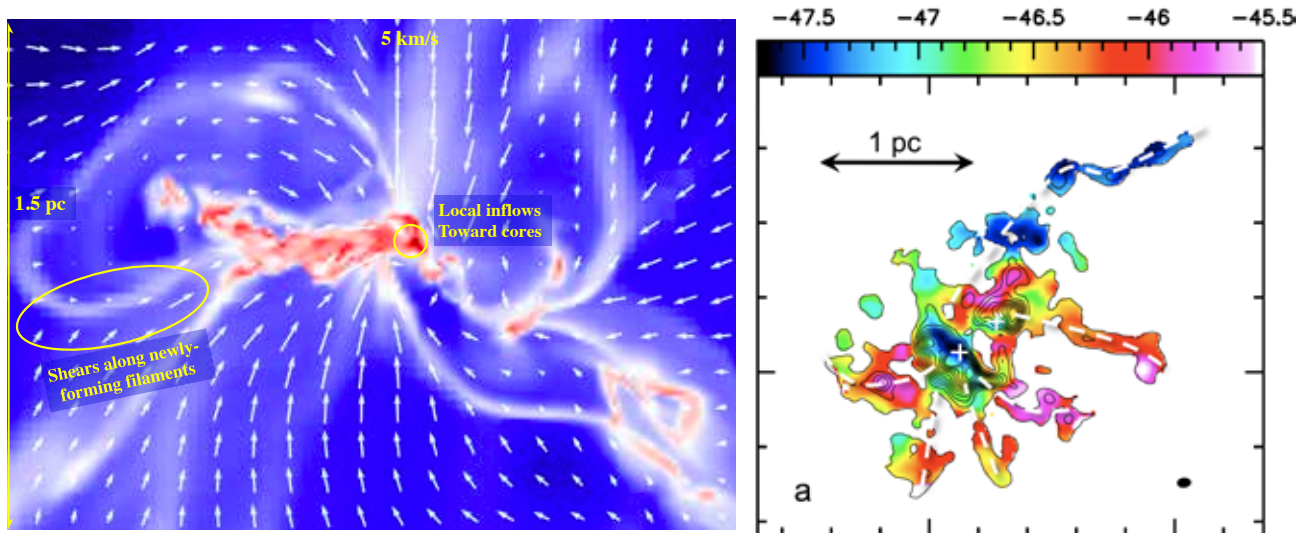


Figure 3: a) Gas flows observed to converge toward a protocluster, in MHD numerical simulations by Lee & Hennebelle (2016). At center, cores are locally fed by small-scale inflows while new filaments form in the surrounding. b) Gas flows observed by ALMA toward a high-mass star formation clump, from 2 km s^{-1} velocity drifts of dense gaz traced by the $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$ line (Peretto et al. 2013).

2.2 Analysis steps of the ALMA-IMF Large Program

The ALMA-IMF Large Program aims to follow the evolution in time of the CMF/IMF relationship in massive protoclusters and explain it through the quantification of gas inflows toward and outflows

from detected cores. To resolve the ~ 2000 AU typical diameter of cores (Bontemps et al. 2010; Palau et al. 2013) and image the $\sim 1\text{--}2$ pc² protocluster extent, we will make 1 mm and 3 mm mosaics (extents in **Table 1**) with $0.4'' - 1''$ synthesized beams depending on the distance. We chose **1 mm and 3 mm spectral bands** primarily for their mostly optically thin emission in massive cores and their well-defined dust emissivity ($\kappa_{1\text{mm}} = 0.01 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ and $\kappa_{3\text{mm}} = 0.003 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$). The chosen setups cover, among the main lines, **¹²CO(2-1) and N₂H⁺(1-0)** to measure gas mass outflows and inflows, **¹³CS and N₂D⁺** to estimate core turbulence levels, the **H41 α** recombination line to identify HII regions, and **CH₃OH, CH₃CN, and CH₃CCH** to probe gas temperature. Combining ALMA with ACA (+TP) is necessary for a proper analysis of outflows and inflows. For each protocluster, we will follow an analysis strategy in five steps, defined for the W43-MM1 project:

1. **Core identification in ALMA images (WG1 & WG2):** We will reduce data following the strategy of our past Cycle projects, aiming to minimize interferometric artefacts while keeping low-mass cores: most sensitive self-calibration, combination with ACA and multi-scale cleaning. We will then extract cores with Getsources (Men'shchikov et al. 2012), simultaneously on the full and line-free continuum bands for detecting both low-mass and hot core sources. Several runs will be done to determine the robustness of the extracted CMF shape and its completeness level, limited at mosaic center by ALMA dynamical range (e.g. **Fig. 1a**).
2. **Core nature and massive protocluster evolutionary stage (WG3):** The pre-stellar, protostellar, or HII region nature of cores will be investigated through outflows imaged in CO, SiO, and SO lines, through hot cores traced by complex organic molecules (see **Fig. 1a**), and through H41 α recombination line. The evolutionary stage of protoclusters will be estimated from the typical age of its massive cores: 10^6 yr for HII regions and 10^5 yr for protostars.
3. **Core mass determination (WG4):** A good mass determination is a pre-requisite for a proper CMF. We will use 1 mm fluxes in the first place but 3 mm fluxes when the former is optically thick. Fluxes will be corrected for line or free-free contaminations, using line-free bands and radio (archival and GLOSTAR project from Menten) plus ALMA 3 mm fluxes. We will build dust temperature models dedicated to cores using the combination of 1) a Bayesian SED fitting method applied to all existing continuum images including ALMA (PPMAP; Marsh et al. 2015) and 2) hot core temperatures measured through line excitation temperatures of complex organic molecules found in all bands (see **Fig. 1a**).
4. **CMF evolution (WG5 & WG9):** CMFs of prestellar (and IR-quiet protostellar) cores will be compared with IMF models of binaries/systems (Hopkins 2013; Hennebelle & Chabrier 2013), CMFs derived in low-mass star-forming clouds (e.g., Könyves et al. 2015) and extragalactic environments (e.g., project PI Braine). Our requested sensitivities (see **Table 1**) will allow a 5σ detection of cores down to the CMF peak, $0.6 M_{\odot}$ when assuming $T_{\text{dust}} = 20$ K. **For 'Young' massive protoclusters, we will use the much larger statistics (8 \times) of ALMA-IMF to definitively determine whether the low-mass part of their CMFs is flatter than the IMF.** CMF evolution through protocluster age will also be investigated by averaging the CMF of 'Young', 'Intermediate', and 'Evolved' massive protoclusters.
5. **Core mass evolution, new core formation events (WGs 6–8):** Local inflowing gas streams toward individual cores traced by N₂H⁺ (see **Figs. 3a-b**, e.g., Csengeri et al. 2011, Peretto et al. 2013) will be quantified to check if gas feeding can explain a CMF that reconciles the IMF shape at late stages. Outflowing gas mass will also be measured by ¹²CO line wings to estimate the mechanical feedback of outflows as proposed by Matzner & McKee (2000). CMF models, which tried to account for core mass growth or magnetic field effect on filament

fragmentation (e.g., Hatchell & Fuller 2008; Smith et al. 2008; Lee & Hennebelle in prep.) will be improved with our kinematical and CMF constraints. The formation of a new generation of filaments and cores traced by large-scale inflows and SiO shocks (see **Fig. 3a**, e.g., Sanhueza et al. 2013, Louvet et al. 2016) will also be used to determine if it can be the main process behind the CMF evolution.

3. Management plan and Data products

The ALMA-IMF Large Program is backed by a consortium of 30 people, organized in analysis working groups constituted by world-class experts and including two PhD students (see **Table 2**). The CMF publications of individual massive protocluster will be shared between each region. Communication will be ensured and collaboration will be favored by monthly telecons, yearly meetings and a twiki.

Each region will share the responsibility to process the ALMA-IMF data with common CASA scripts and Getsources input parameters, on their local ALMA data processing infrastructures (e.g., the new 140 Tb computer facility at OSUG Grenoble). Fully-reduced (calibrated, combined with ACA data, and cleaned) bands and major line datacubes will be distributed, along with associated scripts through ARC nodes, to the community after 12 months of the raw data delivery. As soon as papers are published the consortium will undertake to provide several value-added products via the website of the EU funded COMPET 2015 StarFormMapper: 1) complete core catalogs with their size, flux, dust temperature, mass, and density, 2) temperature map models derived from from PPMAP and hot core informations, and 3) 1 mm and 3 mm spectral bands toward individual cores.

Table 2: *Working Groups of the ALMA-IMF Large Program*

Working group & Task	Main Participants
WG0 : Large Program management	Motte/Csengeri, Ginsburg, Sanhueza, & Louvet
WG1: Data reduction	Galván-Madrid, Lopez-Sepulcre, Louvet, Sanhueza
WG2: Core extraction	Bontemps, Ladjelate, Louvet, Motte, Ohashi, Rosolowky
WG3: Core nature (outflows, H IIs)	Csengeri, Galván-Madrid, Ginsburg, Menten, Sakai
WG4: Dust temperature, hot cores	Chen, Guzmán, Herpin, Lu, Marsh, Molet(PhD)
WG5: CMF comp. w. low-mass or Xgal	Braine, Di Francesco, Nakamura, Ohashi, Stutz
WP6: Core mass growth by inflow	Battersby, Csengeri, Louvet, Lu, Nony, Svoboda
WP7: Core mass decrease by outflow	Bally, Bontemps, Bronfman, Nakamura, Nony(PhD)
WP8: Building up of new filaments	Bronfman, Gusdorf, Louvet, Nguyen Luong, Sanhueza
WP9: CMF comparison with models	Hennebelle, Gomez, Ginsburg, Louvet, Motte, Sanhueza

References: • André et al. 2014, *Protostars and Planets VI*, 27 • Bastian et al. 2010, *ARA&A*, 48, 339 • Bontemps et al. 2010, *A&A*, 524, 18 • Chabrier 2003, *PASP*, 115, 763 • Csengeri et al. 2011, *ApJL*, 740, L5 • Csengeri et al. 2014, *A&A*, 565, 75 • Csengeri et al. 2017, *A&A*, in press • Enoch et al. 2006, *ApJ*, 638, 293 • Ginsburg et al. 2013, *ApJS*, 208, 14 • Ginsburg et al. 2017, *ApJ*, in press • Hatchell & Fuller 2008, *A&A*, 482, 855 • Hennebelle & Chabrier 2013, *ApJ*, 770, 150 • Hopkins 2013, *MNRAS*, 433, 170 • Könyves et al. 2015, *A&A*, 584, 91 • Lee & Hennebelle 2016, *A&A*, 591, 30 • Louvet et al. 2014, *A&A*, 570, 15 • Louvet et al. 2016, *A&A*, 595, 122 • Marsh et al. 2015, *MNRAS*, 454, 4282 • McKee & Tan 2002, *Nature* 416, 59 • Men'shchikov et al. 2012, *A&A*, 542, 81 • Motte et al. 1998, *A&A*, 336, 150 • Motte et al. 2017, *ARA&A*, 55, in press • Motte et al. *subm. to Nature Astronomy* • Nguyen Luong et al. 2013, *ApJ*, 775, 88 • Offner et al. 2014, *Protostars and Planets VI*, 53 • Padoan & Nordlund 1999, *ApJ*, 526, 279 • Palau et al. 2013, *ApJ*, 762, 120 • Peretto et al. 2013, *A&A*, 555, 112 • Salpeter 1955, *ApJ*, 121, 161 • Sanhueza et al. 2013, *ApJ*, 773, 123 • Smith et al. 2008, *MNRAS*, 391, 109 • Swift & Williams 2008, *ApJ*, 679, 552 • Zhang et al. 2015, *ApJ*, 804, 141



Searching for high-mass pre-stellar cores in an exceptional nursery

2019.1.00502.S

ABSTRACT

The W43-MM1 ridge that is an extreme cloud in terms of concentration and star formation activity, is a case-study to confront models of high-mass star formation. An ALMA Cycle 2 1 mm mosaic of W43-MM1 revealed a rich protocluster of 131 cores, among which 18 able to form a high-mass star.

The study of SiO shocks tracing protostellar outflows and chemical complexity associated with protostellar heating led to the preliminary identification of 11 high-mass protostars, 1 high-mass pre-stellar core candidate and six core whose nature remains undefined. The outflow study is however blurred by the richness of the protocluster; all identified outflows are notably confused by neighbor outflows. Hot core investigation is itself limited by the line strength of heated gas strongly diluted within the massive cold envelope of cores.

