



HAL
open science

Complexité chimique des protoétoiles de masse intermédiaire : une étude de Cep E-mm

Juan David Ospina-Zamudio

► **To cite this version:**

Juan David Ospina-Zamudio. Complexité chimique des protoétoiles de masse intermédiaire : une étude de Cep E-mm. Astrophysique [astro-ph]. Université Grenoble Alpes, 2019. Français. NNT : 2019GREAY013 . tel-02314123

HAL Id: tel-02314123

<https://theses.hal.science/tel-02314123>

Submitted on 11 Oct 2019

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

Pour obtenir le grade de

**DOCTEUR DE LA COMMUNAUTE UNIVERSITE
GRENOBLE ALPES**

Spécialité : **Astronomie & Astrophysique**

Arrêté ministériel : 25 mai 2016

Présentée par

Juan David OSPINA-ZAMUDIO

Thèse dirigée par **Bertrand LE FLOCH**, CNRS

préparée au sein de

**L'institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble,
IPAG**

dans l'École Doctorale de Physique de Grenoble

Complexité chimique des protoétoiles de masse intermédiaire : une étude de Cep E-mm

Thèse soutenue publiquement le **28 mars 2019**,
devant le jury composé de :

M. Jonathan FERREIRA

Professeur, IPAG, Grenoble, Président

M. Jose CERNICHARO

Professeur de Recherche, ICMM-CSIC, Madrid, Rapporteur

M. Fabrice HERPIN

Astronome, LAB, Bordeaux, Rapporteur

M. Claudio CODELLA

Astronome, INAF, Arcetri, Examinateur

M. Antoine GUSDORF

Chargé de Recherche, LERMA, Paris, Examinateur

Mme. Frédérique MOTTE

Directrice de recherche, IPAG, Grenoble, Examinatrice

Mme. Linda PODIO

Astronome, INAF, Arcetri, Examinatrice

M. Karl SCHUSTER

Directeur IRAM, Grenoble, Examinateur



REMERCIEMENTS

Je souhaiterais remercier ici les nombreuses personnes qui ont clairement laissé leur empreintes sur cette thèse.

Mes premiers remerciements sont adressés à mon directeur de thèse Bertrand Lefloch. Ce travail a été rendu possible grâce à ta supervision dédiée, aux conseils, encouragements et confiance qui m'ont été de grande valeur. J'ai beaucoup appris et j'ai énormément apprécié nos discussions aussi bien scientifiques que personnelles.

Je souhaite également remercier les membres du jury qui ont accepté de relire ce manuscrit et d'assister à ma soutenance. J'ai été très heureux d'entendre vos questions et commentaires avant et pendant ma soutenance.

Je suis très reconnaissant envers tous les membres de l'équipe Interstellaire et les membres du DOC pour votre accueil et les différents échanges qui m'ont été précieux. Un merci particulier à Cécile pour les nombreuses discussions qui m'ont autant aidé pendant ces 3 années. Un énorme merci à Cecilia, Ana, Claudine et Alexandre. J'ai vraiment apprécié nos échanges et discussions et d'avoir reçu autant de connaissances et aptitudes qui m'ont été très utiles. Et un grand merci à Nicolas pour avoir été là à mon écoute.

Je souhaite également remercier les gens de l'IRAM à Grenoble et à Grenade qui m'ont aidé pendant les divers runs observationnels. Un merci particulier à Roberto Neri pour m'avoir partagé ses connaissances sur l'interférométrie.

Un très grand merci à mes amis, anciens collocs, à mes collègues doctorants et aux post-docs : Flo, Cyril, Grég, Duque (Juan#2), Abraham, Alvaro, Kiki, Elie, Cyprien, Oriane, Myriam, Anne, Anael, Maxime, Justine, Faustine, Kike, Simon, Mélanie, Toto, vieux Flo, Laeticia, Clément, Marc, Antoine, Lucile, Marion, Victor, Bobby, Alo, Simon, Noemi, Marta, Joan, Mathilde, Arezu, Aina, Ricardo, Ele, Fanny qui m'ont autant supporté pendant ces années autour d'une bière, d'un jeu, d'un festival, d'un foot ... J'ai certainement oublié des noms et je m'excuse sincèrement !

Un immense merci mes parents et à ma sœur. Vous êtes peut-être à 10000 km de Grenoble, mais votre soutien a toujours été présent quoiqu'il arrive et je vous en suis infiniment remerciant ! Merci à toute ma famille, je vous souhaite tout le bonheur que vous méritez !

Mon plus grand remerciement revient à Alexandra. Tout d'abord je tiens à te dire combien je t'admire pour avoir réussi à m'encourager et à me supporter tout ce temps ! T'as toujours été là pour moi et je ne pourrai jamais assez t'en remercier. Je ne serai jamais arrivé ici sans toi !

RÉSUMÉ

Les étoiles de masse intermédiaire ($2 M_{\odot} \leq M \leq 10 M_{\odot}$) sont parmi les sources dominantes du champ interstellaire FUV dans la Galaxie. Elles régulent les phases du milieu interstellaire et l'ensemble des processus de formation stellaire galactique. Alors que les protoétoiles de type solaire et massives ont été et continuent à faire l'objet de nombreuses études, la formation des étoiles intermédiaires a été relativement peu étudiée. Leur structure physique, composition chimique et leur richesse moléculaire sont un domaine à explorer.

L'objectif de cette thèse est d'obtenir un recensement détaillé et aussi complète que possible des propriétés physico-chimiques d'une protoétoile isolée de masse intermédiaire. Notre choix s'est porté sur Cep E-mm ($100 L_{\odot}$). J'ai pour cela complété un relevé spectral de l'émission moléculaire dans les bandes (sub)millimétriques entre 72 et 350 GHz avec le télescope de 30m de l'IRAM. La sensibilité des observations a permis d'identifier la présence de nombreuses molécules complexes organiques (COMs) dans l'enveloppe de la protoétoile, mais aussi, plusieurs espèces moléculaires inhabituelles dans le jet généré par la protoétoile. Des observations complémentaires avec le télescope de 30m ont permis de cartographier l'émission moléculaire à grande échelle ($20''$ à $11''$; 15000 à 8000 ua). En parallèle, des cartes interférométriques de l'émission moléculaire entre 86 – 90 GHz et 216 – 220 GHz ont été obtenues avec l'interféromètre de l'IRAM (NOEMA) à $1.4''$ (1000 ua) de résolution angulaire.

Ces observations m'ont permis d'obtenir une première description de la distribution de l'émission moléculaire au sein de l'enveloppe, des grandes échelles, dans les parties extérieures de l'enveloppe étendue, aux petites échelles dans la région d'un hot corino. Les études présentées ici ont suivi un travail méticuleux de réduction et d'analyse des données, single-dish et interférométriques. Plus précisément, j'ai identifié et séparé les contributions à l'émission détectée dans le lobe du télescope de 30m de l'IRAM des différentes régions physiques du cœur protostellaire. De ce fait, j'ai identifié et caractérisé quatre composantes physiques qui diffèrent par leurs propriétés spectroscopiques et leurs conditions d'excitation : l'enveloppe étendue, le hot corino, le flot bipolaire basse vitesse et le jet à haute vitesse. Enfin, l'anisotropie de la distribution de brillance du flot et du jet bipolaire ne peut pas être modélisée par l'approche "classique" d'une source gaussienne. J'ai développé des outils spécifiques semi-analytiques pour calculer de manière approchée, et plus raisonnable, le couplage entre le lobe du télescope et la source.

ABSTRACT

Intermediate-mass stars ($2 M_{\odot} \leq M \leq 10 M_{\odot}$) are among the dominant sources of FUV interstellar field in the Galaxy. They regulate the phases of interstellar medium and the whole process of galactic star formation. While solar-type and massive protostars have been and continue to be the subject of many studies, the formation of intermediate stars has been relatively little studied. Their physical structure, chemical composition and molecular richness are still a subject to explore.

The aim of this thesis is to obtain a detailed census, as complete as possible, of the physical and chemical structure of an isolated intermediate-mass protostar : Cep E-mm ($100 L_{\odot}$). I have completed a spectral survey of the molecular emission in the (sub)millimetre bands between 72 and 350 GHz with IRAM 30m telescope. The sensitivity of the observations made it possible to identify the presence of numerous complex organic molecules (COMs) in the protostar envelope, but also several unusual molecular species along the protostellar jet. Additionally, further observations with the IRAM 30m telescope made it possible to map the molecular emission at large scale ($20''$ to $11''$; 15000 to 8000 AU). In parallel, interferometric maps of the molecular emission between 86 – 90 GHz and 216 – 220 GHz were obtained with NOEMA, the IRAM interferometer, at $1.4''$ (1000 AU) of angular resolution.

These observations allowed me to obtain the distribution of molecular emission within the source, from large scales in the outer parts of the extended envelope, to the small scales in the hot corino region. The single-dish and interferometric observations were reduced and analysed in a meticulous manner. More precisely, I identified and separated the molecular emission contribution from the different physical regions as observed with the IRAM 30m telescope. I have identified and characterized four physical components that differ in their spectroscopic properties and excitation conditions : the extended envelope, the hot corino, the bipolar outflow and the high-velocity jet. Finally, the anisotropy of the brightness distribution from the outflow system cannot be modelled by the "classical" Gaussian approach. I have developed specific tools to estimate, in a semi-analytical manner, the coupling between the telescope lobe and the source.

TABLE DES MATIÈRES

i INTRODUCTION

I	INTRODUCTION	3
I.1	La matière interstellaire dans la Voie Lactée	4
I.1.1	Phases du milieu interstellaire	6
I.1.2	Composition moléculaire du milieu interstellaire	7
I.1.3	Molécules d'intérêt pré-biotique	10
I.1.3.1	Origine de la glycine	10
I.1.3.2	Ramification des molécules organiques	11
I.1.3.3	Chiralité dans le milieu interstellaire	11
I.1.4	Chimie interstellaire	12
I.1.4.1	Chimie dans la phase gaz	12
I.1.4.2	Chimie à la surface des grains de poussière	13
I.2	La formation stellaire	14
I.2.1	Étoiles de faible masse	14
I.2.1.1	Cœurs préstellaires	16
I.2.1.2	Classe 0	17
I.2.1.3	Classe I	18
I.2.1.4	Classe II	19
I.2.1.5	Classe III	20
I.2.2	Étoiles massives	21
I.2.3	Étoiles de masse intermédiaire	24
I.2.3.1	Generalités	24
I.2.3.2	Le prototype NGC7129 FIRS2	24
I.2.3.3	Autres exemples	25
I.2.3.4	Résumé	25
I.3	Les objectifs de la Thèse	27
II	CEPE-MM : PROTOÉTOILE DE MASSE INTERMÉDIAIRE	29
II.1	Céphée à l'échelle du parsec	30
II.2	Le cœur protostellaire	32
II.3	Les flots bipolaires	35
II.3.1	Condition physiques	37

ii OBSERVATIONS DE L'ENVELOPPE PROTOSTELLAIRE DE CEPE-MM AVEC LE TÉLESCOPE DE 30M DE L'IRAM

III	RELEVÉ SPECTRAL NON-BIAISÉ	43
III.1	Les relevés spectraux	44
III.2	Observations IRAM 30m	45
III.2.1	Le relevé spectral	45
III.2.2	Les cartes "On-The-Fly"	48
III.3	Réduction des données	49
IV	RÉSULTATS ET DISCUSSION	53
IV.1	Composition chimique	54
IV.1.1	Résultats généraux	54
IV.1.2	Etude de la bande 3 mm : comparaison avec ASAI	56