We propose to disentangle and definitively determine the evolutionary status of 18 high-mass cores identified in Cycle 2. We will then give constraints on the most plausible scenario of high-mass star formation using the complete sample of high-mass cores in W43-MM1, their measured turbulence levels and gas mass inflows.

SCIENCE CATEGORY:	ISM, star formation and astrochemistry				
ESTIMATED 12M TIME:	3.1 h	ESTIMATED ACA TIME:	0.0 h	ESTIMATED NON-STANDARD MODE TIME (12-M):	0.0 h
INVESTIGATOR NAME(S): (in random order)	F. Louvet, F. Motte, J. Molet, L. Bronfman				
DUPLICATE OBSERVATION JUSTIFICATION:	Given the angular resolution and spectral setup we ask, there is no duplication with archival data and/or accepted programs.				

REPRESENTATIVE SCIENCE GOALS (UP TO FIRST 30)

SCIENCE GOAL	POSITION	BAND	ANG.RES.(")	LAS.(")	ACA?	NON-STANDARD MODE
Science Goal	ICRS 18:47:46.4200, -01:54:28.310	3	0.100	0.600	N	N
Total # Science Goals : 1						
SCHEDULING TIME CONSTRAINTS	NONE		TIME ESTIMATES OVERRIDDEN ?		No	

1 Scientific rationale

Context: High-mass stars play a paramount role in the energy budget of galaxies but their formation remains poorly understood. Despite the large observational efforts made for the past ten years, we are still left with two competing families of models. The first family favours the monolithic collapse of prestellar¹ clumps ($\sim 100 M_{\odot}$ in 0.1 pc) supported by supersonic turbulent pressure that cave in quasi-statically, like their low-mass counterparts (e.g. McKee & Tan 2002). The second family of models involves both a global hierarchical collapse of the clump and the presence of a cluster of cores that compete to accrete the mass reservoir of the clump (e.g. Bonnell & Bate 2006, Vazquez-Semadeni et al. 2017).

These two scenarios differentiate mostly at the early stages of high-mass star formation. The main differences are *(i) the existence (or not) of an high-mass prestellar core phase in the evolutionary sequence of high-mass stars.* In the monolithic collapse scenario, high-mass protostellar² cores are the direct descendants of high-mass prestellar cores, both living for a few (2 – 10) free-fall times. In contrast, in dynamical scenarios, high-mass prestellar cores do not exist since high-mass protostellar cores form from low-mass protostellar cores, which accrete material from their parental clump. *(ii) The second main difference between these two families of models is the dynamics they imply.* On the one hand, the monolithic scenario requires quasi-static motions (no velocity gradient), but high degrees of micro turbulence ($\sigma=1.7-2 \text{ km.s}^{-1}$, see Krumholz et al. 2007) to prevent the fragmentation of the clump. On the other hand, the hierarchical collapse and competitive accretion scenarios imply gas inflows from the clump to the core scale. In order to **discriminate between the models presented** above, we will map one of the most extreme region of high-mass star formation of the Milky Way: the W43-MM1 hyperdense molecular cloud.

The target: The W43 cloud hosts remarkable sites of high-mass star formation. Located at 5.5 kpc from the Sun (Zhang et al. 2014), it contains two of the largest groups of molecular clouds in the first galactic quadrant (see Nguyen Luong et al. 2011b). Among this region lies W43-MM1, a 6 pc² filamentary cloud with a $2 \times 10^4 M_{\odot}$ mass, which qualifies as a “mini-starburst” due to its star formation activity reminiscent of that of a starburst galaxy, $\text{SFR} \sim 0.1 M_{\odot}.\text{yr}^{-1}$ (Louvet et al. 2014). Our group intensively studied this outstanding high-mass star forming region (Motte et al. 2003, 2014, 2018a; Nguyen Luong 2011b, 2013; Louvet et al. 2014, 2016a, in prep; Nony et al. 2018, in prep, Molet et al., submitted).

We already imaged W43-MM1 with ALMA in cycle 2 (resolution of ~ 2400 au) and found clusters of high-mass protostellar cores (Motte et al. 2018, *Nature Astronomy*), and potentially the first high-mass prestellar core ever observed ($\sim 60 M_{\odot}$ in 2400 au, see Nony et al. 2018, Molet in prep). In our 1.3 mm image displayed in Figure 1-left, we discovered **18 cores with 10 – 100 M_{\odot} masses within ~ 2400 au diameters, which makes them among the densest cores detected so far and thus among the best candidates to form high-mass stars** (see Table 1). It includes the most massive core known in the Milky Way: W43-MM1#1 with $\sim 100 M_{\odot}$ within ~ 2500 au. Given that the high-mass cores are all located within dense filaments featuring high dynamics, one can expect further accretion and an efficiency from core mass to stars of $\sim 100\%$.

With our cycle 2 date, we searched for high-mass prestellar cores. We therefore started investigating the prestellar or protostellar nature of the 18 high-mass cores. Studies of the CO(2-1) and SiO(5-4) line wings allowed us to identify up to 41 lobes of outflows (see Fig. 1-Right and Table 1). However, the tight clustering of cores blurs any faint outflow that would overlap with the strongest ones, making impossible for a third of the sources to clearly associate the outflows with their originating cores. We

¹Prestellar: these cores present no sign of star formation.

²Protostellar: with signs of star formation betrayed by, e.g, outflows, hot cores or masers.

also observed the 1.9 GHz spectral window centred at 233.4 GHz to detect line forests, which are used as protostellar signposts, typical of hot cores (see Fig. 1-Top and Bottom and Table 1). The four cores for which line forests have not been securely detected could either be high-mass prestellar cores or young protostars, whose hot core emission would be diluted within our resolution of 2400 au. Our data clearly lack the angular resolution to properly discriminate the individual cores and determine their evolutionary status from chemical probes (outflows and chemical richness).

We therefore need higher angular resolution observations to properly define the nature of all the high-mass cores of Table 1, and discriminate the scenarios proposed for the formation of high-mass stars. With the present proposal, we aim at resolving all the cores forming and their associated outflows in the rich W43-MM1 protocluster with an angular resolution of $0.1''$ (i.e. ~ 550 au at the distance of the target), four times better than our Cycle 2 resolution. Moreover, from our joint proposal (n° 2019.??, PI: J. Molet) we will obtain deep knowledge on the chemical evolution of these cores, and hence their age. We will seek for the high-mass prestellar cores predicted by the quasi-static models (McKee & Tan 2002). We will also search for large-scale inflow of gas as predicted in the hierarchical models (Vazquez-Semadeni et al. 2017), and for low/intermediate-mass protostellar cores as predicted in the competitive accretion model (Bonnell & Bate 2006). We chose observations in Band 3 where the emission from dust continuum remains optically thin, in contrast to the emission at 1 mm where it appears optically thick for a handful of cores (see Motte, Nony, Louvet et al. 2018a).

ALMA configuration: We ask for a single pointing toward W43-MM1 using ALMA in band 3 with a $0.1''$ angular resolution. The spectral setup will contain two wide bands dedicated to the optically thin 3 and 3.4 mm continuum emission, and five narrow windows focusing on the SiO(2-1), the $\text{H}^{13}\text{CO}^+(1-0)$, the CS(2-1) and isotopologues (C^{34}S , C^{33}S), the OCS(1-0) and isotopologues (O^{13}CS), and CH_3OCHO lines. This line sample was chosen to trace the dense gas, to probe the shocked gas and to complement the spectral survey of our join proposal at 1mm (n°???, PI: J. Molet). To properly study the dynamics of the gas, we will combine with our $0.4''$ angular resolution and ACA data sets from previous observations.

2 Immediate objectives

With the spectral setup described above we will lead a much deeper study in continuum with respect to the coarse angular resolution presented by Motte et al. 2018, and molecular line emissions presented by Nony et al. 2018. The immediate objectives can be summarized as following:

With the optically thin 3 mm continuum (1.9 GHz bands):

- Use the high angular resolution of $0.1''$ (i.e. 550 au) to isolate single cores.
- Motte et al. 2018a presented the first evidence for a "top-heavy" core mass function (CMF) with respect to the IMF. In other words there are too many high-mass cores to reconcile the CMF's slope with that of the IMF. This could be due to a lack of angular resolution in Motte's study where several cores would have been blurred in one. Here, we will evaluate the effect of core multiplicity on the CMF and its relationship to the IMF.
- Use the continuum spectra, in complement to our join project, to discover new hot cores lying within continuum cores. As shown in Fig. 1, the continuum spectrum clearly shows a line forest when a core becomes protostellar. Noteworthy, the continuum central frequencies have been carefully set in a line-poor frequency range toward cold gas.

With emission lines :

- The SiO(2-1) shock tracer will be used to identify bipolar outflows, especially those still hidden within the cores or blurred by strong outflows of nearby cores.
- From the CS(2-1) and H¹³CO⁺(1-0) dense gas tracers, we will search for accretion flows around cores (e.g. Csengeri 2011b) to determine if the cores are accreting material from their environment as expected in the dynamical models.
- With the H¹³CO⁺(1-0) line, along with our Cycle 2 ¹³CS(5-4) lines, we will infer the turbulence level of each core. We will compute an upper limit of the turbulence level assuming that the velocity dispersion (σ)³ is due a thermal component (σ_{th}) and a turbulent component (σ_{turb}). It comes $\sigma_{turb} = \sqrt{\sigma^2 - \sigma_{th}^2}$.
- The hot-core tracers in the narrow CH₃OCHO band and wide continuum bands will allow the discovery of hot gas within each protostellar core. The multiplets or multiple transitions will also be used to derive the excitation temperature of hot cores. We will then challenge the values of micro-turbulence expected by the model of high-mass star formation by McKee & Tan (2002).

With these data, we will resolve the cluster that is forming in one of the most extreme high-mass star forming region of our Galaxy. We will be able to assess the fragmentation level in respect with the two opposite families of models explaining for the formation of high-mass stars. Our molecular setup will allow to address how the cores interact with the ambient dense molecular gas, and how efficient are the accretion processes.

Taken altogether, our two projects will definitely **set the evolutionary status of each core** through the detection of outflows and hot cores. If any, how many cores will remain good high-mass prestellar core candidates? The statistical lifetime of secure high-mass prestellar cores, when compared to their free-fall time, will be used to finally determine if this phase does exist. These observations will finally allow us to discriminate between the two scenarios of high-mass star formation.

References

- Bonnell, I. A. & Bate, M. R. 2006, MNRAS, 370, 488
- Csengeri, T. et al. 2011, ApJ, 740, 5
- Krumholz, M. et al. 2007, ApJ, 656, 959
- Louvet, F. et al. 2014, A&A, 570, 15
- Louvet, F. et al. 2016, A&A, 595, 122
- McKee, C. F. & Tan, J. C. 2002, Nature, 416, 59
- Motte, F. et al. 2003, ApJ, 582, 277
- Motte, F. et al. 2014, A&A, 571, 32
- Motte, F. et al. 2018a, Nature Astronomy, 2, 478
- Nguyen Luong, Q. et al. 2011b, A&A, 529, A41
- Nony, T. et al. 2018, A&A, 618, 5
- Vazquez-Semadeni E. et al. 2017 MNRAS, 467, 1313
- Zhang, B. et al. 2014, ApJ, 781, 89

³The velocity dispersion relates to the FWHM of the lines as $\sigma = \frac{FWHM}{\sqrt{8 \log(2)}}$.

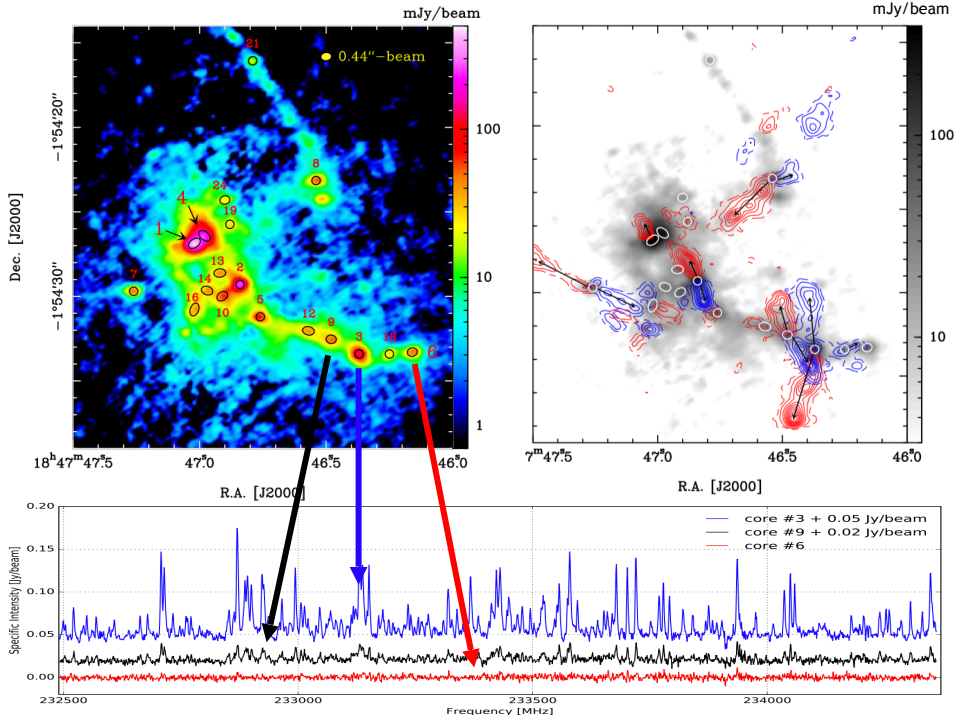


Figure 1: **Top:** W43-MM1 cluster as seen with ALMA at $0.44''$ (2400 au) resolution. The left panel displays the 1.3 mm emission from dust continuum ; the black ellipses show the 18 massive cores ($10\text{-}100 M_{\odot}$). The right panel displays a clusters of 28 SiO (5-4) outflows (red and blue contours) overlotted on the 1.3 mm continuum emission (color scale). **Bottom:** Molecular lines observed toward three high-mass cores in the 1.9 GHz spectral window centred at 233.4 GHz - the forest of lines (cores #3 and #9) betray the presence of hot cores while the spectrum of #6 shows a prestellar candidate.

Table 1: Massive cores ($M \geq 10 M_{\odot}$) in W43-MM1

Source	Size (au)	Mass (M_{\odot})	Temp. (K)	CO	SiO outflows	Hot core	Nature
#1	2300	102	74	Y	Y	Y	protostellar
#3	1200	59	45	Y	Y	Y	
#2	1200	55	59	Y	Y	Y	
#4	2500	36	88	N	N	Y	
#16	2200	36	21	Y	Y	Y	
#7	1200	23	30	Y	Y	Y	
#14	2000	19	22	N	N	Y	
#5	1300	18	47	N	N	Y	
#9	1600	18	50	Y	Y	Y	
#10	2100	16	51	Y?(l)	Y? (B)	Y	
#8	1200	14	45	Y	Y	Y	
#12	2000	31	23	N	Y? (R)	Y	undetermined
#18	2600	28	23	Y? (B)	Y? (B)	N?	
#13	1900	11	23	Y? (l)	Y? (l)	Y	
#24	1600	11	21	Y? (B)	N	N?	
#21	1200	10	23	N	N	Y	
#19	1200	10	23	Y? (R)	Y? (R)	N?	
#6	1300	56	23	N	N	N?	prestellar?

Notes: Y? indicate tentative detection: (R) or (B) where monopolar red or blue outflows have been detected, (l) where only low-velocity outflows have been detected.

2019.1.00502.S

SG : 1 of 1 Science Goal Band 3

Science Goal Parameters

Ang.Res.	LAS	Requested RMS	RMS Bandwidth	Rep.Freq.	Cont. RMS	Cont. Bandwidth	Poln.Prod.	Non-standard mode
0.1000"	0.6"	1 mJy, 13 K	2 km/s, 648.1 kHz	97.172063 GHz	11.567 μ Jy, 149.9 mK	4.827 GHz	XX,YY	No

Use of 12m Array (43 antennas)

t_total(all configs)	t_science(C43-8)	t_total()	Imaged area	#12m pointing	12m Mosaic spacing	HPBW	t_per_point	Data Vol	Avg. Data Rate
3.1 h	1.3 h	0.0 h	20.0 "	1	offset	59.9 "	4826.1 s	210.6 GB	26.6 MB/s

Use of ACA 7m Array (10 antennas) and TP Array

t_total(ACA)	t_total(7m)	t_total(TP)	Imaged area	#7m pointing	7m Mosaic spacing	HPBW	t_per_point	Data Vol	Avg. Data Rate

Spectral Setup : Spectral Line

BB	Center Freq Rest GHz	spw name	Eff #Ch p.p.	Bandwidth	Resolution	Vel. Bandwidth	Vel. Res.	Res. El. per FWHM
1	85.100000	continuum1	3840	1875.00 MHz	0.977 MHz	6607.0 km/s	3.441 km/s	6
2	86.846960	SiO v=0 2-1	1920	117.19 MHz	141.113 kHz	404.6 km/s	0.487 km/s	41
2	86.754288	H13CO+ 1-0	960	58.59 MHz	0.141 MHz	202.5 km/s	0.488 km/s	41
3	97.980953	CS v=0 2-1	960	234.38 MHz	0.564 MHz	717.3 km/s	1.728 km/s	12
3	97.172063	CH3OCHO C3S v=0 2-1	1920	468.75 MHz	0.488 MHz	1446.6 km/s	1.507 km/s	13
3	96.412951	C34S v=0 2-1	960	234.38 MHz	0.564 MHz	729.0 km/s	1.756 km/s	11
4	99.000000	continuum2	3840	1875.00 MHz	0.977 MHz	5679.4 km/s	2.958 km/s	7

1 Target

Expected Source Properties

	Peak Flux	SNR	Linewidth	RMS (over 1/3 linewidth)	linewidth / bandwidth used for sensitivity	Pol.	Pol. SNR
Line	15.00 mJy	27.4	20 km/s	546.79 μ Jy, 7.1 K	10.00	0.0%	0.0
Continuum	100.00 mJy	8645.5				1.0%	86.5

Dynamic range (cont flux/line rms): 100.2

No.	Target	Ra,Dec (ICRS)	V_def,frame --OR--z
1	1-W43-MM1	18:47:46, -01:54:28	95.00 km/s,lsrk,RADIO

1 Tuning

Tuning	Target	Rep. Freq. Sky GHz	RMS (Rep. Freq.)	RMS Achieved
1	1	97.141271	998.25 μ Jy, 12.9 K	979.28 μ Jy - 1.01 mJy

Justification for requested RMS and resulting S/N (and for spectral lines the bandwidth selected) for the sensitivity ca...

When observed with ALMA at 0.01 pc resolution (see Fig. 1 Right), SiO outflows are highly collimated. Within the 4-resolution beam of our SiO(2-1) PdBI study (Louvet et al. 2016a), outflows thus correspond to resolved structures along their 0.1-pc extent and unresolved across their width. Observed SiO(2-1) line wings toward the faintest cores argues for the 3σ detection of SiO structures down to 0.05-mJy/beam corresponding, with a linear dilution of 40, to 1-mJy in our requested 0.1-beam.

Since both the low- and high-velocity components of outflows are expected, close to protostars to span ~ 30 km/s (e.g., Lefloch et al. 2015), we will smooth the SiO line to 4 km/s^{-1} to detect faint emission up to a 3σ . We therefore request to reach an rms of 1-mJy in a 0.1-beam and 4 km/s^{-1} band width.

Justification of the chosen angular resolution and largest angular scale for the source(s) in this Science Goal.

Our resolution and integration time is driven by the necessity to detect the weak outflows of the youngest high-mass protostars in W43-MM1. Since they are expected to be low-mass protostars heavily embedded in massive cores and massive clumps, their outflows would be unresolved in the 0.4" beam of our previous ALMA data (case of core #1 and #18) and could even be undetected (might be the case of the 5 cores with undefined nature). Therefore we request four times better angular resolution than our Cycle-2 data, i.e. 0.1" or 550-AU at 5.5-kpc.

The target has a total size of $\sim 60''$, and we will merge the cycle 7 data with previous data (that span the 0.4" up to 60" range). The desired configuration (C43-8) will allow us to cover all spacial scales from 0.1" up to 1.42" (technical handbook) which ensures us to merge efficiently with our previous 0.4" data.

Justification of the correlator set-up with particular reference to the number of spectral resolution elements per line ...

At 3mm the spectral line and correlator setup has been optimized to cover 1.875 GHz continuum around 85 GHz and 99 GHz. We request a high spectral resolution of ~ 3 km/s to recover specific lines typical of hot core emission (CH₃OH and CH₃OCH). Also, our previous ALMA-cycle2 observation at 1mm showed us that high-spectral resolution continuum windows was a great tool to seek for molecular complexity (see Fig. 1-bottom).

We request a spectral resolution of 0.5 km/s to study our line drivers that are the SiO and the H₁₃CO⁺ in order to study the dynamics of the outflowing gas and the turbulence level, respectively.


First detection of a high-mass prestellar core
2019.1.01481.S
ABSTRACT

The W43-MM1 ridge is an extreme cloud in terms of concentration and star formation activity and thus a case-study to confront models of high-mass star formation. An ALMA Cycle 2 1 mm mosaic of W43-MM1 revealed a rich protocluster of 131 cores, among which 18 are able to form a high-mass star.

Among these 18 cores, a massive core does not show any outflow and presents just a few emission lines. It appears thus as an excellent high-mass prestellar core candidate. From our molecular study, two scenarios are still possible: either the emission comes from a few unresolved hot corinos which are gathering mass from the core reservoir, or the molecular emission comes from the whole core without sub-fragmentation of the molecular and continuum emission.

A higher spatial resolution to probe sub-fragmentation, and a more complete coverage of molecular lines to improve the temperature determination are now needed to discriminate between both scenarios and conclude on the nature of the high-mass prestellar core candidate. Furthermore, the chemical and physical characteristics of the main high-mass cores of the region will be compared on a 500 au scale to decide on their evolutionary stage.

SCIENCE CATEGORY:	ISM, star formation and astrochemistry				
ESTIMATED 12M TIME:	4.8 h	ESTIMATED ACA TIME:	0.0 h	ESTIMATED NON-STANDARD MODE TIME (12-M):	0.0 h
INVESTIGATOR NAME(S): (in random order)	T. Nony, F. Motte, S. Bontemps, F. Louvet, J. Molet, F. Herpin, N. Brouillet, D. Despois, A. Gusdorf				
DUPLICATE OBSERVATION JUSTIFICATION:	There is no duplication with archival data and accepted programs at this angular resolution and spectral setup.				

REPRESENTATIVE SCIENCE GOALS (UP TO FIRST 30)

SCIENCE GOAL	POSITION	BAND	ANG.RES.(")	LAS.(")	ACA?	NON-STANDARD MODE
Science Goal	ICRS 18:47:46.1600, -01:54:33.300	6	0.150 - 0.100	0.500	N	N
Total # Science Goals : 1						

SCHEDULING TIME CONSTRAINTS	NONE	TIME ESTIMATES OVERRIDDEN ?	No
------------------------------------	------	------------------------------------	----

1 Scientific justification

Context: Understanding the formation and evolution of high-mass stars ($M > 8M_{\odot}$) is crucial in modern astrophysics since their energy budget towards the interstellar medium is the most important contribution coming from stars. With its high spatial resolution and high sensitivity, ALMA allows now to characterise the early phases of the cores in high-mass star forming regions further-away. Despite considerable observational efforts over the past 10 years, the very existence of high-mass prestellar cores remains a matter of debate. Whereas low-mass stars have clear distinct phases of evolution from prestellar cores to young stars, we do not know if a prestellar core phase also exists for high-mass stars. High-mass prestellar cores are the starting point of the turbulent core model that forms high-mass stars (e.g. McKee & Tan 2003), but they do not develop in more dynamical models (e.g. Smith et al. 2009, Vazquez-Semadeni et al. 2017) including the competitive accretion model (e.g. Bonnell & Bate 2006). Only five prestellar candidates have been reported so far and their status is often unclear (see Motte, Bontemps, Louvet 2018), especially because of a lack of resolution needed to investigate the fragmentation of these objects.

Previous work: Thanks to ALMA Cycles 2 and 3 data with an angular resolution of $0.5''$, we have recently identified **a new, excellent high-mass prestellar core candidate in the W43-MM1 hyper-massive filament**, located at a distance of 5.5 kpc (Nony et al. 2018, Molet et al. submitted). The region contains 131 massive cores with up to $\sim 100 M_{\odot}$ within ~ 2000 au, among which one high-mass ($60 M_{\odot}$) core (named core #6) that does not drive any outflow nor other typical signatures of star formation. In comparison to its protostellar core neighbour (core #3) which has the same size and mass and which displays a line forest, core #6 presents few emission lines in the spectra (see Figure 1). Nonetheless, in core #6 we have detected 17 molecules and isotopologues, among which are several complex organic molecules (COMs): methanol (CH_3OH and $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$), acetaldehyde (CH_3OCHO), methyl formate (CH_3OCHO) and dimethyl ether (CH_3OCH_3). These molecules are usually detected in hot cores where they are formed on grain mantles and then desorbed during the warm-up phase. However, the detection of these molecules in low-mass prestellar cores (Bacmann et al. 2012; Cernicharo et al. 2012; Vastel et al. 2014) shows that they can desorb even in cold, prestellar conditions.