IV.2	Signatures spectrales	62
IV.2.1	La composante eBL (<i>extremely Broad Line component</i>)	65
IV.2.2	La composante BL (<i>Broad Line component</i>)	66
IV.2.3	La composante NL (<i>Narrow Line component</i>)	68
IV.2.4	Le jet à haute vitesse	68
IV.3	Distribution spatiale	68
IV.4	Abondances moléculaires	71
IV.4.1	Enveloppe étendue	71
IV.4.1.1	Propriétés physiques des espèces moléculaires	71
IV.4.1.2	Cinématique de HC ₃ N	72
IV.4.1.3	Deutération à grande échelle	78
IV.4.2	Hot corino	82
IV.4.2.1	Propriétés physiques de CH ₃ OH	83
IV.4.2.2	Autres espèces moléculaires	85
IV.4.2.3	Deutération à petite échelle	87
V	PROPRIÉTÉS CHIMIQUES DE L'ENVELOPPE PROTOSTELLAIRE	89
V.1	Introduction	90
V.2	Déplétion de CO	90
V.3	Deutération moléculaire	91
V.4	Comparaison avec la phase préstellaire	92
V.5	Comparaison avec les sources WCCC	95
VI	JET PROTOSTELLAIRE	97
iii RÉGIONS PROTOSTELLAIRES INTERNES VUE PAR INTERFÉROMÉTRIE MILLIMÉTRIQUE		
VII	CARTOGRAPHIES À 2.3'' ET 1.4'' DE RÉOLUTION ANGULAIRE	115
VII.1	Observations et réduction des données	116
VII.2	Émission continuum	116
VII.2.1	Distribution spatiale et multiplicité	117
VII.2.2	Propriétés physiques	121
VII.3	Émission moléculaire	123
VII.3.1	Distribution de l'émission moléculaire	125
VII.3.2	Flux filtré par l'interféromètre	125
VII.3.3	Différentiation chimique	127
VII.3.4	Hot Corino	131
VII.3.4.1	Taille du hot corino	131
VII.3.4.2	Paramètres physiques des espèces moléculaires	132
VII.4	SOLIS	133
VIII	DISCUSSION	137
VIII.1	Structure physique de Cep E-mm	138
VIII.2	Structure chimique de Cep E-mm	138
VIII.3	Différentiation chimique	139
VIII.3.1	Confirmation observationnelle	139
VIII.3.2	Autres exemples	139
VIII.3.3	Quelle origine?	140
VIII.4	Comparaison avec d'autres hot cores et corinos	140
VIII.4.1	Méthodologie	140
VIII.4.2	Résultats	142

iv	AUTRES TRAVAUX	
ix	ÉTUDE DE LA DEUTÉRATION DU MÉTHANOL VERS LA PROTOÉTOILE MASSIVE NGC7538-IRS1	169
v	CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES	
x	CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES	187
x.1	Introduction	187
x.2	Principaux résultats	188
x.2.1	Structure physique de l'enveloppe protostellaire	188
x.2.2	Richesse moléculaire de Cep E-mm	188
x.2.3	Comparaison avec d'autres régions de formation d'étoiles	190
x.2.4	Phénomènes de perte de masse	190
x.2.5	Deutération	191
x.3	Perspectives	192
x.3.1	Cep E-mm	192
x.3.1.1	Le hot corino	192
x.3.1.2	Le jet	193
x.3.1.3	Cep E-mm et la chimie du Soufre	193
x.3.2	Au delà de Cep E-mm et à plus ou moins long terme...	193
vi	ANNEXES	
A	RELEVÉ SPECTRAL AVEC LE TÉLESCOPE DE 30M DE L'IRAM	197
B	CATALOGUE DES RAIES MOLÉCULAIRES DU RELEVÉ SPECTRAL IRAM 30M	223
C	PARAMÈTRES SPECTROSCOPIQUES ET OBSERVATIONNELS DES TRANSITIONS MOLÉCULAIRES ÉTUDIÉES DU RELEVÉ SPECTRAL IRAM 30M	237
c.1	Famille de l'Oxygène	237
c.2	Famille de l'Azote	250
c.3	Famille du Carbone	256
c.4	Famille du Soufre	261
D	ESTIMATION DE L'ÉPAISSEUR OPTIQUE	267
E	FACTEUR DE DILUTION	269
e.1	Cas typique : source gaussienne	270
e.2	Jet collimaté	272
e.3	Cavités du flot moléculaire	274
	BIBLIOGRAPHIE	277

Première partie

INTRODUCTION

INTRODUCTION

Sommaire

1.	La matière interstellaire dans la Voie Lactée	4
1.1.	Phases du milieu interstellaire	6
1.2.	Composition moléculaire du milieu interstellaire	7
1.3.	Molécules d'intérêt pré-biotique	10
1.3.1.	Origine de la glycine	10
1.3.2.	Ramification des molécules organiques	11
1.3.3.	Chiralité dans le milieu interstellaire	11
1.4.	Chimie interstellaire	12
1.4.1.	Chimie dans la phase gaz	12
1.4.2.	Chimie à la surface des grains de poussière	13
2.	La formation stellaire	14
2.1.	Étoiles de faible masse	14
2.1.1.	Cœurs préstellaires	16
2.1.2.	Classe 0	17
2.1.3.	Classe I	18
2.1.4.	Classe II	19
2.1.5.	Classe III	20
2.2.	Étoiles massives	21
2.3.	Étoiles de masse intermédiaire	24
2.3.1.	Generalités	24
2.3.2.	Le prototype NGC7129 FIRS2	24
2.3.3.	Autres exemples	25
2.3.4.	Résumé	25
3.	Les objectifs de la Thèse	27

I.1 La matière interstellaire dans la Voie Lactée

Notre galaxie, la Voie Lactée, est un système vaste et complexe regroupant plusieurs milliards d'étoiles (voir Figure 1.1), du gaz et de la poussière (voir Figure 1.2) liés gravitationnellement qui baignent dans un champ magnétique, un champ radiatif couvrant la totalité du spectre électromagnétique (Figure 1.3) et dans un champ de rayons cosmiques énergétiques. La masse totale de la Voie Lactée est d'environ $10^{11} M_{\odot}$ et est essentiellement composée d'étoiles ($\sim 50\%$) et de matière noire ($\sim 50\%$). Une faible fraction de la masse de la Voie Lactée ($< 1\%$) est constituée de gaz et de poussières remplissant le milieu interstellaire (Draine, 2011).

Dans ce milieu interstellaire (*interstellar medium* en anglais, ISM), le gaz et les grains de poussière sont intimement mêlés. Le gaz représente 99% de la fraction de masse totale de l'ISM et est principalement constitué d'hydrogène (H), l'élément le plus abondant de l'univers (70% de la masse totale de l'ISM). Ce dernier existe principalement sous la forme atomique H (90% du réservoir de l'hydrogène) et moléculaire H_2 (10%). Le gaz interstellaire contient aussi quelques traces d'éléments plus lourds, également sous la forme atomique ou de moléculaire, comme de l'hélium (He) qui représente environ 28% de la masse du gaz de l'ISM. Les autres éléments plus lourds tels que le carbone (C), l'azote (N), l'oxygène (O), le soufre (S), le magnésium (Mg), le fer (Fe), le silicium (Si) ou encore l'argon (Ar), constituent environ 2% de la masse du gaz (voir Figure 1.4).

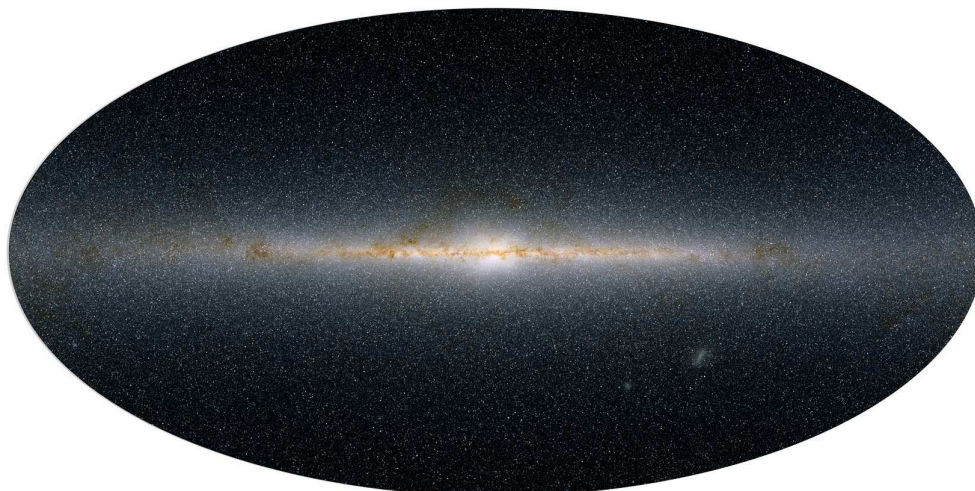


FIGURE 1.1. : La Voie Lactée telle que vue par le projet de grand relevé 2MASS (*Two Micron All-Sky Survey*). Cette image est une image composite à 1.2 μm (bleu), 1.65 μm (vert) et 2.2 μm (rouge). (2MASS/J. Carpenter, T. H. Jarrett & R. Hurt).

L'ISM joue un rôle clé dans l'histoire et l'évolution de notre galaxie, de notre univers, car c'est par son intermédiaire que les étoiles et les planètes vont se former. Le gaz et la poussière dans l'ISM reçoivent constamment un rayonnement cosmique et électromagnétique couvrant toutes les longueurs d'onde, depuis les rayonnements très énergétiques γ et X, jusqu'au rayonnement radio en passant par les rayonnements ultraviolet, visible et infrarouge (voir Figure 1.3). Ces rayonnements sont produits par les étoiles, par les enveloppes et nébuleuses qui sont associées à certaines étapes de l'évolution stellaire, et par d'autres processus physiques extrêmement variés. Ces interactions entre l'ISM avec son environnement sont au cœur des processus de la formation stellaire.

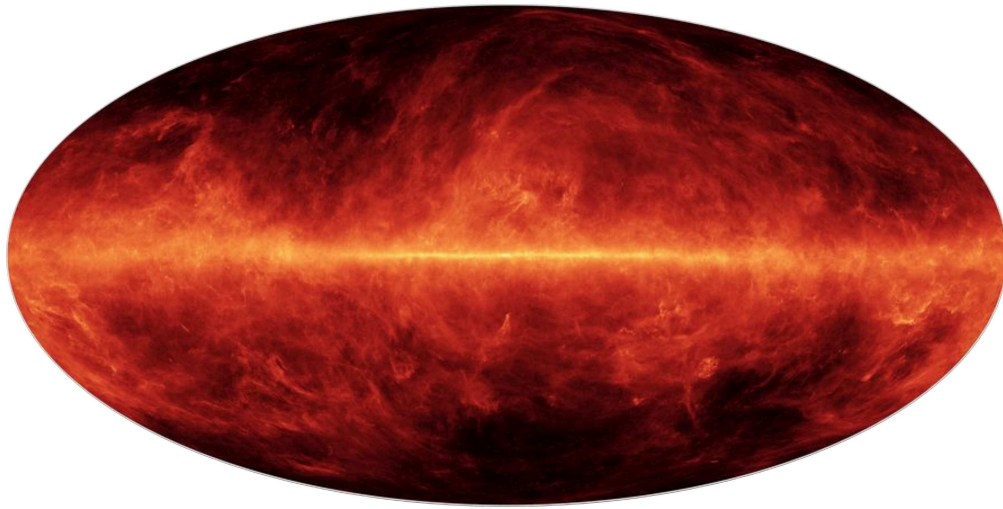


FIGURE I.2. : – Émission thermique des poussières froides du milieu interstellaire observées avec l’Observatoire spatial Planck. Observations réalisées à 545 GHz (ESA/NASA/JPL-Caltech).

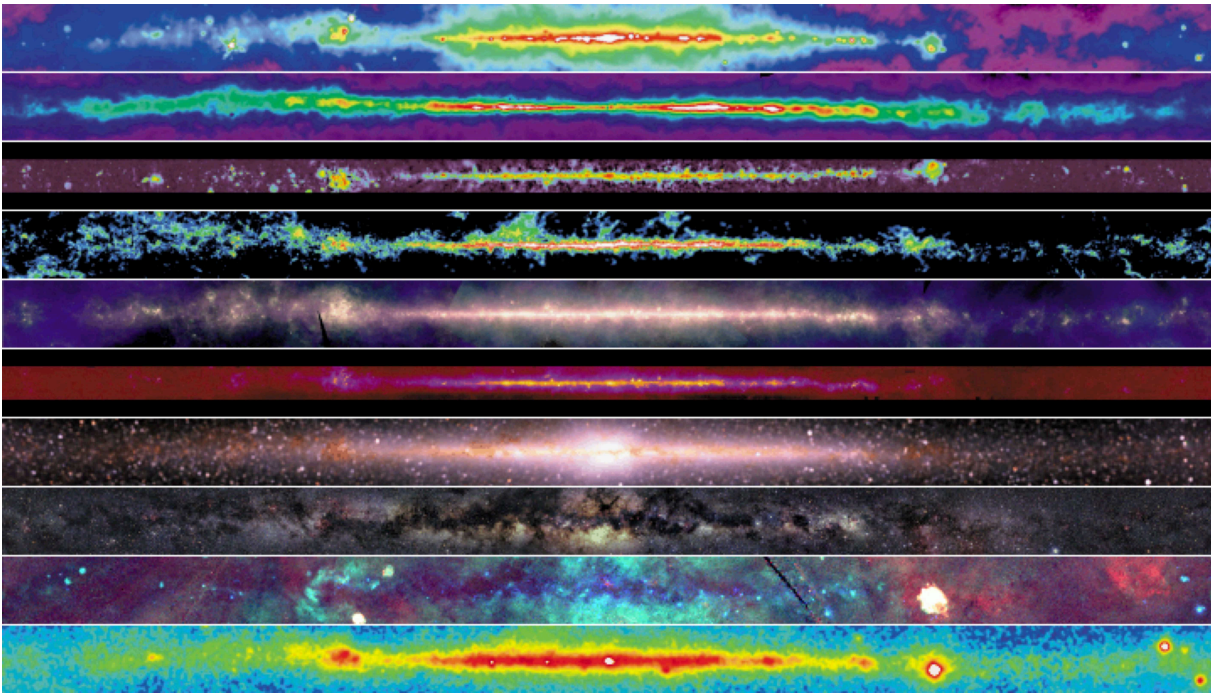


FIGURE I.3. : Images du plan galactique à différentes longueurs d’ondes par ordre croissant en fréquences : Continuum Radio (408 MHz); Hydrogène Atomique (1.4 GHz); Continuum Radio (2.4 – 2.7 GHz); Monoxyde de carbone CO (115 GHz); Infrarouge ($3 - 25 \times 10^3$ GHz); Moyen Infrarouge (3×10^4 GHz); Proche Infrarouge ($9 - 24 \times 10^4$ GHz); Optique (4.6×10^5 GHz); Ultra-violet; Rayons-X ($6 - 36 \times 10^7$ GHz); Rayons Gamma ($> 2.4 \times 10^{13}$ GHz). (Document NASA/Goddard Space Flight Center).