Core #6 is therefore probably the best known candidate to be a true prestellar high-mass core at a ~ 2000 au scale, i.e. a direct precursor of a high-mass star. It is thus vital to further understand its nature in detail in order to directly constrain the high-mass star formation scenarios. The analysis of our molecular (COMs, C^{18}O , ^{13}CS , OCS) observations leads to two very interesting alternatives: (1) either the emission comes from a few unresolved hot corinos from low-mass protostars which are in the process of gathering mass from the core reservoir to build up (later) as a massive protostar (competitive accretion scenario); or (2) the core is actually monolithic and the molecular emission would come from the whole core without sub-fragmentation of the molecular and continuum emission. We propose here two complementary ways to discriminate these two possibilities: higher spatial resolution to probe sub-fragmentation in both continuum and molecular emission, and a more complete coverage of molecular lines to improve the temperature determination. Indeed in the case of several hot corinos, the temperature is expected to be larger than 80 K, while for a monolithic prestellar nature it is expected to be lower as desorption could be non-thermal as for low-mass prestellar cores. The obtained value so far is 60 ± 30 K for core #6. Furthermore there is still the possibility that we have missed a nascent outflow on a small scale. *The spatial resolution of the ALMA Cycles 2 and 3 data of $0.5''$ (~ 2400 au) does not allow to distinguish between these scenarios.*

2 Proposed observations

ALMA configuration: We need now a higher spatial resolution to determine the size of core #6, which can be achieved with a *synthesized beam of 0.1" (~ 500 au)*. The minimum size compatible with our observations is 500 au, otherwise the lines would saturate because of optical thickness, which was not observed. Determining the shape of the core is also important since a flattening may suggest a prestellar nature (see e.g. André et al. 2000).

A large spectral bandwidth is also necessary to detect several transitions of the molecules and thus better constrain the temperature and the abundances of the detected molecules, in order to characterise the chemistry of this unique object and pave the way for a more complete modelling. Too few transitions were detected in the Cycles 2 and 3 data which covers a total bandwidth of 5 GHz. The mean line width of the lines toward core #6 is 3.5 km/s, so that we need a velocity resolution of 0.7 km/s to correctly fit the lines and use the line shapes to investigate the kinematics of the core and the envelope.

Immediate objectives : With a high spatial and spectral resolution, we can detect the matter falling towards the prestellar core candidate center or the presence of an accretion shock, which has not been observed so far. No bipolar outflows were detected for this core with the previous 0.5" resolution observations, but it is still possible for very nascent outflows to be revealed with a resolution of 0.1". Furthermore a rise of the abundances of several molecules (e.g. SO and H₂CO) around this core was pointed out by Molet et al. (submitted); with a higher angular resolution it will be possible to see if it results from an interaction between the massive core and the surrounding flow. We aim to observe:

- CH₃CN which is a tracer of temperature as several lines of different E_u are close.
- CH₃OH and O-bearing complex molecules, like acetaldehyde and methyl formate, which are already clearly detected in Cycles 2 and 3 data, to investigate their distribution in comparison to the continuum emission. For example, an enhancement away from the dust peak is observed in some low-mass prestellar cores, which gives constraints on the temperature and the formation of COMs (e.g. Vasyunin et al. 2017).
- Sulfur-bearing molecules (CS and OCS and their isotopologues, H₂CS, SO₂). SO₂ is enhanced in hot cores and hot corinos and its detection would be a sign of the beginning of an outflow. Sulfur chemistry can also be used as a star formation clock depending on the physical conditions (e.g. Wakelam et al. 2011).

The frequency range we have chosen, between 238.0 and 252.5 GHz, includes several lines of the molecules desired. We have simulated the expected spectrum for core #6 depending on the extreme cases considered and based on the results of our previous study (see Figure 2). The IRAM 30m spectrum of W43-MM1 is shown as a reference in panel a) but it is dominated by the emission of the much brighter main sources of the region, cores #1 and #4, which are hot cores. *In the case of a warm source at 80 K with a size of 500 au (spectrum b)*, with a sensitivity of 3 K, we should detect at more than 3σ at least 20 lines of CH₃OH with E_{up} from 35 to 178 K and possibly ¹³CH₃OH lines, the OCS(20-19) line, the CS(5-4) line and its isotopologue C³⁴S, as well as several transitions of acetaldehyde, methyl formate and dimethyl ether. *In the case of a colder, but larger source (spectrum c)*, most of the lines should also be detected but with a lower signal to noise ratio. ¹³CH₃CN and H₂C³⁴S have been detected toward the protostellar core #3 with Cycle 2 data. Considering the mean abundance ratio with core #6, we expect to detect 4 transitions of CH₃CN and 2 of H₂CS. Five SO₂ transitions with $E_{up} = 24-94$ K are also present in the bandwidth. **The observed spectrum will allow to discriminate between both scenarios and decide on the prestellar nature of core**

#6. With a sufficient number of molecular lines from different species, the radiative transfer results will be compared to the output of shock models (if we detect large line profiles or shock tracers) and of a detailed chemical model using the gas-grain chemical code Nautilus (Ruaud et al. 2016).

The field of view will allow to observe the other main continuum cores of W43-MM1. As the high sensitivity and the numerous cores present in the field of view make the identification of line-free channels difficult, we have developed an effective method, based on the density distribution of the channel intensities on each pixel, to determine the continuum. The continuum map at 1.3 mm deduced from the proposed observations will complement the 3mm data with the same spatial resolution of our joint proposal (n°2019.1.00502.S, PI: F. Louvet), in order to resolve the cores with an angular resolution of $0.1''$ and define the nature of the main high-mass cores in the rich W43-MM1 protocluster. We will thus be able **to compare the chemical and physical characteristics on a 500 au scale of the different high-mass cores at different evolutionary stage, in particular cores #3 and #6, and to unveil the nature of core #6.**

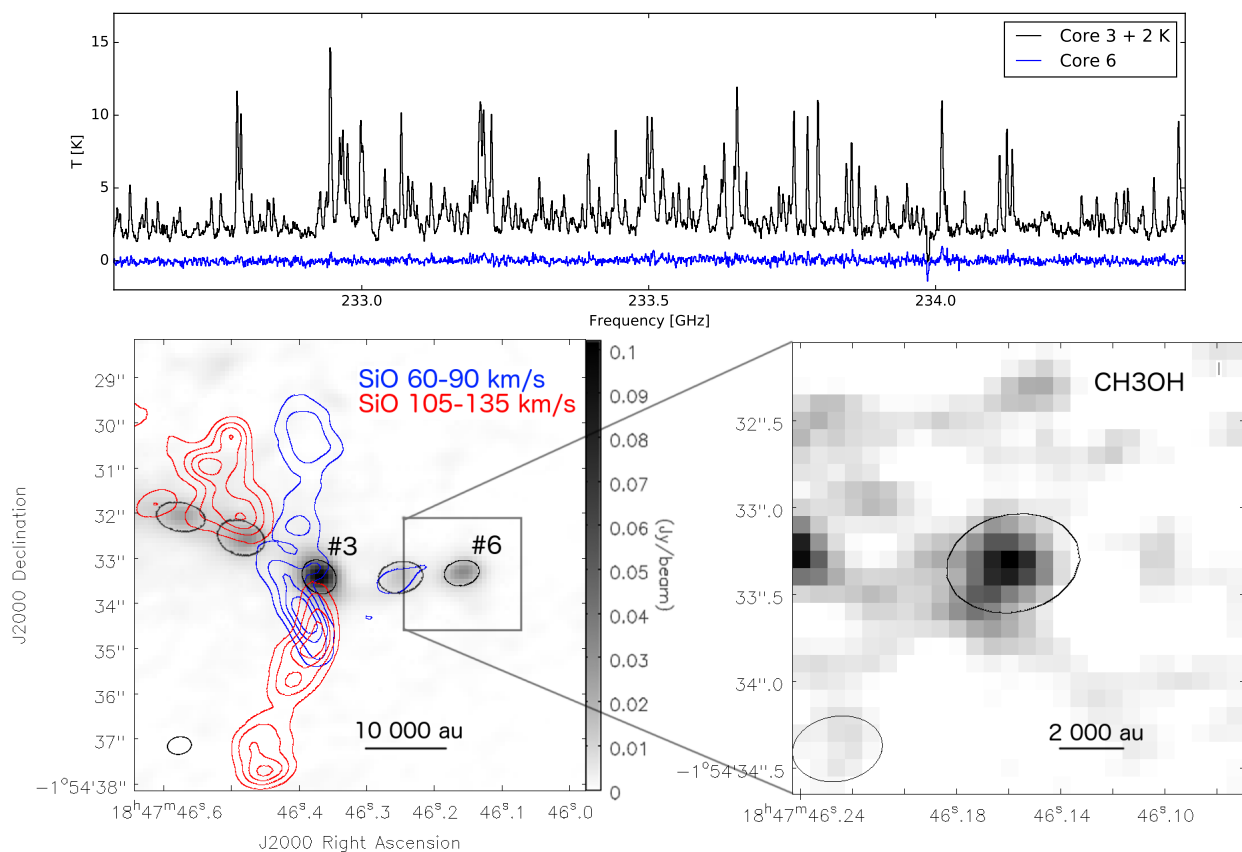


Figure 1: **Upper:** Spectra observed during Cycle 2 on a 1.9 GHz band. Core #3 stands out with a rich line forest, whereas very few lines are observed toward core #6. **Lower Left:** Cycle 2 1.3 mm continuum map (grey scale) obtained with a resolution of $0.5''$. Five high-mass cores are identified, among them cores #3 and #6 which have the same size and mass. The blue and red contours show the outflows traced by the SiO(5-4) emission. While core #3 drives a well-developed outflow, no outflow is visible for core #6. **Lower Right:** Zoom on the prestellar core candidate core #6. The grey-scale map is the integrated intensity map of the methanol and the black contour represents the continuum core (50% of the maximum). The size of the methanol emission and the continuum core is the size of the beam (ellipse in the bottom left corner).

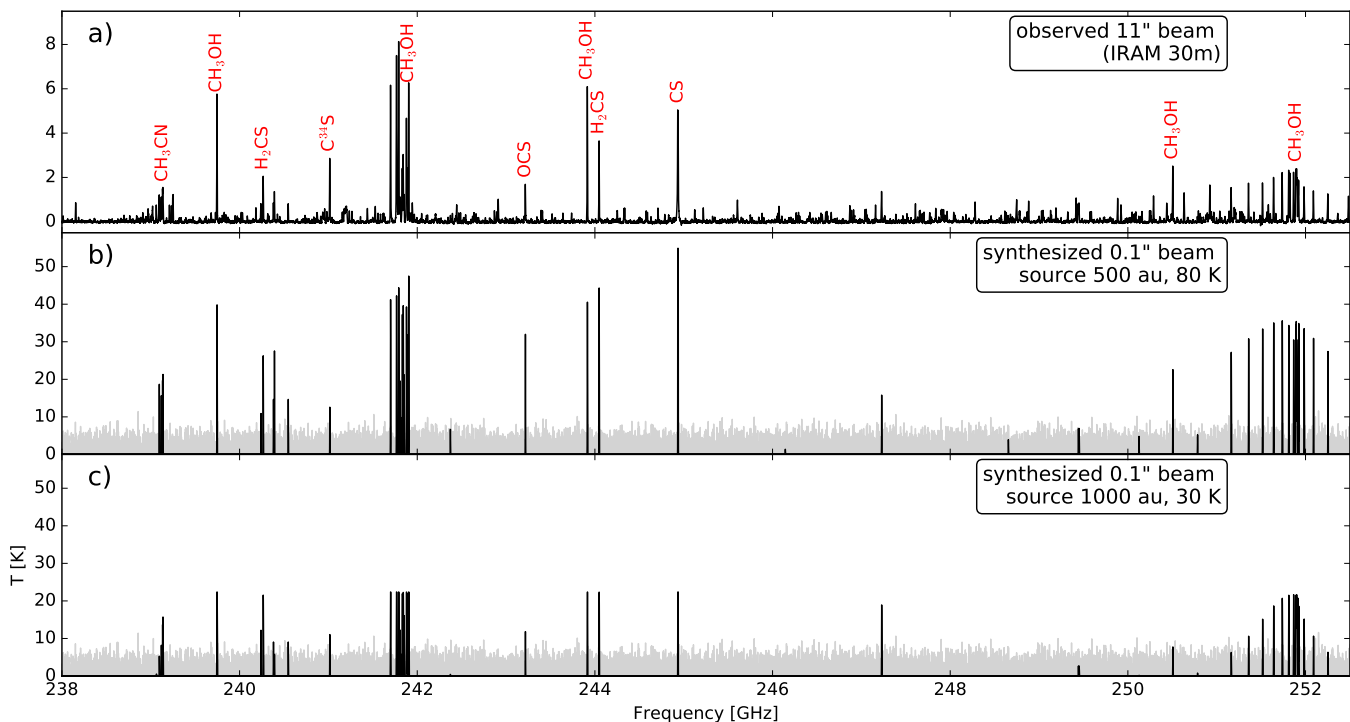


Figure 2: **a)** IRAM 30m spectrum of W43-MM1 (resolution of 11"). It is only used here as a reference because the emission comes from the main cores, cores #1 and #4. The molecules associated to the strongest lines are labeled in red. **b)** Synthetic spectrum of CH_3OH , CS , C^{34}S , OCS , H_2CS and CH_3CN assuming for core #6 a size of 500 au and a temperature of 80 K, observed with an ALMA resolution of 0.1". The column densities are estimated from the Cycles 2 and 3 data. The $1\sigma=3\text{K}$ noise is represented in grey. **c)** Same synthetic spectrum, but for a size source of 1000 au and a temperature of 30 K.