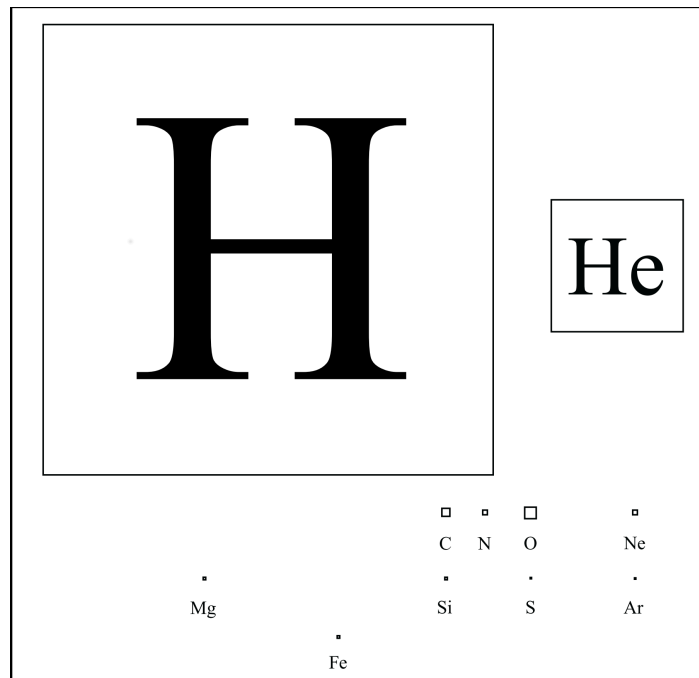


FIGURE I.4. : La "table périodique de l'astronome" (McCall, 2001).

I.1.1 Phases du milieu interstellaire

Les conditions physiques dans lesquelles on rencontre la matière interstellaire couvrent un très large intervalle de densités ($n_{\text{H}} = 10^{-3} - 10^6 \text{ cm}^{-3}$) et de températures ($T = 10 - 10^6 \text{ K}$; [Lequeux, 2005](#); [Draine, 2011](#)). Cependant, il est possible de classer l'ISM en différentes *phases* selon l'état de la matière interstellaire (ionisé, neutre et moléculaire), la densité et la température caractéristique. On identifie six grandes différentes phases de l'ISM :

- **La phase coronale**, aussi connue comme *Hot Ionised Medium* HIM, est la phase la plus chaude ($T \gtrsim 10^{5.5} \text{ K}$) et la plus diffuse ($n_{\text{H}} = 10^{-3} - 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$) du milieu interstellaire. Ces conditions extrêmes sont dû aux ondes de choc des supernovæ. Le gaz coronal est essentiellement composé d'hydrogène ionisé et occupe environ la moitié du volume de gaz remplissant le disque galactique.
- **Le milieu ionisé tiède**, aussi appelé WIM pour *Warm Ionized Medium*, est composé d'hydrogène photo-ionisé HII. L'ionisation est essentiellement produit par le rayonnement des étoiles massives de type O. Cette phase occupe environ 10% du volume du disque galactique et est caractérisé par des températures de l'ordre de $T = 10^4 \text{ K}$ et des densités variés comprises entre $n_{\text{H}} = 0.3 - 10^4 \text{ cm}^{-3}$, selon les régions photo-ionisées.
- **Le milieu neutre tiède**, ou WNM pour *Warm Neutral Medium*, est composé d'hydrogène atomique neutre HI. Cette phase atteint des hautes températures autour de $T \sim 5000 \text{ K}$ et une densité $n_{\text{H}} \approx 0.6 \text{ cm}^{-3}$. Cette phase occupe autour de 40% du disque galactique et contient environ 60% de l'hydrogène atomique HI de la Voie Lactée ([Heiles and Troland, 2003](#)).
- **Le milieu neutre froid**, ou CNM pour *Cold Neutral Medium*, est composé d'hydrogène atomique neutre HI. À l'opposé du WNM, le CNM est beaucoup plus dense ($n_{\text{H}} \approx 20 - 50 \text{ cm}^{-3}$), froid ($T \approx 10^2 \text{ K}$) et il n'occupe qu'une petite partie du volume galactique (quelques %). Cette phase contient environ 40% de tout l'hydrogène sous forme atomique HI ([Heiles and Troland, 2003](#)).

- **Le gaz moléculaire diffus.** Similaire au CNM, mais avec des densités suffisamment plus élevés ($n_{\text{H}} \sim 100 \text{ cm}^{-3}$) pour former une couche auto-protectrice d'hydrogène moléculaire H_2 . Cette couche permet d'avoir lieu à des abondances en H_2 plus importantes dans les régions internes. La présence de nuages moléculaires diffus, ou translucides, a été reconnue depuis longtemps (van Dishoeck and Black, 1988). Ils ont fait l'objet de nombreuses études dans l'infrarouge et dans le domaine γ . Grenier et al. (2005) montrent ainsi qu'une fraction importante du gaz moléculaire est sous une forme non-sondée par CO et HI. On parle alors de nuage moléculaire sombre en CO (ou "*CO dark molecular gas*"), qui font le lien entre les nuages atomiques et les nuages moléculaires denses. Dans ces nuages sombres en CO, l'hydrogène est moléculaire tandis que C^+ reste la forme dominante du carbone (Wolfire et al., 2010) comme dans les nuages du CNM.
- **Le gaz moléculaire dense.** Ce sont des nuages de gaz très dense ($n_{\text{H}} = 10^3 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$) et gravitationnellement liés qui présentent une couche auto-protectrice de la radiation externe. Les régions internes sont généralement "sombres" ($A_V \gtrsim 3 \text{ mag}$) et froides ($T = 10 - 50 \text{ K}$). Dans ces régions, l'hydrogène se trouve majoritairement sous la forme moléculaire et le monoxyde de carbone CO est le principal réservoir du carbone. Dans ces nuages, les grains de poussière sont souvent recouvertes de manteaux de glace d'eau H_2O et d'autres espèces moléculaires. La formation stellaire a généralement lieu dans les régions internes de cette phase.

Le milieu interstellaire est dynamique et subit des changements perpétuels entre ses différentes phases et leurs interactions. Ces interactions sont toujours mal comprises, en particulier les propriétés du milieu diffus (WNM/CNM) et sa relation avec le gaz moléculaire. La Figure 1.5 présente un schéma simpliste du cycle de la matière galactique. Dans ce cycle, le matériau du milieu interstellaire permet de former une génération d'étoiles. Cette nouvelle génération d'étoiles vont éventuellement alimenter le milieu interstellaire avec un champ radiatif énergétique, en plus d'alimenter l'ISM avec de la nouvelle matière enrichie en métaux. Cette nouvelle matière injecté dans l'ISM permettra de former ensuite une nouvelle génération d'étoiles, et ainsi un nouveau cycle de la matière interstellaire.

I.1.2 Composition moléculaire du milieu interstellaire

Depuis les premières détections de molécules interstellaires dans les années 30 (CH , CH^+ et CN ; Dunham, 1937; Swings and Rosenfeld, 1937), un grand nombre d'espèces ont été détectées avec l'avènement et le perfectionnement des radiotélescopes. A ce jour, plus de 200 espèces moléculaires ont été identifiées dans le milieu interstellaire et circumstellaire¹. On y trouve des molécules simples comme le monoxyde de carbone CO et l'eau H_2O . Mais on a aussi détecté des molécules beaucoup plus complexes comme le méthanol CH_3OH , l'acide acétique CH_3COOH et même le dihydroxyacétone $(\text{CH}_2\text{OH})_2\text{CO}$. La complexité moléculaire observée dans le ISM est très relative selon les communautés scientifiques concernées puisque la molécule la plus "grosse" (en nombre d'atomes) détectée à ce jour ne contient "que" 13 atomes (à l'exception des fullerènes C_{60} et C_{70}) un nombre ridiculement faible par rapport aux macromolécules que manipulent les chimistes sur Terre, ou notre ADN...

La Figure 1.6 présente l'évolution du nombre d'espèces moléculaires détectées dans le milieu interstellaire au cours des années. La Table 1.1 liste les molécules détectées à ce jour selon le nombre d'atomes dont elles sont composées. Parmi elles 176 molécules neutres et 35 ions sont dénombrés. De plus, 125 isotopologues, dont 40 espèces deutères ont également été identifiées dans les régions

¹ La liste actualisée des espèces moléculaires détectées dans l'espace est disponible auprès du CDMS à <https://cdms.astro.uni-koeln.de/classic/molecules/>

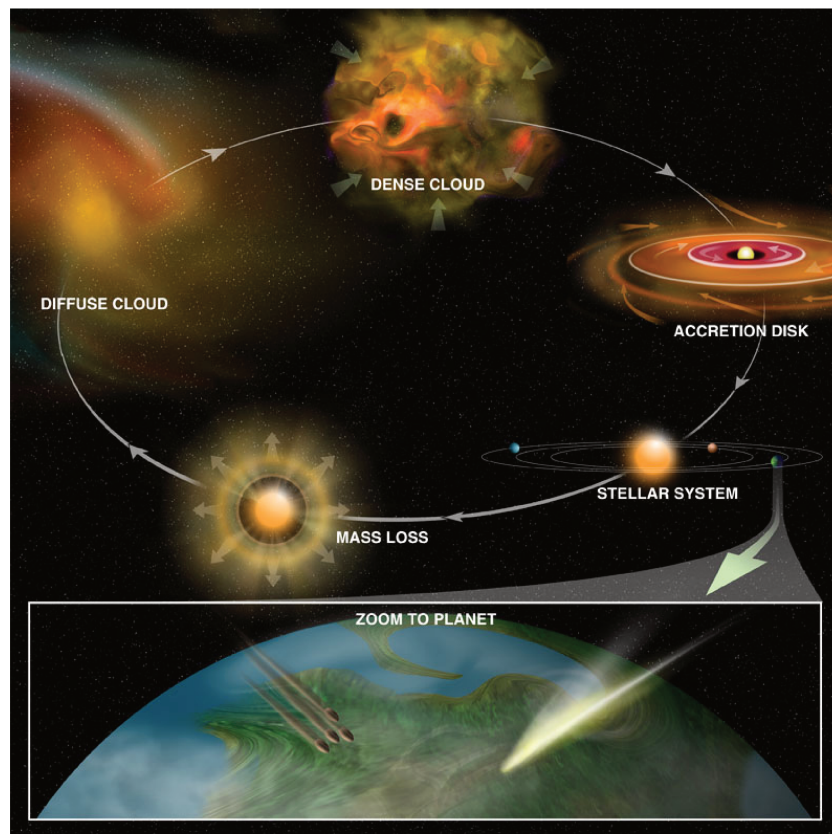


FIGURE I.5. : Le cycle de la matière galactique (Bill Saxton, NRAO/AUI/NSF).

moléculaires.