References

- André, P. et al. 2000, Protostars and Planets IV, 59
- Bacmann, A. et al. 2012, A&A, 541, L12
- Bonnell, I. A. & Bate, M. R. 2006, MNRAS, 370, 488
- Cernicharo, J. et al. 2012, ApJ, 759, L43
- Louvet, F. et al. 2016, A&A, 595, A122
- McKee, C. F. & Tan, J. C. 2003, ApJ, 585, 850
- Molet, J. et al. submitted
- Motte, F. et al. 2018, ARA&A, 56, 41
- Nony, T. et al. 2018, A&A, 618, L5
- Ruaud, M. et al. 2016, MNRAS, 459, 3756
- Smith, R. J. et al. 2009, MNRAS, 400, 1775
- Vastel, C. et al. 2014, ApJ, 795, L2
- Vasyunin, A. I. et al. 2017, ApJ, 842, 33
- Vázquez-Semadeni, E. et al. 2017, MNRAS, 467, 1313
- Wakelam, V. et al. 2011, A&A, 529, A112

2019.1.01481.S

SG : 1 of 1 Science Goal Band 6

Science Goal Parameters

Ang.Res.	LAS	Requested RMS	RMS Bandwidth	Rep.Freq.	Cont. RMS	Cont. Bandwidth	Poln.Prod.	Non-standard mode
0.1500" - 0.1000"	0.5"	3.321 mJy, 3 K	710 m/s, 580.9 kHz	245.266000 GHz	16.024 μ Jy, 14.5 mK-32.6 mK	14.531 GHz	XX,YY	No

Use of 12m Array (43 antennas)

t_total(all configs)	t_science(C43-6)	t_total()	Imaged area	#12m pointing	12m Mosaic spacing	HPBW	t_per_point	Data Vol	Avg. Data Rate
4.8 h	2.0 h	0.0 h	7.9 "	1	offset	23.7 "	1796.0 s	285.0 GB	20.0 MB/s

Use of ACA 7m Array (10 antennas) and TP Array

t_total(ACA)	t_total(7m)	t_total(TP)	Imaged area	#7m pointing	7m Mosaic spacing	HPBW	t_per_point	Data Vol	Avg. Data Rate

Spectral Scan Setup

Start Frequency	END Frequency	Bandwidth	Resolution	Vel. Bandwidth	Vel. Resolution	Res. El. per FWHM	RMS
238.000 GHz	252.000 GHz	0.9375 GHz	0.488 MHz	1146 km/s	0.597 km/s	5.9	2.53 mJy, 5.2 K

1 Target

Expected Source Properties

	Peak Flux	SNR	Linewidth	RMS (over 1/3 linewidth)	linewidth / bandwidth used for sensitivity	Pol.	Pol. SNR
Line	6.00 mJy	3.0	4 km/s	1.98 mJy, 4 K	4.93	0.0%	0.0
Continuum	30.00 mJy	1872.2				0.0%	0.0

Dynamic range (cont flux/line rms): 11.8

Spectral scan tunings (frequencies on Sky)

No.	Target	Ra,Dec (ICRS)	V_def,frame --OR--z
1	1-W43-MM1-6	18:47:46, -01:54:33	95.00 km/s,lsrk,RADIO

Tuning	Spw1(GHz)	Spw2(GHz)	Spw3(GHz)	Spw4(GHz)
1	238.468750	239.375000	240.281250	241.187500
2	242.093750	243.000000	243.906250	244.812500
3	245.718750	246.625000	247.531250	248.437500
4	249.343750	250.250000	251.156250	252.062500

Justification for requested RMS and resulting S/N (and for spectral lines the bandwidth selected) for the sensitivity ca...

From the molecular column densities and temperatures estimated from ALMA Cycle 2 data, we estimate that the weakest components we want to detect are the emission lines of CH₃CN, H₂CS and CS-34. With an RMS of 1.5 mJy, these lines will be detected at least at 3sigma in a 0.1" beam in both scenarios considered for core 6 (see Figure 2). The methanol lines are expected to be bright and will be detected with more than 5sigma. The other complex molecules emission is fainter, if necessary we will smooth the lines to 1.2 km/s. The bandwidth used for the sensitivity calculation is 0.7 km/s which will be sufficient to fit the lines which are about 3 km/s large.

Justification of the chosen angular resolution and largest angular scale for the source(s) in this Science Goal.

The aim of the proposal is to determine the size of core 6 and to investigate potential fragmentation with respect to our previous 0.5" resolution observations. From our previous study we estimate the size of the core to be lower than 0.5" (2400au) but at least 0.1" (500au), so that we require 0.1" angular resolution.

Justification of the correlator set-up with particular reference to the number of spectral resolution elements per line ..

We need a large bandwidth to detect sufficient transitions of the selected molecules. The correlator set-up has been chosen to observe all the desired lines within a 14.5 GHz bandwidth. A velocity resolution of 0.7 km/s will be sufficient to perform fits to the lines of mean linewidth of 3.5 km/s.

Glossaire

2SB *Dual SideBand.*
ACA *Atacama Compact Array.*
ALMA *Atacama Large Millimeter/submillimeter Array.*
BLC *BaseLine Correlator.*
CASA *Common Astronomy Software Applications package.*
CDMS *Cologne Database for Molecular Spectroscopy.*
CMB *Cosmic Microwave Background.*
CMF *Core Mass Function.*
COMs *Complex Organic Molecules.*
cSCM *corrected Sigma-Clipping Method.*
Dec. *Declinaison.*
EHT *Event Horizon Telescope.*
EMIR *Eight Mixer Receiver.*
ESA *European Space Agency.*
ETL *Equilibre Thermodynamique Local.*
FAST *Five-hundred-meter Aperture Spherical Radio Telescope.*
FDM *Frequency Division Mode.*
FFT *Fast Fourier Transform.*
FHSC *First HydroStatic Core.*
FTS *Fast Fourier Transform Spectrometer.*
GBT *Green Bank Telescope.*
GME *Gaussienne Modifiée Exponentiellement.*
HERA *HEterodyne Receiver Array.*
HPBW *Half-Power Beam Width.*
ICRS *International Celestial Reference System.*
IF *Intermediate Frequency.*
IMF *Initial Mass Function.*
IR *infrarouge.*
IRAM *Institut de Radioastronomie Millimétrique.*
IRDC *Infrared Dark Clouds.*
JPL *Jet Propulsion Laboratory.*
KDE *Kernel Density Estimation.*
KIDA *KInetic Database for Astrochemistry.*
LAMDA *Leiden Atomic and Molecular DAtabase.*
LO *Local Oscillator.*
LSB *Lower SideBand.*

LSR *Local Standard of Rest.*
LVG *Large Velocity Gradient.*
MHD *MagnétoHydroDynamiques.*
MIS *Milieu Interstellaire.*
MS *Measurement Set.*
NIST *National Institute of Standards and Technology.*
PAHs *Polycyclic Aromatic Hydrocarbons.*
PSF *Point Spread Function.*
PV *Position-Vitesse.*
PWV *Precipitable Water Vapor.*
R.A. *Right Ascension.*
RF *Radio Frequency.*
SFR *Star Formation Rate.*
TP *Total Power.*
USB *Upper SideBand.*
UV *ultraviolet.*
VESPA *VErsatile Spectrometric and Polarimetric Array.*
VLBI *Very Long Baseline Interferometry.*
VLT *Very Large Telescope.*
W-R *Wolf-Rayet.*
WILMA *WIdeband Line Multiple Autocorrelator.*
YSOs *Young Stellar Objects.*

Liste des Symboles et Unités

Symboles

Les unités mentionnées sont celles utilisées dans ce manuscrit.

A_{ul}, B_{ul}	coefficient d'Einstein	$s^{-1}, J^{-1} m^3 s^{-2}$
A_X	abondance	
b	ligne de base	m
B_{eff}	<i>main beam efficiency</i>	
C_τ	facteur d'opacité	
D	diamètre d'antenne	m
E	énergie ($h\nu/k$)	K
F_{eff}	<i>forward efficiency</i>	
g	dégénérescence	
I	brillance	Jy
M	masse	M_\odot
n	densité volumique	cm^{-3}
N	densité de colonne	cm^{-2}
r	rayon	au, ou m (SI)
S	densité de flux	Jy beam $^{-1}$
T	température	K
v	vitesse	km s $^{-1}$
W	flux intégré	K km s $^{-1}$
θ	taille angulaire	arcsec
λ	longueur d'onde	mm
ν	fréquence	GHz
τ	épaisseur optique	
Ω	angle solide	arcsec 2

Constantes et Unités

c	vitesse de la lumière	$2,99792458 \times 10^8$ m s $^{-1}$
h	constante de Planck	$6,62607 \times 10^{-34}$ m 2 kg s $^{-1}$
k	constante de Boltzmann	$1,38065 \times 10^{-23}$ m 2 kg s $^{-2}$ K $^{-1}$
"	seconde d'arc	1/3600 $^\circ$
au	<i>astronomical unit</i>	$1,49598 \times 10^{11}$ m
eV	electron-Volt	$1,602177 \times 10^{-19}$ J
G	Gauss	10^{-4} kg s $^{-2}$ A $^{-1}$
Jy	Jansky	10^{-26} W m $^{-2}$ Hz $^{-1}$
m_H	masse de l'hydrogène	$1,67372 \times 10^{-27}$ kg
M_\odot	masse solaire	$11,989 \times 10^{30}$ kg
pc	parsec	$3,0857 \times 10^{16}$ m

Bibliographie

- P. André, D. Ward-Thompson, and M. Barsony. From Prestellar Cores to Protostars : the Initial Conditions of Star Formation. In V. Mannings, A. P. Boss, and S. S. Russell, editors, *Protostars and Planets IV*, page 59, May 2000.
- P. André, J. Di Francesco, D. Ward-Thompson, S. I. Inutsuka, R. E. Pudritz, and J. E. Pineda. From Filamentary Networks to Dense Cores in Molecular Clouds : Toward a New Paradigm for Star Formation. In Henrik Beuther, Ralf S. Klessen, Cornelis P. Dullemond, and Thomas Henning, editors, *Protostars and Planets VI*, page 27, Jan 2014. doi : 10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch002.
- D. Arzoumanian, Ph. André, P. Didelon, V. Könyves, N. Schneider, A. Men'shchikov, T. Sousbie, A. Zavagno, S. Bontemps, J. di Francesco, M. Griffin, M. Hennemann, T. Hill, J. Kirk, P. Martin, V. Minier, S. Molinari, F. Motte, N. Peretto, S. Pezzuto, L. Spinoglio, D. Ward-Thompson, G. White, and C. D. Wilson. Characterizing interstellar filaments with Herschel in IC 5146. *A&A*, 529 :L6, May 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201116596.
- J. Askne, B. Hoglund, A. Hjalmarsen, and W. M. Irvine. Methyl acetylene as a temperature probe in molecular clouds. *A&A*, 130 :311–318, Jan 1984.
- L. W. Avery. Radio and millimetre observations of larger molecules. In M. S. Vardya and S. P. Tarafdar, editors, *Astrochemistry*, volume 120 of *IAU Symposium*, pages 187–196, 1987.
- N. Bastian, K. R. Covey, and M. R. Meyer. A Universal Stellar Initial Mass Function? A Critical Look at Variations. *ARA&A*, 48 :339–389, September 2010. doi : 10.1146/annurev-astro-082708-101642.
- A. Belloche, R. T. Garrod, H. S. P. Müller, K. M. Menten, C. Comito, and P. Schilke. Increased complexity in interstellar chemistry : detection and chemical modeling of ethyl formate and n-propyl cyanide in Sagittarius B2(N). *A&A*, 499(1) :215–232, May 2009. doi : 10.1051/0004-6361/200811550.
- A. Belloche, H. S. P. Müller, K. M. Menten, P. Schilke, and C. Comito. Complex organic molecules in the interstellar medium : IRAM 30 m line survey of Sagittarius B2(N) and (M). *A&A*, 559 :A47, Nov 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201321096.
- A. Belloche, R. T. Garrod, H. S. P. Müller, and K. M. Menten. EMOCA : Exploring Molecular Complexity with ALMA. In D. Iono, K. Tatematsu, A. Wootten, and L. Testi, editors, *Revolution in Astronomy with ALMA : The Third Year*, volume 499 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 181, Dec 2015.
- A. Belloche, R. T. Garrod, H. S. P. Müller, K. M. Menten, I. Medvedev, J. Thomas, and Z. Kisiel. Re-exploring Molecular Complexity with ALMA (ReMoCA) : interstellar detection of urea. *A&A*, 628 :A10, Aug 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201935428.
- Arnaud Belloche. Exploring molecular complexity in the galactic center with alma. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 13(S332) :383–394, Mar 2017. ISSN 1743-9221. doi : 10.1017/s1743921317007815. URL <http://dx.doi.org/10.1017/S1743921317007815>.