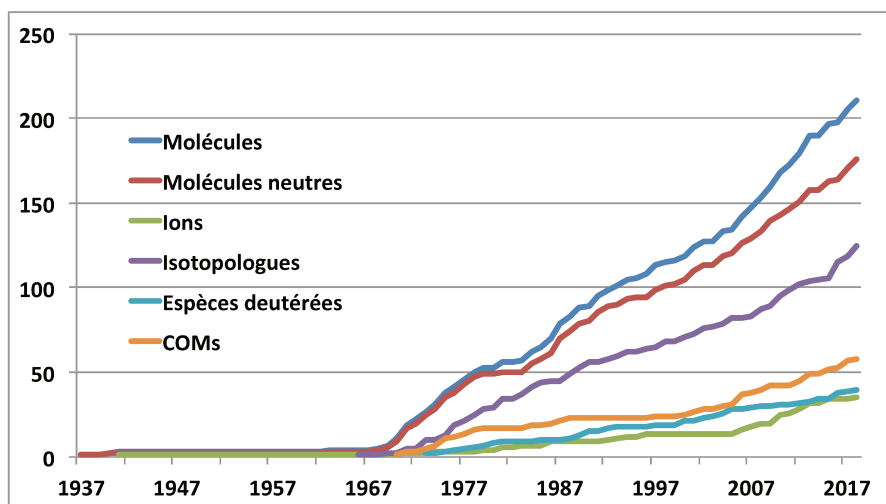


FIGURE I.6. : Détections des espèces moléculaires interstellaires en fonction du temps. La catégorie "Molécules" ne tient pas en compte des isotopologues. Les COMs et les espèces deutérées sont comptés dans les catégories "Molécules neutres" et "Isotopologues" respectivement.

La majorité de ces espèces moléculaires sont de nature organique (contenant du carbone). Parmi elles, une soixantaine sont constitués de 6 atomes ou plus et ayant un autre atome lourd autre que le carbone : les molécules complexes organiques, ou COMs (*Complex Organic Molecules*; [Herbst and van Dishoeck, 2009](#)). Ainsi, les COMs représentent environ 30% des espèces moléculaires détectées

dans l'espace. Parmi ces COMs, on trouve le méthanol CH_3OH , l'acide acétique CH_3COOH et même le dihydroxyacétone $(\text{CH}_2\text{OH})_2\text{CO}$.

On peut noter que la détection des nouvelles espèces moléculaires a contribué au développement de la Physique Moléculaire. Des espèces comme HCO^+ (Buhl and Snyder, 1970), N_2H^+ (Turner, 1974; Green et al., 1974) ou les radicaux C_nH (McKellar, 1940; Tucker et al., 1974; Guélin et al., 1978) ont été détectées et caractérisées spectralement dans l'espace avant qu'elles ne soient synthétisées en laboratoire.

La composition et richesse moléculaire de la matière interstellaire sont fortement liés aux conditions physiques auxquels la matière est soumise (pression, température, rayonnement cosmique et électromagnétique). Par exemple, les nuages diffus sont caractérisés par leur faible densité de gaz et une température moyenne de ~ 100 K, et sont soumis exposés au champ de rayonnement UV Galactique (de l'ordre de 10^8 photons. $\text{cm}^{-2}.\text{s}^{-1}$ Mathis et al. (1983)). Dans ces régions, les espèces ionisés sont au cœur des réactions chimiques (Porrás et al., 2014). Ces espèces ont une réactivité importante avec les espèces neutres et les électrons, ce qui rend leurs abondances assez faible. Des études de nuages diffus avec l'instrument hétérodyne HIFI à bord du satellite Herschel ont montré que la fraction d'hydrogène présent sous forme moléculaire présentes dans ces régions est faible, de l'ordre de 2 – 8% (Neufeld et al., 2010). En ce qui concerne les molécules les plus complexes, comme les nitriles, aldéhydes, alcools, acides ou hydrocarbures, celles-ci sont détectées dans les cœurs des nuages moléculaires denses (Ohishi and Kaifu, 1998; Winnewisser and Kramer, 1999). Ces nuages moléculaires denses, qui sont aussi les sites de formation stellaire, présentent une agglomération importante de poussière interstellaire. Ces poussières permettent de protéger les régions internes des rayonnements énergétiques de l'ISM, ce qui protège les molécules formées d'être détruit par ces rayonnements.

1.1.3 Molécules d'intérêt pré-biotique

Des indices d'une complexité chimique croissante dans les régions de formation d'étoiles ont été trouvés avec la détection de molécules d'intérêt pré-biotiques, c'est à dire des molécules organiques liées à des processus chimiques à l'origine de la vie : le glycolaldehyde HCOCH_2OH (Jørgensen et al., 2012), le sucre le plus simple, impliqué dans la formation du ribose, et la formamide NH_2CHO (Kahane et al., 2013). Cette dernière molécule est la molécule la plus simple avec une liaison peptidique HNCO et présente un intérêt considérable, au moins sur le plan théorique puisque des chercheurs Italiens (Saladino, 2012) ont montré que NH_2CHO pouvait conduire à la synthèse de molécules d'intérêt génétique, comme les bases des acides nucléiques, les acides aminés, mais aussi des molécules d'intérêt métabolique, comme certains sucres ou des sucres aminés. Des expériences de laboratoires simulant l'impact de météorites sur Terre ont montré effectivement que la formamide pouvait effectivement synthétiser de nombreuses "briques du vivant" (voir par exemple Ferus et al., 2015). Sur le plan observationnel, il convient de noter l'apport de l'interféromètre ALMA dans la détection de ces molécules et plus généralement de COMs.

1.1.3.1 Origine de la glycine

De nombreux efforts observationnels ont été consacrés à la recherche des acides aminés dans le milieu interstellaire, en particulier la glycine $\text{NH}_2\text{CH}_2\text{COOH}$, le plus simple d'entre eux. On relève ainsi les travaux : Brown et al. (NRAO 12m, Onsala; 1979), Hollis et al. (NRAO 12m, VLA; 1980, 2003), Snyder et al. (NRAO 12m, Haystack, SEST; 1983, 2005), Combes et al. (IRAM 30m; 1996),

Ceccarelli et al. (IRAM 30m ; 2000b), Kuan et al. (NRAO 12m ; 2003), Jones et al. (ATCA ; 2007), Cunningham et al. (MOPRA ; 2007), Belloche et al. (IRAM 30m ; 2008). Cette recherche est restée vaine jusqu'à présent. Néanmoins, Belloche et al. (2008) ont détecté la présence de $\text{NH}_2\text{CH}_2\text{CN}$, l'acéto aminonitrile, qui pourrait être un précurseur de la glycine, par réaction avec H_2O (synthèse de Strecker); ces résultats ont conduit les auteurs à une estimation de l'abondance de la glycine dans la phase gaz. Malgré les larges incertitudes, il apparaît que cette abondance est suffisamment faible pour que les signatures rotationnelles de la glycine soient en deçà de la limite de confusion des observations. D'autres auteurs (Jiménez-Serra et al., 2014) ont suggéré de rechercher les signatures de la glycine dans les nuages denses froids, progéniteurs des régions de formation d'étoiles, mais pour l'instant sans succès. L'intérêt pour la recherche de la glycine a été renouvelé avec la détection récente de cet acide aminé dans la coma de la comète 67P/Churyumov-Gerasimenko (Altwegg et al., 2016), confirmant l'idée que les comètes pourraient avoir joué un rôle clef dans l'émergence de la vie sur Terre.

1.1.3.2 Ramification des molécules organiques

L'avènement du grand interféromètre (sub)millimétrique ALMA dans l'hémisphère Sud a permis des avancées significatives dans l'exploration des molécules avec la détection de 9 nouvelles molécules dont des molécules d'intérêt pré-biotique. La détection de l'isopropyl cyanide $i\text{-C}_3\text{H}_7\text{CN}$ par Belloche et al. (2014) a montré pour la première fois la présence de molécules organiques complexes dont la structure diffère d'une simple chaîne d'atomes de carbone. Il est intéressant que l'abondance de cette molécule est similaire à celle du $n\text{-C}_3\text{H}_7\text{CN}$, son isomère structural en chaîne simple. Ceci suggère que les molécules organiques avec une "ramification" pourraient être abondantes dans le milieu interstellaire, puisque la formation de l'isopropyl cyanide requiert l'addition d'un groupe fonctionnel sur le carbone non-terminal de la chaîne. On note ici l'analogie avec le cas des acides aminés dont la structure ramifiée est aussi une caractéristique. Cette détection est donc tout à fait encourageante pour la recherche d'acides aminés dans le milieu interstellaire.

1.1.3.3 Chiralité dans le milieu interstellaire

L'homochiralité est une signature fondamentale des processus du vivant, et une condition nécessaire à son développement. Une molécule est dite chirale si elle n'est pas superposable à son image dans un miroir plan. En pratique, une molécule est chirale si elle ne possède ni plan ni centre de symétrie, et elle est optiquement active, i.e. elle fait tourner le plan de la lumière vers la droite (dextrogyre) ou la gauche (lévogyre). L'homochiralité caractérise le fait de n'exister que sous une forme. Ainsi, sur Terre, tous les acides aminés sont lévogyres et tous les sucres de l'ADN sont dextrogyres. L'origine de l'homochiralité sur Terre reste une énigme. Les météorites sont les plus anciens matériaux du Système solaire sur lesquels ont été mesurés des excès énantiomériques (Cronin and Pizzarello, 1997) mais leur origine est fortement débattue (Glavin and Dworkin, 2009). Plusieurs mécanismes ont été proposés qui conduiraient à l'amplification d'un faible excès énantiomérique dans la phase gaz du milieu interstellaire.

En laboratoire, de forts excès énantiomériques dans des mélanges racémiques sont obtenus par photolyse asymétrique avec de la lumière polarisée circulairement (Bonner, 1991). Ceci a conduit certains auteurs à proposer que la lumière circulairement polarisée pourrait induire une photochimie énantiomériquement sélective dans le milieu interstellaire (Modica et al., 2014) ou à l'échelle des systèmes proplanétaires et de la nébuleuse protosolaire (Bailey et al., 1998). Ce processus induirait alors un réseau de réactions chimiques sensibles à la chiralité à grande échelle dans le nuage moléculaire parent. Ce scénario est soutenu par la détection de lumière polarisée circulairement dans la région de formation d'étoiles massives OMC-1 dans la nébuleuse d'Orion (Bailey et al., 1998).

Un pas supplémentaire a été effectué avec la détection de l'oxyde de propylène $\text{CH}_3\text{CHCH}_2\text{O}$ par [McGuire et al.](#) et son équipe en 2016 dans la direction de la région de formation d'étoiles massives SgrB2. Cette détection est à considérer avec prudence puisqu'elle repose *in fine* sur l'identification de seulement 3 transitions de cette espèce, alors que son spectre rotationnel millimétrique, comme pour les COMs en général, est très riche. Si cette détection était confirmée, dans SgrB2 ou dans d'autres sources, l'oxyde de propylène serait alors la première molécule chirale détectée dans l'espace.

I.1.4 Chimie interstellaire

On voit ainsi que de nombreux efforts sont conduits pour caractériser la composition chimique des régions de formation d'étoiles, depuis l'échelle du cocon parental de gaz et de poussières froids, jusque dans les régions protostellaires internes, près de l'étoile en formation et de son disque. Il est important de comprendre comment cette complexité moléculaire émerge ou disparaît, au cours de l'évolution protostellaire, mais aussi selon quels processus de formation et de destruction chimiques, en phase gaz ou sur les grains, dans le milieu interstellaire. Le contenu moléculaire de l'ISM est distribué en deux phases distinctes : la phase gaz et la phase solide (grains de poussière). Chacune de ces deux phases présentent des mécanismes de formation moléculaire particuliers qui seront décrites à continuation.

I.1.4.1 Chimie dans la phase gaz

Les réactions chimiques dans la phase gaz sont nombreuses et ont lieu dans les différentes phases de l'ISM. Les différentes conditions physiques du gaz déterminent les types de réactions ayant lieu : les processus liés au rayonnement radiatif ou cosmique sont dominants dans un milieu diffus, tandis qu'elles sont négligeables à l'intérieur des nuages denses. Les conditions physiques des sites de formation stellaires sont relativement peu denses (pourtant les plus denses de l'ISM!) et froides ce qui rend les collisions entre deux particules rares. Cependant, la taille et le temps caractéristique de l'évolution de ces structures sont suffisantes pour qu'une chimie riche et complexe ait lieu ([Lequeux, 2005](#); [Draine, 2011](#)).

TABLE I.2. : Réactions chimiques en phase gaz.

Type de réaction	Réaction
Photo-dissociation	$\text{AB} + h\nu \rightarrow \text{A} + \text{B}$
Neutre-Neutre	$\text{A} + \text{B} \rightarrow \text{C} + \text{D}$
Ion-Neutre	$\text{A}^+ + \text{B} \rightarrow \text{C}^+ + \text{D}$
Transfert de charge	$\text{A}^+ + \text{B} \rightarrow \text{A} + \text{B}^+$
Neutralisation mutuelle	$\text{A}^+ + \text{B}^- \rightarrow \text{A} + \text{B}$
Association radiative	$\text{A} + \text{B} \rightarrow \text{AB} + h\nu$
Recombinaison dissociative	$\text{A}^+ + e^- \rightarrow \text{C} + \text{D}$
Recombinaison radiative	$\text{A}^+ + e^- \rightarrow \text{A} + h\nu$
Détachement associatif	$\text{A}^- + \text{B} \rightarrow \text{AB} + e^-$
Photo-détachement	$\text{A}^- + h\nu \rightarrow \text{A} + e^-$

Une description de l'ensemble de ces processus est nécessaire pour comprendre les types d'espèces recherchés et leur importance aussi bien du point de vue chimique que physique. Nous

invitons le lecteur à lire [Tielens \(2005\)](#) pour une description détaillée de ces processus. La Table [1.2](#) résume les réactions les plus importantes ayant lieu en phase gaz.

1.1.4.2 Chimie à la surface des grains de poussière

Les poussières interstellaires se présentent sous la forme de grains extrêmement petits, dont la taille typique dans le MIS est de l'ordre d'une fraction de micron, mais dont la distribution de taille s'étend en fait depuis la dizaine de nm jusqu'au mm pour les plus gros. Ces grains interstellaires sont formés dans l'atmosphère des étoiles évoluées ainsi que dans les novæ et supernovæ ([Lequeux, 2005](#); [Draine, 2011](#)). Il existe plusieurs populations de grain de poussière selon leur composition, à base soit de silicates, soit de carbone amorphe. En outre, la taille des grains de poussière leur permet d'absorber et diffuser efficacement la lumière dans les longueurs d'ondes allant de l'UV au visible. Ce phénomène est connu comme l'extinction interstellaire. En outre, la poussière réémet de la lumière dans le domaine infrarouge et sub-millimétrique, ce qui crée un effet de rougissement de la lumière interstellaire.

Ils ont une influence importante sur la physique de l'ISM car ils contribuent notamment au chauffage du gaz dans les régions exposées à un champ UV intense. Les photons UV incidents arrachent des électrons de la surface des grains par effet photoélectrique. Ces électrons communiquent leur énergie au gaz environnant par thermalisation.

Les grains de poussière jouent un rôle très actif dans la chimie interstellaire et agissent notamment comme catalyseurs de réactions chimiques. Ainsi, ils jouent un rôle fondamental pour former efficacement le dihydrogène H_2 , qui est aussi la molécule la plus abondante dans l'Univers. Les grains assurent une surface sur laquelle les atomes H adsorbés peuvent se rencontrer et réagir, et ils absorbent l'énergie libérée dans la formation, qui empêche la formation en phase gaz d'une molécule stable ([Draine, 2011](#)). Les réactions à la surface des grains se produisent selon la séquence suivante :

- des espèces en phase gaz s'adsorbent à la surface des grains via des interactions de van der Waals (physisorption); ce processus dépend principalement du taux de collisions entre les molécules et les grains, et donc de la densité du milieu.
- les espèces diffusent à la surface des grains; ce processus dépend principalement de la température des grains, la nature du cœur du grain, et sa porosité.
- les espèces réagissent chimiquement au cours de leur rencontre.

Les espèces produites peuvent continuer à diffuser à la surface du grain ou désorber et retourner en phase gaz. Cette séquence est illustrée sur la Figure [1.7](#).

La chimie à la surface des grains est remarquablement efficace dans le milieu interstellaire dense, où la température est suffisamment basse pour que les espèces adsorbées demeurent un temps significativement long à la surface des grains. Dans un tel environnement, l'accumulation des espèces moléculaires adsorbées permet de nombreuses réactions chimiques, ainsi que la formation de couches de glaces, qui finissent par constituer un manteau épais recouvrant les grains. Ces glaces sont essentiellement constituées d'eau H_2O , de monoxyde de carbone CO , de dioxyde de carbone CO_2 , d'ammoniac NH_3 , de méthanol CH_3OH (voir [Boogert et al., 2015](#), pour une revue récente). Les espèces piégées dans les manteaux ont une diffusivité limitée et ne peuvent pas désorber dans

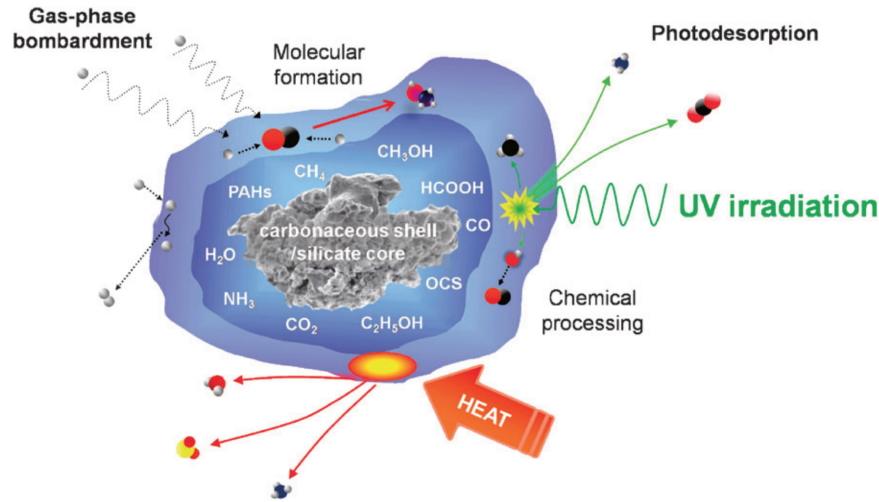


FIGURE I.7. : Processus physicochimiques ayant lieu sur les manteaux de glace de la poussière interstellaire (Burke and Brown, 2010).

la phase gaz; elles peuvent cependant réagir avec d'autres espèces environnantes. L'étude des processus physico-chimiques mentionnés précédemment s'appuie à la fois sur des expériences de laboratoire couplées à des modélisations chimiques poussées.

I.2 La formation stellaire

I.2.1 Étoiles de faible masse

Il est maintenant bien établi que les étoiles de faible masse ($M \lesssim 2 M_{\odot}$), ou de type solaire, se forment à partir de l'effondrement gravitationnel de condensations de gaz dense à l'intérieur des nuages moléculaires dans la Galaxie. Les nombreux travaux observationnels et théoriques conduits depuis une vingtaine d'années ont conduit à un modèle "classique" de la formation de ces étoiles. Notons qu'il n'existe pas un modèle unique d'effondrement des condensations *prestellaires* (la condensation de gaz parent, précède la naissance de la protoétoile) mais que l'on rencontre plusieurs hypothèses et scénarios d'effondrement gravitationnel selon les conditions physiques présentes dans le nuage moléculaire : par exemple une perturbation extérieure (choc) qui conduit à la compression du gaz des couches extérieures et à leur effondrement sur les régions internes ("outside-in"), ou, au contraire, une accumulation de matière dans le centre de la condensation (comme conséquence de la diffusion de la matière moléculaire, au travers des lignes de champ magnétique, qui luttent contre la gravité du cœur), et conduisent à la propagation d'une onde d'effondrement des régions internes vers l'extérieur, selon le modèle *inside-out collapse* de (Shu et al., 1987).

Observationnellement, on distingue les principales étapes du processus de la formation stellaire en fonction de la forme de la distribution d'énergie spectrale (*Spectral Energy Distribution, SED*) (Lada, 1987; André, 2002). On observe des changements significatifs de la forme de la SED dans les phases pré- et protostellaires, qui sont liées à la quantité de poussière et sa distribution spatiale dans l'enveloppe de l'objet. La Figure I.8 résume schématiquement le scénario actuel de formation des étoiles de faible masse.

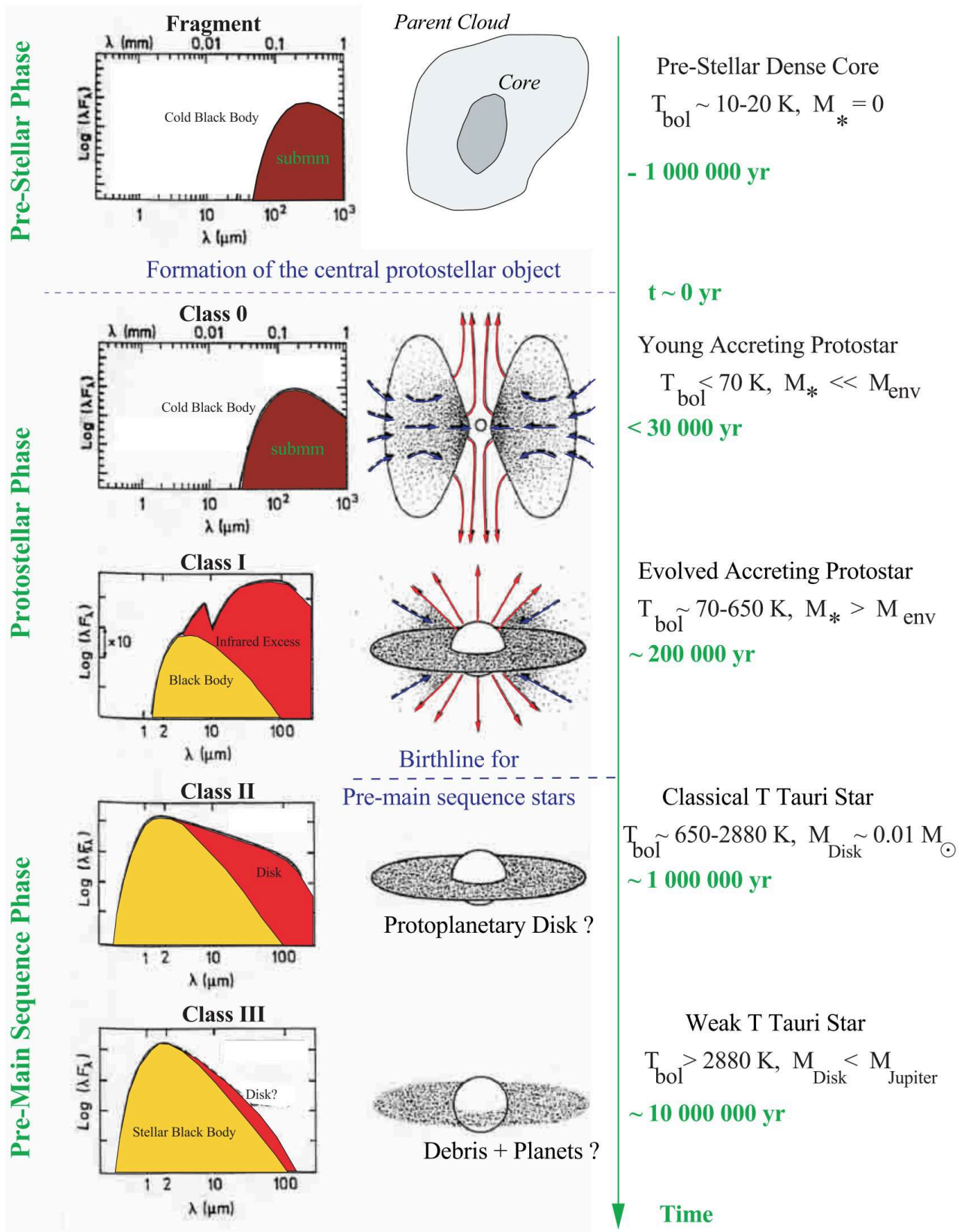


FIGURE I.8. : Schéma empirique de la formation d'une étoile de faible masse. Figure extraite de André (2002).

I.2.1.1 Cœurs préstellaires

La naissance d'une étoile a lieu dans les cœurs moléculaires denses, ou cœurs préstellaires, au sein des nuages moléculaires. Ce sont des condensations de gaz au sein desquelles la pression thermique, la turbulence et le champ magnétique s'opposent à l'effondrement gravitationnel. Les propriétés physiques et chimiques de ces cœurs sont décrites de manière détaillée dans la revue de [Bergin and Tafalla \(2007\)](#).