- Arnaud Belloche, Robin T. Garrod, Holger S. P. Müller, and Karl M. Menten. Detection of a branched alkyl molecule in the interstellar medium : iso-propyl cyanide. *Science*, 345(6204) : 1584–1587, Sep 2014. doi : 10.1126/science.1256678.
- F. Biraud and Nguyen-Quang-Rieu. *Radioastronomie*. Les Techniques de l'Ingénieur, 1994. E6850.
- I. A. Bonnell and M. R. Bate. Star formation through gravitational collapse and competitive accretion. *MNRAS*, 370 :488–494, July 2006. doi : 10.1111/j.1365-2966.2006.10495.x.
- I. A. Bonnell, M. R. Bate, C. J. Clarke, and J. E. Pringle. Accretion and the stellar mass spectrum in small clusters. *MNRAS*, 285(1) :201–208, Feb 1997. doi : 10.1093/mnras/285.1.201.
- I. A. Bonnell, M. R. Bate, C. J. Clarke, and J. E. Pringle. Competitive accretion in embedded stellar clusters. *MNRAS*, 323(4) :785–794, May 2001. doi : 10.1046/j.1365-8711.2001.04270.x.
- Ian A. Bonnell and Matthew R. Bate. Accretion in stellar clusters and the collisional formation of massive stars. *MNRAS*, 336(2) :659–669, Oct 2002. doi : 10.1046/j.1365-8711.2002.05794.x.
- Ian A. Bonnell, Matthew R. Bate, and Hans Zinnecker. On the formation of massive stars. *MNRAS*, 298(1) :93–102, Jul 1998. doi : 10.1046/j.1365-8711.1998.01590.x.
- S. Bontemps, F. Motte, T. Csengeri, and N. Schneider. Fragmentation and mass segregation in the massive dense cores of Cygnus X. *A&A*, 524 :A18, December 2010. doi : 10.1051/0004-6361/200913286.
- R. N. Bracewell and J. A. Roberts. Aerial Smoothing in Radio Astronomy. *Australian Journal of Physics*, 7 :615, Dec 1954. doi : 10.1071/PH540615.
- D. S. Briggs. *High Fidelity Deconvolution of Moderately Resolved Sources*. PhD thesis, New Mexico Institute of Mining and Technology, 1995. Chapter 3, <http://www.aoc.nrao.edu/dissertations/dbriggs>.
- Crystal L. Brogan, Todd R. Hunter, and Ed B. Fomalont. Advanced Gain Calibration Techniques in Radio Interferometry. *arXiv e-prints*, art. arXiv :1805.05266, May 2018.
- N. Brouillet, D. Despois, X. H. Lu, A. Baudry, J. Cernicharo, D. Bockelée-Morvan, J. Crovisier, and N. Biver. Antifreeze in the hot core of Orion. First detection of ethylene glycol in Orion-KL. *A&A*, 576 :A129, Apr 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201424588.
- M. Carvajal, C. Favre, I. Kleiner, C. Ceccarelli, E. A. Bergin, and D. Fedele. Impact of nonconvergence and various approximations of the partition function on the molecular column densities in the interstellar medium. *A&A*, 627 :A65, Jul 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201935469.
- S. Cazaux, A. G. G. M. Tielens, C. Ceccarelli, A. Castets, V. Wakelam, E. Caux, B. Parise, and D. Teyssier. The Hot Core around the Low-mass Protostar IRAS 16293-2422 : Scoundrels Rule! *ApJ*, 593 :L51–L55, August 2003. doi : 10.1086/378038.
- C. Ceccarelli. The Hot Corinos of Solar Type Protostars. In D. Johnstone, F. C. Adams, D. N. C. Lin, D. A. Neufeld, and E. C. Ostriker, editors, *Star Formation in the Interstellar Medium : In Honor of David Hollenbach*, volume 323 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 195, December 2004.
- A. C. Cheung, D. M. Rank, C. H. Townes, D. D. Thornton, and W. J. Welch. Detection of Water in Interstellar Regions by its Microwave Radiation. *Nature*, 221(5181) :626–628, Feb 1969. doi : 10.1038/221626a0.
- Y.-N. Chin, C. Henkel, J. B. Whiteoak, N. Langer, and E. B. Churchwell. Interstellar sulfur isotopes and stellar oxygen burning. *A&A*, 305 :960, January 1996.

- D. D. Clayton and L. R. Nittler. Presolar Stardust Grains. *Origin and Evolution of the Elements*, page 297, 2004.
- Paulo C. Cortes, Josep M. Girart, Charles L. H. Hull, Tirupati K. Sridharan, Fabien Louvet, Richard Plambeck, Zhi-Yun Li, Richard M. Crutcher, and Shih-Ping Lai. Interferometric Mapping of Magnetic Fields : The ALMA View of the Massive Star-forming Clump W43-MM1. *ApJ*, 825(1) :L15, Jul 2016. doi : 10.3847/2041-8205/825/1/L15.
- A. Crapsi, P. Caselli, M. C. Walmsley, and M. Tafalla. Observing the gas temperature drop in the high-density nucleus of L 1544. *A&A*, 470(1) :221–230, Jul 2007. doi : 10.1051/0004-6361:20077613.
- C. J. Cyganowski, C. L. Brogan, T. R. Hunter, D. Graninger, K. I. Öberg, A. Vasyunin, Q. Zhang, R. Friesen, and S. Schnee. G11.92-0.61-MM2 : A Bonafide Massive Prestellar Core ? *ApJ*, 796 : L2, November 2014. doi : 10.1088/2041-8205/796/1/L2.
- W. J. G. de Blok, F. Walter, E. Brinks, M. D. Thornley, and Jr. Kennicutt, R. C. First Results from THINGS : The HI Nearby Galaxy Survey. In Anthony P. Fairall and Patrick A. Woudt, editors, *Nearby Large-Scale Structures and the Zone of Avoidance*, volume 329 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 265, Jun 2005.
- J. M. de Buizer. *A Mid-Infrared Imaging Survey of Star Forming Regions Containing Methanol and Water Maser Emission*. PhD thesis, Department of Astronomy, University of Florida, Gainesville, FL 32611, Aug 2000.
- A. Duarte-Cabral, S. Bontemps, F. Motte, M. Hennemann, N. Schneider, and Ph. André. CO outflows from high-mass Class 0 protostars in Cygnus-X. *A&A*, 558 :A125, Oct 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201321393.
- A. Duarte-Cabral, S. Bontemps, F. Motte, A. Gusdorf, T. Csengeri, N. Schneider, and F. Louvet. SiO emission from low- and high-velocity shocks in Cygnus-X massive dense clumps. *A&A*, 570 :A1, October 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201423677.
- Jr. Dunham, T. Interstellar Neutral Potassium and Neutral Calcium. *PASP*, 49(287) :26–28, Feb 1937. doi : 10.1086/124759.
- Albert Einstein. Strahlungs-Emission und Absorption nach der Quantentheorie. *Deutsche Physikalische Gesellschaft*, 18 :318–323, Jan 1916.
- Christian P. Endres, Stephan Schlemmer, Peter Schilke, Jürgen Stutzki, and Holger S. P. Müller. The Cologne Database for Molecular Spectroscopy, CDMS, in the Virtual Atomic and Molecular Data Centre, VAMDC. *Journal of Molecular Spectroscopy*, 327 :95–104, Sep 2016. doi : 10.1016/j.jms.2016.03.005.
- Event Horizon Telescope Collaboration, Kazunori Akiyama, Antxon Alberdi, Walter Alef, Keiichi Asada, Rebecca Azulay, Anne-Kathrin Baczko, David Ball, Mislav Baloković, and John Barrett. First M87 Event Horizon Telescope Results. I. The Shadow of the Supermassive Black Hole. *ApJ*, 875(1) :L1, Apr 2019. doi : 10.3847/2041-8213/ab0ec7.
- C. Favre, D. Despois, N. Brouillet, A. Baudry, F. Combes, M. Guélin, A. Wootten, and G. Włodarczyk. HCOOCH₃ as a probe of temperature and structure in Orion-KL. *A&A*, 532 :A32, Aug 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201015345.
- S. Fechtenbaum. *Initial conditions for the formation of massive stars : Astrochemistry of the proto-star CygX-N63*. PhD thesis, University of Bordeaux, November 2015.
- F. Fontani, A. Palau, P. Caselli, Á. Sánchez-Monge, M. J. Butler, J. C. Tan, I. Jiménez-Serra, G. Busquet, S. Leurini, and M. Audard. Deuteration as an evolutionary tracer in massive-star formation. *A&A*, 529 :L7, May 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201116631.

- M. Galametz, A. J. Maury, V. Valdivia, L. Testi, A. Belloche, and Ph. André. Low dust emissivities and radial variations in the envelopes of Class 0 protostars : possible signature of early grain growth. *A&A*, 632 :A5, Dec 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201936342.
- Robin T. Garrod and Susanna L. Widicus Weaver. Simulations of hot-core chemistry. *Chemical Reviews*, 113(12) :8939–8960, September 2013. doi : 10.1021/cr400147g. URL <https://doi.org/10.1021/cr400147g>.
- T. Gerner, H. Beuther, D. Semenov, H. Linz, T. Vasyunina, S. Bihr, Y. L. Shirley, and T. Henning. Chemical evolution in the early phases of massive star formation. I. *A&A*, 563 :A97, March 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201322541.
- T. Gerner, Y. L. Shirley, H. Beuther, D. Semenov, H. Linz, T. Albertsson, and Th. Henning. Chemical evolution in the early phases of massive star formation. II. Deuteration. *A&A*, 579 :A80, Jul 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201423989.
- Adam Ginsburg, Ciriaco Goddi, J. M. Diederik Kruijssen, John Bally, Rowan Smith, Roberto Galván-Madrid, Elisabeth A. C. Mills, Ke Wang, James E. Dale, Jeremy Darling, Erik Rosolowsky, Robert Loughnane, Leonardo Testi, and Nate Bastian. Thermal Feedback in the High-mass Star- and Cluster-forming Region W51. *ApJ*, 842(2) :92, Jun 2017. doi : 10.3847/1538-4357/aa6bfa.
- Paul F. Goldsmith, Dariusz C. Lis, Richard Hills, and Joan Lasenby. High Angular Resolution Submillimeter Observations of Sagittarius B2. *ApJ*, 350 :186, Feb 1990. doi : 10.1086/168372.
- A. Greve, C. Kramer, and W. Wild. The beam pattern of the IRAM 30-m telescope. (a reflector with several surface error distributions). *A&AS*, 133 :271–284, Dec 1998. doi : 10.1051/aas:1998454.
- E. Grushka. Characterization of exponentially modified gaussian peaks in chromatography. *Analytical Chemistry*, 44 :1733–1738, sept. 1972.
- D. Guszejnov and P. F. Hopkins. Mapping the core mass function to the initial mass function. *MNRAS*, 450 :4137–4149, July 2015. doi : 10.1093/mnras/stv872.
- A. Hacar, M. Tafalla, J. Kauffmann, and A. Kovács. Cores, filaments, and bundles : hierarchical core formation in the L1495/B213 Taurus region. *A&A*, 554 :A55, Jun 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201220090.
- J. Harris and B. Kasemo. On precursor mechanisms for surface reactions. *Surface Science*, 105 (2-3) :L281–L287, April 1981. doi : 10.1016/0039-6028(81)90004-2. URL [https://doi.org/10.1016/0039-6028\(81\)90004-2](https://doi.org/10.1016/0039-6028(81)90004-2).
- Marijke Haverkorn and Steven R. Spangler. Plasma Diagnostics of the Interstellar Medium with Radio Astronomy. *Space Sci. Rev.*, 178(2-4) :483–511, Oct 2013. doi : 10.1007/s11214-013-0014-6.
- F. Herpin, M. Marseille, V. Wakelam, S. Bontemps, and D. C. Lis. S-bearing molecules in massive dense cores. *A&A*, 504(3) :853–867, Sep 2009. doi : 10.1051/0004-6361/200811257.
- F. Herpin, L. Chavarría, F. van der Tak, F. Wyrowski, E. F. van Dishoeck, T. Jacq, J. Braine, A. Baudry, S. Bontemps, and L. Kristensen. The massive protostar W43-MM1 as seen by Herschel-HIFI water spectra : high turbulence and accretion luminosity. *A&A*, 542 :A76, Jun 2012. doi : 10.1051/0004-6361/201118413.
- F. Herpin, L. Chavarría, T. Jacq, J. Braine, F. van der Tak, F. Wyrowski, E. F. van Dishoeck, A. Baudry, S. Bontemps, L. Kristensen, M. Schmalzl, and J. Mata. Herschel-HIFI view of mid-IR quiet massive protostellar objects. *A&A*, 587 :A139, Mar 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201527786.