Les premières études systématiques des cœurs préstellaires (*Prestellar Cores*, PSC ci-après) ont été faites par [Myers and Benson \(1983\)](#) à partir de l'observation des transitions moléculaires de NH_3 des observations du satellite IRAS. Ces études ont identifié environ 90 cœurs denses, classés selon la présence ou non d'une étoile enfouie ([Beichman et al., 1986](#)). La plupart de ces cœurs denses se trouveraient dans un stade précoce d'effondrement gravitationnelle ou dans des conditions critiques d'équilibre. [Ward-Thompson et al. \(1994\)](#) ont observé de manière systématique l'émission continuum de la poussière à $800 \mu\text{m}$ de cœurs denses sans objet enfouie avec le *James Clerk Maxwell Telescope* (JCMT). Les auteurs concluent que le profil de densité de ces objets ne suit pas un comportement en simple loi de puissance, mais est composé d'un plateau dans les régions internes ($3000 - 6000 \text{ ua}$) et d'un profil de densité approximativement en r^{-2} dans les régions externes, c'est à dire en équilibre hydrostatique. Enfin, il apparaît que les SED des cœurs préstellaires obtenues à partir des observations dans l'infrarouge, dans le (sub)millimétrique sont bien reproduites par l'émission d'un corps gris de température de $\sim 10 - 20 \text{ K}$.

Les faibles températures de ces objets ont un fort impact sur leur composition chimique. Elles sont à l'origine de la déplétion de CO dans la phase gaz, dont les premières indications ont été trouvées par [Caselli et al. \(1999\)](#), [Bergin et al. \(2002\)](#) et [Bacmann et al. \(2003\)](#). La déplétion d'autres espèces moléculaires telles que CS, H_2CO , C_3H_2 et CCS a aussi été observée ([Bergin et al., 2001](#); [Young et al., 2004](#); [Lai et al., 2003](#); [Ohashi et al., 1999](#)).

Observationnellement, des travaux ont montré un enrichissement important en espèces deutérées dans la phase gaz ([Lis et al., 2002](#); [Parise et al., 2002](#); [Parise, 2004](#)). [Bacmann et al. \(2003\)](#) ont rapporté la présence de HD₂CO et D₂CO et [Roueff et al. \(2005\)](#) ont rapporté la présence de la forme simple, double et triplement deutérée de NH_3 avec des rapports $[\text{ND}_3]/[\text{NH}_3] \simeq 10^{-3}$ plus élevés que la valeur statistique 10^{-15} attendue! Ces travaux ont permis d'établir une corrélation étroite entre le degré de déplétion moléculaire de CO et l'enrichissement en deutération moléculaire ([Bacmann et al., 2003](#)). La deutération ainsi observée a fait l'objet de nombreuses études sur les plans observationnels et théoriques. Celles-ci ont fait l'objet de revues par [Ceccarelli et al. \(2007\)](#) qui a proposé le concept de "super-deutération" des cœurs préstellaires. Pour plus de détails, on invite le lecteur à lire les revues de [Caselli and Ceccarelli \(2012\)](#) et [Ceccarelli et al. \(2014\)](#). La Table I.3 présente le recensement des espèces deutérées détectées dans les cœurs préstellaires.

TABLE I.3. : Recensement des espèces moléculaires deutérées détectées dans les cœurs préstellaires.

Nombre d'atomes	Molécules
2	HD, ND
3	H_2D^+ , D_2H^+ , HDO, D_2O , DCO ⁺ , D^{13}CO^+ , N_2D^+ , DCN, DNC, C_2D , HDS
4	NH_2D , $^{15}\text{NH}_2\text{D}$, ND_2H , ND_3 , HD ₂ CO, D_2CO , HD ₂ CS, D_2CS , CH_2D^+
5	DC ₃ N, NH_3D^+ , c-C ₃ HD, c-C ₃ D ₂ , C ₄ D
6	CH_2DOH , CH_3OD , CHD_2OH , CD_3OH , CH_2DCN , 1-C ₄ HD
7	DC ₅ N, $\text{CH}_3\text{C}_2\text{D}$, $\text{CH}_2\text{DC}_2\text{H}$

La complexité chimique des cœurs préstellaires s'est révélée plus grande que prévue, avec la détection des COMs (telles que le méthyl format HCOOCH_3 ou le diméthyl éther CH_3OCH_3) par plusieurs équipes [Bacmann et al. \(2012\)](#); [Cernicharo et al. \(2012\)](#); [Vastel et al. \(2014\)](#).

1.2.1.2 Classe 0

En même temps que l'effondrement de l'enveloppe préstellaire débute la phase d'accrétion au centre du cœur. Celle-ci est accompagnée de phénomènes d'éjection de matière sous la forme de vents et jets moléculaires de haute vitesse. Cette phase protostellaire est appelée Classe 0 et dure quelques dizaines de milliers d'années ([André, 2002](#)). Durant cette phase, l'objet central enfoui et sa masse restent faibles devant celle de l'enveloppe ($M_{\text{env}} \gg M_*$). Les Classes 0 sont caractérisées observationnellement par :

- (i) La détection d'une source radio compacte dans le centimétrique et surtout d'un flot moléculaire bipolaire (voir [Bachiller, 1996](#)), preuves indirectes de la présence d'un objet chaud en accrétion. Ces preuves permettent ainsi de les distinguer des PSC.
- (ii) Un flot de gaz moléculaire entraîné, pouvant atteindre des vitesses de plusieurs dizaines de km/s, éventuellement associé à un jet rapide, moléculaire, observé dans le domaine (sub)millimétrique, ou ionisé, observé dans le domaine optique.
- (iii) Une émission continue de la poussière étendue et piquée au centre, signature d'une enveloppe circumstellaire.
- (iv) Un fort rapport entre le flux sub-millimétrique et le flux bolométrique indiquant que le flux de l'objet est dominé par l'émission de l'enveloppe.

Lors de cette phase, la structure physique et chimique de l'enveloppe est affectée par la présence d'une source de chauffage interne, la protoétoile. Dans le cadre d'une étude systématique d'une douzaine de protoétoiles de Classe 0 de type solaire, [Jørgensen et al. \(2002\)](#) ont modélisé les profils de densité des différentes enveloppes par une loi de puissance et conclu à un indice moyen $\alpha = 1.3 \pm 0.4$. Cette valeur indique que leurs enveloppes ne se trouvent plus à l'équilibre hydrostatique (comme pour les cœurs préstellaires) mais sont en effondrement.

Tout comme dans les cœurs prestellaires, on retrouve le phénomène de super-deutération dans les enveloppes des Classes 0 de type solaire. Détectée pour la première fois dans IRAS16293-2422 ([Ceccarelli et al., 2000c](#)), la surabondance des molécules deutérées est observée dans la région de l'enveloppe où la température est supérieure à 25 K. Les deux facteurs clés de la super-deutération, basse température et déplétion du CO, étant absents dans cette région, il semblerait que la deutération observée soit un héritage de la phase de cœur préstellaire. Cette super-deutération n'est d'ailleurs pas observée dans les protoétoiles massives, sinon à un degré beaucoup plus faible ([Ceccarelli et al., 2007](#)).

HOT CORINO

Les modifications de la structure physique de l'enveloppe, l'augmentation de la température au delà de 100 K dans les régions internes où la densité est de l'ordre de $\sim 10^{7-8}$, conduisent à la formation d'un *hot corino*, c'est à dire d'une région chaude, dense, enrichie en COMs. Ce phénomène a été mis en évidence pour la première fois dans la protoétoile IRAS16293-2422, qui est devenu un objet prototypique pour ces études.

La structure physique de l'enveloppe de cet objet a été modélisée par [Ceccarelli et al. \(2000a,c\)](#). Ces travaux ont notamment mis en évidence la surabondance de plusieurs molécules telles que H_2O , H_2CO et CH_3OH . Ces résultats ont été confirmés par [Schöier et al. \(2002\)](#). Cette surabondance s'explique par la sublimation du manteau de glace des grains lorsque la température de la poussière dépasse la température de sublimation de la glace d'eau ($T_{\text{poussière}} \gtrsim 100 \text{ K}$; [Ceccarelli et al., 2007](#)). Les molécules d'eau ainsi que les différentes molécules collées sur les grains sont alors libérées en phase gazeuse, ce qui provoque l'augmentation d'abondance observée. [Cazaux et al. \(2003\)](#) ont détecté de nombreuses COMs HCOOH , CH_3CHO , HCOOCH_3 , CH_3CN , $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$ et CH_3CCH dans l'enveloppe de IRAS16293-2422. [Bottinelli et al. \(2004\)](#); [Bottinelli \(2006\)](#) ont confirmé que l'émission moléculaire détectée provenait d'une région compacte autour des deux composantes de ce système binaire. Parallèlement était conduit le relevé spectral TIMASS au télescope de 30m de l'IRAM et avec le télescope JCMT ([Caux et al., 2011](#)), qui est un relevé systématique complet de 72 à 360 GHz de très grande sensibilité de l'émission moléculaire d'IRAS16293-2422. Ce survey représente le premier relevé complet de la composition chimique de l'enveloppe protostellaire à grande échelle d'une protoétoile de faible masse.

Avec l'avènement d'ALMA s'est ouverte la possibilité d'explorer l'environnement proche des protoétoiles et le projet ALMA-PILS ([Jørgensen et al., 2016](#)) a ainsi entrepris un relevé interférométrique entre 329 et 363 GHz à haute résolution angulaire (0.5", 60 ua) continuant l'exploration chimique de la composante B du système binaire ([Coutens et al., 2016](#); [Jørgensen et al., 2016](#); [Lykke et al., 2017](#); [Ligterink et al., 2017](#); [Persson et al., 2018](#); [Jacobsen et al., 2018](#); [Drozdovskaya et al., 2018](#); [Calcutt et al., 2018b,a](#); [Ligterink et al., 2018](#); [Jørgensen et al., 2018](#)).

Les *Hot Corinos* ont été appelés ainsi par analogie avec les *Hot Molecular Cores* (HMC) détectés autour des protoétoiles massives (voir Section 1.2.2 ci-dessous). Bien que l'on retrouve les mêmes espèces moléculaires dans les deux cas, les *Hot Corinos* ne sont pas seulement une version plus petite et moins massive des HMC. [Bottinelli \(2006\)](#) a montré que l'abondance des COMs oxygénées est plus grande dans les *Hot Corinos* que dans les HMC, d'un facteur 10 à 100. Récemment, l'étude menée par [Boogert et al. \(2004\)](#) des abondances de plusieurs constituants des manteaux de glace (H_2O , CO , CO_2 , CH_3OH , OCN^-) montre des différences significatives entre les protoétoiles de faible masse et massives.

LES SOURCES WCCC

[Sakai et al. \(2008\)](#) ont apporté les premières indications d'une diversité chimique importante dans les enveloppes des protoétoiles de faible masse, avec la détection d'objets présentant à la fois une absence de hot corino et un riche contenu en chaînes carbonées et diverses espèces chimiquement liées. Le prototype de cette classe d'objets est la protoétoile de faible masse L1527 dans la région du Taureau. Contrairement à IRAS16293-2422, les raies moléculaires de HCOOCH_3 ne sont pas détectées et les raies de CH_3OH sont beaucoup moins intenses. La chimie caractéristique de cette source a été nommée *Warm-Carbon-Chain-Chemistry* (WCCC; [Sakai et al., 2009](#); [Sakai and Yamamoto, 2013](#)). Ces auteurs ont proposé que la composition des manteaux de glace serait en fait différente de celle des sources à hot corino, et dominée par CH_4 . Ce dernier composant principal des manteaux des grains, s'évapore dans les régions "tièdes" ($T \sim 30 \text{ K}$) de l'enveloppe, favorisant la formation des chaînes carbonées dans la phase gaz, et l'augmentation des abondances ainsi observées.

1.2.1.3 Classe I

Les sources de Classe I ont été identifiées sur la base du catalogue IRAS de sources ponctuelles ([Lada, 1987](#)). La SED d'une source de Classe I apparaît composée d'un corps noir à quelques milliers de Kelvins, auquel s'ajoute un excès d'émission infrarouge dû à la présence du disque d'accrétion et de l'enveloppe. La pente positive de la SED dans l'infrarouge indique que l'émission

de l'enveloppe et du disque domine encore celle de l'objet central, impliquant que celui-ci est toujours enfoui. Dans cette phase, l'accrétion de matière s'accompagne toujours de phénomènes de perte de masse sous la forme de flots bipolaires et parfois, de jets moléculaires qui contribuent à vider peu à peu le réservoir de matière de l'enveloppe protostellaire, pendant que la masse de l'objet central augmente graduellement.