- T. Hill, F. Motte, P. Didelon, S. Bontemps, V. Minier, M. Hennemann, N. Schneider, Ph. André, A. Men'shchikov, L. D. Anderson, D. Arzoumanian, J. P. Bernard, J. di Francesco, D. Elia, T. Giannini, M. J. Griffin, V. Könyves, J. Kirk, A. P. Marston, P. G. Martin, S. Molinari, Q. Nguyen Luong, N. Peretto, S. Pezzuto, H. Roussel, M. Sauvage, T. Sousbie, L. Testi, D. Ward-Thompson, G. J. White, C. D. Wilson, and A. Zavagno. Filaments and ridges in Vela C revealed by Herschel : from low-mass to high-mass star-forming sites. *A&A*, 533 :A94, Sep 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201117315.
- W. A. Hiltner. Polarization of Radiation from Distant Stars by the Interstellar Medium. *Nature*, 163 :283, February 1949. doi : 10.1038/163283a0.
- J. A. Högbom. Aperture Synthesis with a Non-Regular Distribution of Interferometer Baselines. *A&AS*, 15 :417, Jun 1974.
- Shu-ichiro Inutsuka and Shoken M. Miyama. A Production Mechanism for Clusters of Dense Cores. *ApJ*, 480(2) :681–693, May 1997. doi : 10.1086/303982.
- J. H. Jeans. The Stability of a Spherical Nebula. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 199 :1–53, Jan 1902. doi : 10.1098/rsta.1902.0012.
- J. K. Jørgensen, M. H. D. van der Wiel, A. Coutens, J. M. Lykke, H. S. P. Müller, E. F. van Dishoeck, H. Calcutt, P. Bjerkeli, T. L. Bourke, M. N. Drozdovskaya, C. Favre, E. C. Fayolle, R. T. Garrod, S. K. Jacobsen, K. I. Öberg, M. V. Persson, and S. F. Wampfler. The ALMA Protostellar Interferometric Line Survey (PILS). First results from an unbiased submillimeter wavelength line survey of the Class 0 protostellar binary IRAS 16293-2422 with ALMA. *A&A*, 595 :A117, November 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201628648.
- Yuri Kalambet. Reconstruction of exponentially modified functions. 2019. doi : 10.13140/RG.2.2.12482.84160. URL <http://rgdoi.net/10.13140/RG.2.2.12482.84160>.
- Yuri Kalambet, Yuri Kozmin, Ksenia Mikhailova, Igor Nagaev, and Pavel Tikhonov. Reconstruction of chromatographic peaks using the exponentially modified gaussian function. *Journal of Chemometrics*, 25(7) :352–356, February 2011. doi : 10.1002/cem.1343. URL <https://doi.org/10.1002/cem.1343>.
- S. V. Kalenskii, V. G. Promislov, A. V. Alakoz, A. Winnberg, and L. E. B. Johansson. Determination of Molecular Gas Properties Using Methyl Cyanide Lines. *Astronomy Reports*, 44(11) : 725–737, Nov 2000. doi : 10.1134/1.1320498.
- J. Kalvans. Modeling of subsurface ice mantle on interstellar dust grains with astrochemical code ALCHEMIC (research note). *arXiv e-prints*, August 2013.
- Ralf S. Klessen and Simon C. O. Glover. Physical processes in the interstellar medium, 2014.
- S. Kong, J. C. Tan, P. Caselli, F. Fontani, M. Liu, and M. J. Butler. A Hunt for Massive Starless Cores. *ApJ*, 834 :193, January 2017. doi : 10.3847/1538-4357/834/2/193.
- Shuo Kong, Paola Caselli, Jonathan C. Tan, Valentine Wakelam, and Olli Sipilä. The deuterium fractionation timescale in Dense cloud cores : A parameter space exploration. *The Astrophysical Journal*, 804(2) :98, May 2015. doi : 10.1088/0004-637x/804/2/98. URL <https://doi.org/10.1088/0004-637x/804/2/98>.
- Rolf Kuiper, Hubert Klahr, Henrik Beuther, and Thomas Henning. Circumventing the Radiation Pressure Barrier in the Formation of Massive Stars via Disk Accretion. *ApJ*, 722(2) :1556–1576, Oct 2010. doi : 10.1088/0004-637X/722/2/1556.
- Charles J. Lada. The Formation of Low Mass Stars : An Observational Overview. In Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis, editors, *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, volume 540, page 143, Jan 1999.

- Richard B. Larson. Numerical calculations of the dynamics of collapsing proto-star. *MNRAS*, 145 :271, Jan 1969. doi : 10.1093/mnras/145.3.271.
- Jeong-Eun Lee, Edwin A. Bergin, and II Evans, Neal J. Evolution of Chemistry and Molecular Line Profiles during Protostellar Collapse. *ApJ*, 617(1) :360–383, Dec 2004. doi : 10.1086/425153.
- James Lequeux. *The Interstellar Medium*. Springer Berlin Heidelberg, 2005. doi : 10.1007/b137959.
- Jeffrey L. Linsky, Bruce T. Draine, H. W. Moos, Edward B. Jenkins, Brian E. Wood, Cristina Oliveira, William P. Blair, Scott D. Friedman, Cecile Gry, and David Knauth. What Is the Total Deuterium Abundance in the Local Galactic Disk ? *ApJ*, 647(2) :1106–1124, Aug 2006. doi : 10.1086/505556.
- F. Louvet. Review on high-mass star formation. In *SF2A-2018 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, pages 311–317, December 2018.
- F. Louvet, F. Motte, P. Hennebelle, A. Maury, I. Bonnell, S. Bontemps, A. Gusdorf, T. Hill, F. Gueth, N. Peretto, A. Duarte-Cabral, G. Stephan, P. Schilke, T. Csengeri, Q. Nguyen Luong, and D. C. Lis. The W43-MM1 mini-starburst ridge, a test for star formation efficiency models. *A&A*, 570 :A15, October 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201423603.
- F. Louvet, F. Motte, A. Gusdorf, Q. Nguyễn Luong, P. Lesaffre, A. Duarte-Cabral, A. Maury, N. Schneider, T. Hill, P. Schilke, and F. Gueth. Tracing extended low-velocity shocks through SiO emission. Case study of the W43-MM1 ridge. *A&A*, 595 :A122, November 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201629077.
- Frank J. Lovas. NIST recommended rest frequencies for observed interstellar molecular microwave transitions—2002 revision. *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 33(1) :177–355, March 2004. doi : 10.1063/1.1633275. URL <https://doi.org/10.1063/1.1633275>.
- K. A. Marsh, A. P. Whitworth, and O. Lomax. Temperature as a third dimension in column-density mapping of dusty astrophysical structures associated with star formation. *MNRAS*, 454(4) :4282–4292, Dec 2015. doi : 10.1093/mnras/stv2248.
- A. J. Maury, J. M. Girart, Q. Zhang, P. Hennebelle, E. Keto, R. Rao, S. P. Lai, N. Ohashi, and M. Galametz. Magnetically regulated collapse in the B335 protostar ? I. ALMA observations of the polarized dust emission. *MNRAS*, 477(2) :2760–2765, Jun 2018. doi : 10.1093/mnras/sty574.
- Brett A. McGuire. 2018 Census of Interstellar, Circumstellar, Extragalactic, Protoplanetary Disk, and Exoplanetary Molecules. *ApJS*, 239(2) :17, Dec 2018. doi : 10.3847/1538-4365/aae5d2.
- C. F. McKee and J. P. Ostriker. A theory of the interstellar medium - Three components regulated by supernova explosions in an inhomogeneous substrate. *ApJ*, 218 :148–169, November 1977. doi : 10.1086/155667.
- C. F. McKee and J. C. Tan. The Formation of Massive Stars from Turbulent Cores. *ApJ*, 585 :850–871, March 2003. doi : 10.1086/346149.
- S. N. Milam, C. Savage, M. A. Brewster, L. M. Ziurys, and S. Wyckoff. The $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ Isotope Gradient Derived from Millimeter Transitions of CN : The Case for Galactic Chemical Evolution. *ApJ*, 634 :1126–1132, December 2005. doi : 10.1086/497123.
- V. Minier, S. P. Ellingsen, R. P. Norris, and R. S. Booth. The protostellar mass limit for 6.7 GHz methanol masers. I. A low-mass YSO survey. *A&A*, 403 :1095–1100, Jun 2003. doi : 10.1051/0004-6361:20030465.

- J. Molet, N. Brouillet, T. Nony, A. Gusdorf, F. Motte, D. Despois, F. Louvet, S. Bontemps, and F. Herpin. Molecular analysis of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1. *A&A*, 626 :A132, Jun 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201935497.
- M. Morris, P. Palmer, and B. Zuckerman. Hot ammonia in Orion. *ApJ*, 237 :1–8, April 1980. doi : 10.1086/157837.
- F. Motte, P. Schilke, and D. C. Lis. From Massive Protostars to a Giant H II Region : Submillimeter Imaging of the Galactic Ministarburst W43. *ApJ*, 582 :277–291, January 2003. doi : 10.1086/344538.
- F. Motte, A. Zavagno, S. Bontemps, N. Schneider, M. Hennemann, J. di Francesco, Ph. André, P. Saraceno, M. Griffin, A. Marston, D. Ward-Thompson, G. White, V. Minier, A. Men'shchikov, T. Hill, A. Abergel, L. D. Anderson, H. Aussel, Z. Balog, J. P. Baluteau, J. Ph. Bernard, P. Cox, T. Csengeri, L. Deharveng, P. Didelon, A. M. di Giorgio, P. Hargrave, M. Huang, J. Kirk, S. Leeks, J. Z. Li, P. Martin, S. Molinari, Q. Nguyen-Luong, G. Olofsson, P. Persi, N. Peretto, S. Pezzuto, H. Roussel, D. Russeil, S. Sadavoy, M. Sauvage, B. Sibthorpe, L. Spinoglio, L. Testi, D. Teyssier, R. Vavrek, C. D. Wilson, and A. Woodcraft. Initial highlights of the HOBYS key program, the Herschel imaging survey of OB young stellar objects. *A&A*, 518 :L77, Jul 2010. doi : 10.1051/0004-6361/201014690.
- F. Motte, S. Bontemps, and F. Louvet. High-Mass Star and Massive Cluster Formation in the Milky Way. *ARA&A*, 56 :41–82, September 2018a. doi : 10.1146/annurev-astro-091916-055235.
- F. Motte, T. Nony, F. Louvet, K. A. Marsh, S. Bontemps, A. P. Whitworth, A. Men'shchikov, Q. Nguyen Luong, T. Csengeri, A. J. Maury, A. Gusdorf, E. Chapillon, V. Könyves, P. Schilke, A. Duarte-Cabral, P. Didelon, and M. Gaudel. The unexpectedly large proportion of high-mass star-forming cores in a Galactic mini-starburst. *Nature Astronomy*, 2 :478–482, June 2018b. doi : 10.1038/s41550-018-0452-x.
- N. M. Murillo, E. F. van Dishoeck, M. H. D. van der Wiel, J. K. Jørgensen, M. N. Drozdovskaya, H. Calcutt, and D. Harsono. Tracing the cold and warm physico-chemical structure of deeply embedded protostars : IRAS 16293-2422 vs. VLA 1623-2417. *A&A*, 617 :A120, Sep 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201731724.
- Philip C. Myers. Star-forming Filament Models. *ApJ*, 838(1) :10, Mar 2017. doi : 10.3847/1538-4357/aa5fa8.
- Q. Nguyen-Luong, F. Motte, P. Carlhoff, F. Louvet, P. Lesaffre, P. Schilke, T. Hill, M. Hennemann, A. Gusdorf, P. Didelon, N. Schneider, S. Bontemps, A. Duarte-Cabral, K. M. Menten, P. G. Martin, F. Wyrowski, G. Bendo, H. Roussel, J.-P. Bernard, L. Bronfman, T. Henning, C. Kramer, and F. Heitsch. Low-velocity Shocks Traced by Extended SiO Emission along the W43 Ridges : Witnessing the Formation of Young Massive Clusters. *ApJ*, 775 :88, October 2013. doi : 10.1088/0004-637X/775/2/88.
- S. Nikolic. HCO⁺ in Dark Molecular Clouds. *Serbian Astronomical Journal*, 175 :1–6, Dec 2007. doi : 10.2298/SAJ0775001N.
- T. Nony, F. Louvet, F. Motte, J. Molet, K. Marsh, E. Chapillon, A. Gusdorf, N. Brouillet, S. Bontemps, T. Csengeri, D. Despois, Q. Nguyen Luong, A. Duarte-Cabral, and A. Maury. Detection of a high-mass prestellar core candidate in W43-MM1. *A&A*, 618 :L5, October 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201833863.
- J. Olivier and M. M. Norberg. Positively skewed data : revisiting the box-cox power transformation. *International Journal of Psychological Research*, 3(1) :68, June 2010. doi : 10.21500/20112084.846. URL <https://doi.org/10.21500/20112084.846>.