Le flux infrarouge rayonné par les sources de Classe 0 est beaucoup trop faible pour pouvoir être détecté par le satellite IRAS. Pour cette raison, les sources de Classe I ont été détectées très tôt, bien avant les sources de Classe 0, dont l'existence en tant que classe spécifique a été proposée en 1993 par [Andre et al.](#), plusieurs années après la classification de Lada. Par ailleurs, les sources de Classe 0 sont beaucoup moins nombreuses que les sources de Classe I, ce qui permet d'estimer statistiquement la durée de la phase de Classe 0 et de Classe I à 10^4 ans et 10^5 ans typiquement. Un objet typique de la Classe I est L1551 IRS5 dans la région du Taureau ([Adams et al., 1987](#)).

[Bontemps et al. \(1996\)](#) ont montré les premiers que l'activité des sources de Classe 0 et de Classe I était significativement différente, plus précisément que les outflows des sources de Classe 0 sont beaucoup plus puissants que ceux de leurs homologues de Classe I. Les propriétés de leurs outflows permettent de les distinguer nettement. Plus précisément, sur la base d'un échantillon de 36 outflows de sources de Classe I et 9 outflows de sources de Classe 0, [Bontemps et al. \(1996\)](#) montrent que le flux d'impulsion des outflows est étroitement corrélé avec la luminosité de la source centrale pour les sources de Classe I. Les sources de Classe 0 se situent un facteur 10 au dessus de la corrélation observée. Néanmoins, le flux d'impulsion est bien corrélé avec la masse de l'enveloppe dans les 2 cas, ce que les auteurs interprètent comme une indication d'une diminution progressive du flux d'impulsion avec le temps pendant la phase d'accrétion, reflétant une diminution du taux d'accrétion en masse.

Si les propriétés physiques des sources de Classe I ont été étudiées systématiquement, leurs propriétés chimiques ont été regardées beaucoup moins systématiquement que celles des sources de Classe 0, plus jeunes et plus brillantes, et à l'émission moléculaire plus riche. La question de l'évolution de la composition chimique des hot corinos lorsqu'ils "vieillissent", ou de l'enveloppe parentale, est encore sans réponse. La protoétoile de Classe I SVS13A dans le nuage de Persée NGC1333 a fait l'objet d'une étude systématique de sa composition chimique dans le cadre du Large Programme ASAI ([Lefloch et al., 2018](#)); les premiers résultats obtenus sur la deutération de l'enveloppe ont permis d'établir un lien entre les sources préstellaires et de Classe 0, d'un côté, et les objets plus évolués (sources de Classe II), de l'autre ([Bianchi et al., 2017](#)).

1.2.1.4 Classe II

Lorsque l'enveloppe est dissipée, l'étoile et son disque protoplanétaire deviennent visibles dans le domaine optique proche IR. La protoétoile est entourée d'un disque de gaz et poussière d'une taille typique de ~ 100 ua, dans lequel se forme(ro)nt éventuellement les planètes (voir [Watson et al., 2007](#)). Pour ce type d'objet, la SED est essentiellement localisée dans les domaines optiques ou proche-infrarouge. Une pente négative dans l'infrarouge indique une émission plus forte de l'objet central, impliquant que la dissipation de l'enveloppe est déjà fortement avancée. Cette pente dans l'infrarouge est modélisée de façon satisfaisante par un disque circumstellaire, optiquement épais, ayant un fort gradient en température. L'indice spectral est ajusté par une loi de puissance avec un indice typique $\alpha = 0.7 - 1.3$. Les objets de Classe II sont aussi connus comme des *étoiles T-Tauri classiques*.

L'étude de la composition chimique des disques protoplanétaires est comparativement beaucoup plus difficile que dans les enveloppes protostellaires. Leur taille est beaucoup plus petite (typiquement quelques secondes d'arc) et le risque de confusion avec le matériau environnant (enveloppe résiduelle, nuage moléculaire) n'est pas toujours négligeable, ce qui rend les études avec les téles-

copies single dish et les interféromètres difficiles. Les travaux pionniers de [Dutrey et al. \(1997\)](#) ont révélé pour la première fois la présence de molécules organiques, comme H_2CO , dans les disques des étoiles T Tauri DM Tau et GG Tau dans le nuage du Taureau. Après la détection de CO et ^{13}CO ([Koerner et al., 1993](#)), [Dutrey et al. \(1997\)](#) ont identifié les signatures de CN, HCN, HNC, CS, HCO^+ , N_2H^+ , H_2CO et CCH. Puis, [van Dishoeck et al. \(2003\)](#) détectent la présence de l'isotopologue deutéré de HCO^+ , suivi de la détection de DCN dans TW Hydrae par [Qi et al. \(2008\)](#). Ces deux dernières détections indiquent que le fractionnement du deutérium reste important dans les disques protoplanétaires et doit être pris en compte dans l'évolution moléculaire des disques circumstellaires.

C'est en 2011 que la molécule d'eau H_2O en phase gaz a été détectée dans un disque protoplanétaire pour la première fois. Grâce à la mission spatiale *Herschel* ([Pilbratt et al., 2010](#)) et au spectromètre HIFI ([de Graauw et al., 2010](#)), [Bergin et al. \(2010\)](#) ont permis de détecter les transitions rotationnelles fondamentales des formes ortho- et para de H_2O dans le disque de TW Hydrae. La largeur des raies de H_2O est typiquement 40% plus large que celles du gaz froid tracé par les transitions millimétriques de CO, suggérant une extension plus faible de l'émission de H_2O par rapport à CO. Une modélisation détaillée de l'émission de H_2O a donné une estimation de l'abondance de l'eau en phase gaz de l'ordre de 10^{-7} par rapport à H_2 . Les auteurs estiment aussi la masse du réservoir total de glace d'eau dont la photodésorption par le champ UV stellaire est responsable de la vapeur d'eau observée, qu'ils trouvent égale à plusieurs milliers de fois la masse des océans terrestres.

L'entrée en fonctionnement d'ALMA au même moment a conduit à la détection d'espèces moléculaires supplémentaires dans les disques protoplanétaires. On note ainsi HC_3N ([Chapillon et al., 2012](#)), $\text{c-C}_3\text{H}_2$ ([Qi et al., 2013](#)), et les COMs CH_3CN ([Öberg et al., 2015](#)), CH_3OH ([Walsh et al., 2016](#)) et HCOOH ([Favre et al., 2018](#)). La détection de ces COMs reste difficile même pour un instrument de la sensibilité d'ALMA et repose sur une technique dite de "stacking", qui consiste à moyenniser le signal des diverses transitions de l'espèce moléculaire présentes dans la bande spectrale observée. Le corollaire en est que les images de la distribution spatiale de l'émission sont elles-mêmes très bruitées, et apportent une information limitée sur l'origine spatiale de l'émission. Au final, un peu plus de 25 espèces moléculaires ont été détectées dans les disques protoplanétaires, et sont pour l'essentiel (70%) des espèces à 2 et 3 atomes. Quelques espèces moléculaires organiques ont été identifiées mais seulement 2 COMs (3 avec t-HCOOH). Le recensement des espèces détectées montre de grandes différences avec la composition des régions de formation d'étoiles, ce qui reflète la difficulté de l'exploration de la complexité chimique des disques protoplanétaires. Ainsi, les espèces moléculaires les plus lourdes détectées n'ont à ce jour que 6 atomes, contre 12 atomes dans les régions de formation d'étoiles massives. La récente détection de l'acide formique, avec deux atomes d'oxygène, montre que la chimie organique, bien que difficile à observer, est activement à l'oeuvre dans ces objets. Les molécules organiques détectées, tout comme les espèces deutérées, forment ainsi un lien, un véritable fil d'Ariane, pour suivre l'évolution chimique des systèmes protostellaires et protoplanétaires ([Ceccarelli et al., 2014](#)).

1.2.1.5 Classe III

Ces objets sont aussi connus comme des *étoiles T-Tauri faibles*. La SED est essentiellement composée d'un corps noir de plusieurs milliers de Kelvins auquel s'ajoute un faible excès infrarouge dû à l'émission du disque de débris. Le nombre d'objets de Classe II et III sont comparables, ce qui implique que leurs durées de vie sont aussi comparables et estimées à 10^7 ans. Enfin, lorsque la température devient suffisamment grande pour enclencher les réactions de fusion de l'hydrogène, l'étoile rejoint la séquence principale.

TABLE I.4. : Recensement des espèces moléculaires détectées dans les disques protoplanétaires

Nombre d'atomes	
1	C ⁺ , O
2	CO, ¹³ CO, C ¹⁸ O, CN, CS, SO, CH ⁺ , OH, HD
3	CO ₂ , HCO ⁺ , H ¹³ CO ⁺ , DCO ⁺ , N ₂ H ⁺ , HCN, HNC, DCN, CCH, H ₂ O
4	C ₂ H ₂ , H ₂ CO
5	c-C ₃ H ₂ , HC ₃ N, HCOOH
6	CH ₃ OH, CH ₃ CN

I.2.2 Étoiles massives

Si à l'heure actuelle les mécanismes de formation des étoiles de faible masse commencent à être bien compris, ce n'est pas le cas pour la formation d'étoiles massives, c'est à dire les étoiles de masse supérieure à $\sim 8 M_{\odot}$. Deux temps caractéristiques sont présents dans la formation d'étoiles de faible masse : le temps d'accrétion de la matière dans la protoétoile ; et le temps de contraction où la température augmente considérablement jusqu'à atteindre le seuil de la fusion nucléaire. Ce temps de contraction diminue avec la masse de l'objet central, et est bien évidemment plus long pour les étoiles de type solaire. Une des principales raisons pour lesquelles le mécanisme de formations des étoiles de faible masse ne peut pas s'extrapoler vers les étoiles massives est que pour une masse de l'objet central $\sim 8 M_{\odot}$, le temps de contraction sera inférieur au temps d'accrétion. L'étoile atteignant cette masse s'effondre rapidement et la fusion nucléaire prend place tandis qu'elle se trouve encore enfouie dans le nuage parent. Dans cette situation, la pression de radiation devient plus forte que la pression gravitationnelle, ce qui a pour conséquence de dissiper l'enveloppe et de stopper l'accrétion. Dès lors, aucune étoile plus massive que $8 M_{\odot}$ ne devrait être observée. Pourtant, des étoiles encore plus massives comme *Rigel* ($23 M_{\odot}$ [Przybilla et al., 2010](#)) ou encore *Eta Carinae* ($100 - 150 M_{\odot}$ [Clementel et al., 2015](#)) montrent que ce n'est pas le cas.

Les protoétoiles massives évoluent très rapidement dans leurs nuages parents, ce qui rend difficile d'observer les étapes précoces de ces objets car elles sont fortement enfouies dans des nuages moléculaires très denses. Observationnellement, on constate que les objets massifs sont systématiquement observés en amas ([McCaughrean and Stauffer, 1994](#); [Hillenbrand and Hartmann, 1998](#); [Testi et al., 1999](#); [Megeath et al., 2005](#)). Toutes ces contraintes indiquent que l'environnement des protoétoiles massives joue un rôle clé dans leur formation. Nous présentons ci-dessous les quatre principaux modèles de formation qui ont été proposés. Pour de plus amples informations, nous renvoyons le lecteur aux revues de [Garay and Lizano \(1999\)](#), [Tan \(2005\)](#), [Zinnecker and Yorke \(2007\)](#) et [Motte et al. \(2018\)](#).

Effondrement monolithique et disque d'accrétion : Ce modèle suit le modèle de formations d'étoiles de faible masse mais avec une géométrie particulière. Lors de l'accrétion de la matière dans la protoétoile, des jets moléculaires puissants devraient creuser le nuage moléculaire parent dans lesquels une partie significative des photons émis de l'objet central s'échapperaient. Ceci devrait réduire la pression radiative dans l'axe équatorial de l'objet, ce qui permettrait au disque circumstellaire de poursuivre l'accrétion de la matière dans l'étoile. La masse finale dépend de la masse initiale du nuage parent et du taux d'accrétion. [Tan \(2003\)](#) discute comment les observations du *Hot Core* d'Orion sont effectivement expliquées par ce modèle.

Accrétion compétitive : Ce modèle suggère un taux d'accrétion de matière plus élevé ($10^{-4} - 10^{-3} M_{\odot}/\text{an}$) par rapport aux régions de formations d'étoiles de faible masse ($10^{-6} - 10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$). Cette valeur peut être atteinte dans un amas protostellaire dense où plusieurs objets partagent le même réservoir de matière. On parle d'accrétion compétitive (Bonnell et al., 2001). Les étoiles situées dans les régions centrales bénéficient du grand potentiel gravitationnel de l'amas. Plus celles-ci deviendront massives, plus la quantité de matière accrétée sera importante. Ce modèle reproduit naturellement la ségrégation observée des étoiles massives au centre de l'amas.