- P. Palmeirim, Ph. André, J. Kirk, D. Ward-Thompson, D. Arzoumanian, V. Könyves, P. Didelon, N. Schneider, M. Benedettini, S. Bontemps, J. Di Francesco, D. Elia, M. Griffin, M. Henne-
mann, T. Hill, P. G. Martin, A. Men'shchikov, S. Molinari, F. Motte, Q. Nguyen Luong,
D. Nutter, N. Peretto, S. Pezzuto, A. Roy, K. L. J. Rygl, L. Spinoglio, and G. L. White.
Herschel view of the Taurus B211/3 filament and striations : evidence of filamentary growth?
A&A, 550 :A38, Feb 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201220500.
- J.R. Pardo, J. Cernicharo, and E. Serabyn. Atmospheric transmission at microwaves (ATM) : an
improved model for millimeter/submillimeter applications. *IEEE Transactions on Antennas
and Propagation*, 49(12) :1683–1694, 2001. doi : 10.1109/8.982447. URL [https://doi.org/
10.1109/8.982447](https://doi.org/10.1109/8.982447).
- H. M. Pickett, R. L. Poynter, E. A. Cohen, M. L. Delitsky, J. C. Pearson, and H. S. P. Müller.
Submillimeter, millimeter and microwave spectral line catalog. *J. Quant. Spec. Radiat. Transf.*,
60(5) :883–890, Nov 1998. doi : 10.1016/S0022-4073(98)00091-0.
- H. C. Plummer. On the problem of distribution in globular star clusters. *MNRAS*, 71 :460–470,
Mar 1911. doi : 10.1093/mnras/71.5.460.
- H. P. Reuter and C. Kramer. The mm-to-submm continuum spectra of W 3(OH) and K 3-50A.
A&A, 339 :183–186, Nov 1998.
- V. M. Rivilla, M. T. Beltrán, J. Martín-Pintado, F. Fontani, P. Caselli, and R. Cesaroni. On
the chemical ladder of esters. Detection and formation of ethyl formate in the W51 e2 hot
molecular core. *A&A*, 599 :A26, Mar 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201628823.
- Pjotr Roelfsema. Spectral Line Imaging I : Introduction. In Richard A. Perley, Frederic R.
Schwab, and Alan H. Bridle, editors, *Synthesis Imaging in Radio Astronomy*, volume 6 of
Astronomical Society of the Pacific Conference Series, page 315, Jan 1989.
- M. Ruaud, V. Wakelam, and F. Hersant. Gas and grain chemical composition in cold cores
as predicted by the Nautilus three-phase model. *MNRAS*, 459 :3756–3767, July 2016. doi :
10.1093/mnras/stw887.
- J. Ruze. The effect of aperture errors on the antenna radiation pattern. *Il Nuovo Cimento*, 9
(3) :364–380, Mar 1952. doi : 10.1007/BF02903409.
- Nami Sakai, Takeshi Sakai, Tomoya Hirota, Yoshimasa Watanabe, Cecilia Ceccarelli, Claudine
Kahane, Sandrine Bottinelli, Emmanuel Caux, Karine Demyk, Charlotte Vastel, Audrey Cou-
tens, Vianney Taquet, Nagayoshi Ohashi, Shigehisa Takakuwa, Hsi-Wei Yen, Yuri Aikawa, and
Satoshi Yamamoto. Change in the chemical composition of infalling gas forming a disk around
a protostar. *Nature*, 507(7490) :78–80, Mar 2014. doi : 10.1038/nature13000.
- A. Sanchez-Monge, P. Schilke, A. Ginsburg, R. Cesaroni, and A. Schmiedeke. STATCONT :
Statistical continuum level determination method for line-rich sources. *Astrophysics Source
Code Library*, April 2017.
- F. L. Schöier, F. F. S. van der Tak, E. F. van Dishoeck, and J. H. Black. An atomic and molecular
database for analysis of submillimetre line observations. *A&A*, 432 :369–379, March 2005. doi :
10.1051/0004-6361:20041729.
- Frank H. Shu, Anthony Allen, Hsien Shang, Eve C. Ostriker, and Zhi-Yun Li. Low-Mass Star
Formation : Theory. In Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis, editors, *NATO Advanced
Science Institutes (ASI) Series C*, volume 540, page 193, Jan 1999.
- L. E. Snyder, F. J. Lovas, J. M. Hollis, D. N. Friedel, P. R. Jewell, A. Remijan, V. V. Ilyushin,
E. A. Alekseev, and S. F. Dyubko. A Rigorous Attempt to Verify Interstellar Glycine. *ApJ*,
619(2) :914–930, Feb 2005. doi : 10.1086/426677.
- V. V. Sobolev. *Moving envelopes of stars*. Cambridge : Harvard University Press, 1960.

- P. M. Solomon, A. R. Rivolo, J. Barrett, and A. Yahil. Mass, luminosity, and line width relations of Galactic molecular clouds. *ApJ*, 319 :730–741, August 1987. doi : 10.1086/165493.
- Lyman Spitzer. *Physical processes in the interstellar medium*. Wiley, 1978. doi : 10.1002/9783527617722.
- A. Richard Thompson, James M. Moran, and George W. Swenson. *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy*, chapter 11, page 430. Wiley, May 2001. doi : 10.1002/9783527617845. URL <https://doi.org/10.1002/9783527617845>.
- A. G. G. M. Tielens. *The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*. Cambridge University Press, August 2005.
- S. P. Treviño-Morales, P. Pilleri, A. Fuente, C. Kramer, E. Roueff, M. González-García, J. Cernicharo, M. Gerin, J. R. Goicoechea, J. Pety, O. Berné, V. Ossenkopf, D. Ginard, S. García-Burillo, J. R. Rizzo, and S. Viti. Deuteration around the ultracompact HII region Monoceros R2. *A&A*, 569 :A19, Sep 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201423407.
- F. F. S. van der Tak, J. H. Black, F. L. Schöier, D. J. Jansen, and E. F. van Dishoeck. A computer program for fast non-LTE analysis of interstellar line spectra. With diagnostic plots to interpret observed line intensity ratios. *A&A*, 468(2) :627–635, Jun 2007. doi : 10.1051/0004-6361:20066820.
- Ewine F. van Dishoeck. Astrochemistry of dust, ice and gas : introduction and overview. *Faraday Discussions*, 168 :9, Jan 2014. doi : 10.1039/C4FD00140K.
- C. Vastel, S. Bottinelli, E. Caux, J.-M. Glorian, and M. Boiziot. CASSIS : a tool to visualize and analyse instrumental and synthetic spectra. In F. Martins, S. Boissier, V. Buat, L. Cambrésy, and P. Petit, editors, *SF2A-2015 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, pages 313–316, December 2015.
- V. Wakelam, F. Hersant, and F. Herpin. Sulfur chemistry : 1D modeling in massive dense cores. *A&A*, 529 :A112, May 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201016164.
- V. Wakelam, E. Herbst, J.-C. Loison, I. W. M. Smith, V. Chandrasekaran, B. Pavone, N. G. Adams, M.-C. Bacchus-Montabonel, A. Bergeat, K. Béroff, V. M. Bierbaum, M. Chabot, A. Dalgarno, E. F. van Dishoeck, A. Faure, W. D. Geppert, D. Gerlich, D. Galli, E. Hébrard, F. Hersant, K. M. Hickson, P. Honvault, S. J. Klippenstein, S. Le Picard, G. Nyman, P. Pernot, S. Schlemmer, F. Selsis, I. R. Sims, D. Talbi, J. Tennyson, J. Troe, R. Wester, and L. Wiesenfeld. A KInetic Database for Astrochemistry (KIDA). *ApJS*, 199 :21, March 2012. doi : 10.1088/0067-0049/199/1/21.
- Fabian Walter, Alberto D. Bolatto, Adam K. Leroy, Sylvain Veilleux, Steven R. Warren, Jacqueline Hodge, Rebecca C. Levy, David S. Meier, Eve C. Ostriker, Jürgen Ott, Erik Rosolowsky, Nick Scoville, Axel Weiss, Laura Zschaechner, and Martin Zwaan. Dense molecular gas tracers in the outflow of the starburst galaxy NGC 253. *The Astrophysical Journal*, 835(2) :265, February 2017. doi : 10.3847/1538-4357/835/2/265. URL <https://doi.org/10.3847/1538-4357/835/2/265>.
- K. Wang, Q. Zhang, L. Testi, F. van der Tak, Y. Wu, H. Zhang, T. Pillai, F. Wyrowski, S. Carey, S. E. Ragan, and T. Henning. Hierarchical fragmentation and differential star formation in the Galactic ‘Snake’ : infrared dark cloud G11.11-0.12. *MNRAS*, 439 :3275–3293, April 2014. doi : 10.1093/mnras/stu127.
- Harold Weaver, David R. W. Williams, N. H. Dieter, and W. T. Lum. Observations of a Strong Unidentified Microwave Line and of Emission from the OH Molecule. *Nature*, 208(5005) : 29–31, Oct 1965. doi : 10.1038/208029a0.
- G. Westerhout. A survey of the continuous radiation from the Galactic System at a frequency of 1390 Mc/s. *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 14 :215, December 1958.

- A. P. Whitworth and D. Ward-Thompson. An Empirical Model for Protostellar Collapse. *ApJ*, 547(1) :317–322, Jan 2001. doi : 10.1086/318373.
- T. L. Wilson. Isotopes in the interstellar medium and circumstellar envelopes. *Reports on Progress in Physics*, 62(2) :143–185, Feb 1999. doi : 10.1088/0034-4885/62/2/002.
- Thomas L. Wilson, Kristen Rohlfs, and Susanne Hüttemeister. *Tools of Radio Astronomy*. Springer Berlin Heidelberg, 2013. doi : 10.1007/978-3-642-39950-3.
- M. G. Wolfire and J. P. Cassinelli. Conditions for the formation of massive stars. *ApJ*, 319 : 850–867, August 1987. doi : 10.1086/165503.
- B. Zhang, L. Moscadelli, M. Sato, M. J. Reid, K. M. Menten, X. W. Zheng, A. Brunthaler, T. M. Dame, Y. Xu, and K. Immer. The Parallax of W43 : a Massive Star-forming Complex near the Galactic Bar. *ApJ*, 781 :89, February 2014. doi : 10.1088/0004-637X/781/2/89.