Coalescence stellaire : Dans ce modèle, l'effondrement du nuage donnerait lieu uniquement à des étoiles de faible masse. Les étoiles massives sont alors formées au travers de la fusion de ces objets (Bonnell et al., 1998). Cependant, ce modèle nécessite des densités stellaires supérieures de l'ordre de 10^6 étoiles/ pc^3 (Bonnell and Bate, 2005), à ce qu'on observe dans la région d'Orion (10^4 étoiles/ pc^3). Toutefois, le processus d'accrétion compétitive augmente la densité stellaire dans les régions centrales des amas, où la coalescence serait plus probable.

Effondrement global hiérarchique : Ce nouveau modèle proposé par Motte et al. (2018) suggère que les cœurs préstellaires massifs pourraient être en fait des cœurs préstellaires de faible masse à l'intérieur des amas ou des cœurs denses massives (*Massive Dense Core*, MDC). A petite échelle, les cœurs préstellaires de faible masse deviendront des protoétoiles de faible masse. A grande échelle, l'effondrement global du nuage moléculaire parent génère un flux de gaz qui va nourrir les MDC et donc la protoétoile. Ce flux continu de masse dont la protoétoile se nourrit fera d'elle éventuellement une protoétoile massive. La Figure 1.9 montre un schéma explicatif de ce nouveau modèle. Cependant, des contraintes observationnelles de ce scénario sont encore manquantes, plus particulièrement pour expliquer la grande fraction d'étoiles massives binaires observées. Pour plus de détails, le lecteur est invité à lire Motte et al. (2018).

La structure physique et chimique des protoétoiles massives a été la cible de nombreux travaux. L'indice moyen de loi de puissance de la distribution de densité des enveloppes de ces objets est $\alpha \sim 1.5$ (van der Tak et al., 2000; Beuther et al., 2002; Mueller et al., 2002; Hatchell and van der Tak, 2003; Williams et al., 2004), similaire à ce qui est observé dans les protoétoiles de faible masse.

L'étude de la chimie des protoétoiles massives a donné lieu à la première détection de régions riches en COMs : les *Hot Molecular Cores*, ou hot cores (Walmsley, 1989). Ces hot cores sont situés dans les parties très chaudes de l'enveloppe des protoétoiles massives. Une riche diversité chimique à l'intérieur des régions de formations d'étoiles massives est observée. L'exemple le plus connu est Orion KL (Johansson et al., 1984; Sutton et al., 1985; Blake et al., 1986; Jewell et al., 1989; Turner, 1989; Greaves and White, 1991; Tercero et al., 2010, 2011; Crockett et al., 2014), dans lequel il a été détecté : 1) une dichotomie entre la distribution spatiale des COMs oxygénées et azotées où ces dernières proviennent des régions où le gaz est plus chaud (voir Guélin et al., 2008; Favre et al., 2011; Friedel and Widicus Weaver, 2012; Peng et al., 2013; Brouillet et al., 2013; Crockett et al., 2014, 2015); mais aussi 2) des différences entre des espèces supposées chimiquement liées (Favre et al., 2017; Paganì et al., 2017).

Les régions de formation stellaires massives, dont Orion KL et SgrB2 sont deux exemples prototypiques, atteignent des luminosités jusqu'à $10^6 L_{\odot}$ et des colonnes de densité $N(\text{H}_2) \sim 10^{25} \text{ cm}^{-2}$ à l'échelle de 10^4 au. Il n'est donc pas surprenant que de très nombreuses espèces moléculaires ont été découvertes dans ces objets, valant à SgrB2 le surnom de "Large Molecule Heimat". Les récentes avancées dans l'exploration de la complexité moléculaire ont été obtenues grâce aux relevés spectraux conduits avec le télescope de 30m de l'IRAM et l'interféromètre ALMA.

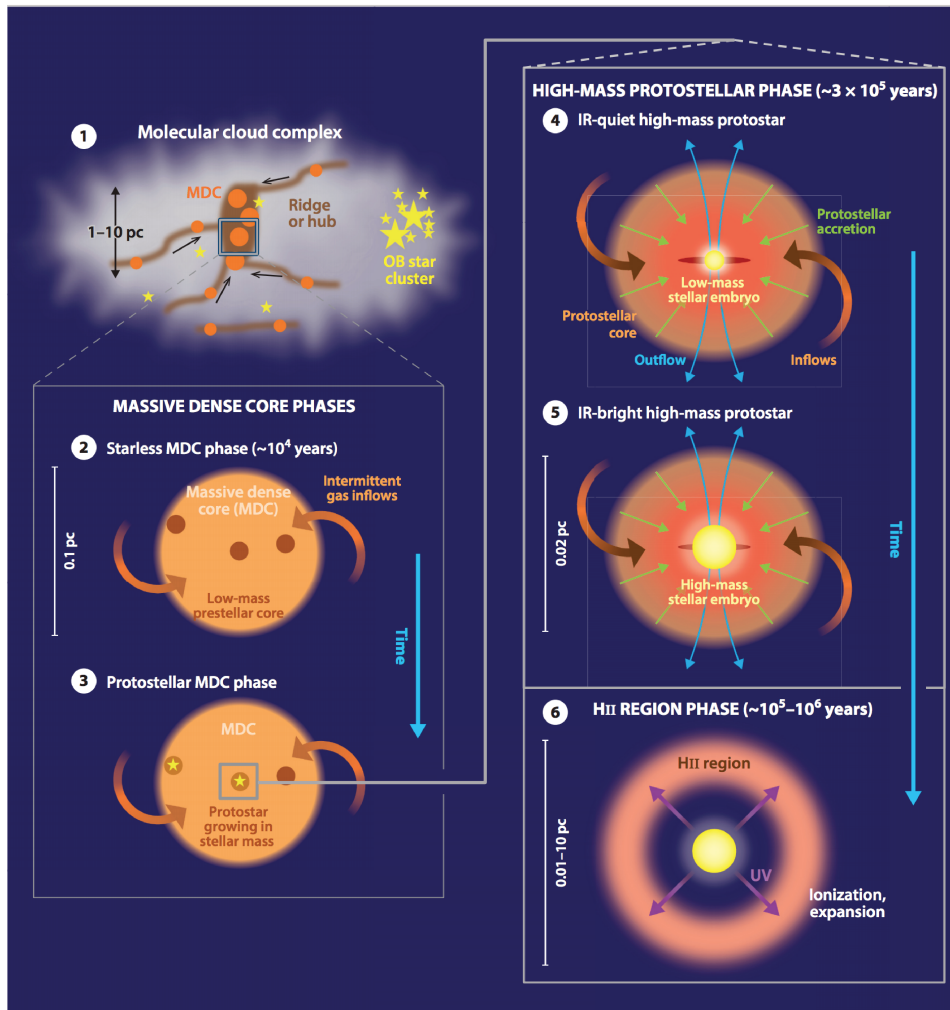


FIGURE I.9. : Schéma évolutif proposé pour la formation d'étoiles massives par effondrement global hiérarchique. Voir [Motte et al. \(2018\)](#) pour plus de détail de chacune des étapes du schéma.

I.2.3 Étoiles de masse intermédiaire

I.2.3.1 Generalités

Les étoiles IM sont parmi les sources dominantes du champ interstellaire FUV dans la Galaxie, qui régule les phases du milieu interstellaire et l'ensemble des processus de formation stellaire galactique (e.g. [Habing, 1968](#); [Gondhalekar and Wilson, 1975](#)). Alors que les protoétoiles de type solaire et massives ont été et continuent de faire l'objet de nombreuses études, comme il a été vu dans les deux sections précédentes, la formation des étoiles de masse intermédiaire (IM; $2 M_{\odot} \lesssim M_{*} \lesssim 10 M_{\odot}$) a été relativement peu étudiée. Pourtant, celles-ci jouent un rôle crucial dans l'étude de la formation stellaire parce qu'elles font le lien entre les étoiles de faible masse et leurs contreparties massives ([Di Francesco et al., 1997](#); [Mannings and Sargent, 1997, 2000](#)). Par conséquent, elles permettent de contraindre les processus physiques à l'œuvre dans la formation stellaire.

Le schéma de formation des étoiles IM est généralement assimilé à celui des protoétoiles de type solaire, on parle ainsi de protoétoiles de Classe 0 et Classe I de masse intermédiaire, qui sont les précurseurs des étoiles de Herbig Ae/Be. Certaines protoétoiles IM (Serpens-FIRS 1, IC 1396 N, CB 3) ont été observées dans des amas stellaires autour des étoiles massives ([Testi and Sargent, 1998](#); [Neri et al., 2007](#); [Fuente et al., 2007](#)). D'autres objets montrent une transition progressive vers des cas isolés typiques des étoiles de faible masse ([Testi et al., 1999](#)). Ces auteurs concluent que les étoiles IM marquent la transition entre les agrégats de faible densité d'étoile T-Tauri ($\lesssim 10$ étoiles/pc³) et les amas denses associés aux étoiles massives ($\gtrsim 10^3$ étoiles/pc³). Durant leur formation elles injectent via les jets moléculaires une grande quantité d'énergie dans le milieu interstellaire, ce qui a des conséquences significatives sur leur environnement et la dissipation de l'enveloppe parentale ([Fuente et al., 2005b](#)).

La première étude systématique de la structure physique des protoétoiles IM a été menée par [Crimier et al. \(2009, 2010\)](#) à partir d'un échantillon de 6 protoétoiles IM de Classe 0 : OMC2-FIR4, CB3-mm, Cep E-mm, IC1396 N BIMA 2, NGC7129 FIRS 2 et Serpens FIRS 1. Cette étude a été réalisée à partir de leur distribution spectrale d'énergie (SED). Ces sources ont été choisies pour échantillonner la gamme de luminosité (30 – 1000 L_⊙). Les profils de densité de l'enveloppe de ces sources sont ajustés par une loi de puissance pour laquelle les auteurs obtiennent un indice moyen $\alpha \simeq 1.6$, et les profils de température sont calculés de manière auto-cohérente. [Crimier et al. \(2010\)](#) concluent de leur étude que les propriétés physiques des (enveloppes) des protoétoiles de masse intermédiaire varient sans discontinuité apparente entre les sources de faible masse et les sources massives.

I.2.3.2 Le prototype NGC7129 FIRS2

NGC7129 FIRS2 ($L \sim 500 L_{\odot}$ et $M = 5 M_{\odot}$) est un des premiers exemples bien étudiés d'une protoétoile de Classe 0 de masse intermédiaire. Celle-ci a fait l'objet de nombreux travaux de la part de [Fuente et al. \(Fuente et al., 1998, 2002, 2005a,b, 2014\)](#). Cette source a également été étudiée en détail dans le domaine infrarouge et submillimétrique par le satellite Herschel ([Johnstone et al., 2010](#); [Fich et al., 2010](#); [Fuente et al., 2012](#)) dans le cadre du programme WISH ([van Dishoeck et al., 2011](#)). Il s'agit donc d'un objet de référence pour les études des protoétoiles IM et leur lien avec les objets de faible masse et les hot cores massifs, et pour comprendre l'évolution des propriétés protostellaires depuis les objets de type solaire jusqu'aux objets massifs.

La source est située à une distance de 1.25 kpc ([Shevchenko and Yakubov, 1989](#)), environ 2 fois plus loin que la protoétoile IM de Classe 0 Cep E-mm, étudiée dans le travail ci-présent. NGC7129 FIRS2 est associée à des outflows énergétiques ([Fuente et al., 2001](#)) et présente des indications de déplétion de CO et d'enrichissement du fractionnement du deutérium ([Alonso-Albi](#)

et al., 2010). Fuente et al. (2005b) ont conduit une première étude des conditions chimiques de cette source au moyen du télescope de 30 m de l'IRAM, dans laquelle ils rapportent la présence de CH_3CN chaud ($T > 63\text{ K}$), qui est une première indication de la présence d'un hot core/corino. Néanmoins, la résolution angulaire limitée de l'instrument rend difficile la séparation de l'émission du hot core et celle de l'outflow ou de l'enveloppe. Des observations complémentaires avec l'interféromètre du Plateau de Bure (Fuente et al., 2005a, 2014) ont confirmé la présence d'une grande richesse en molécules organiques : CH_3OCHO , $\text{CH}_3\text{CH}_2\text{OH}$, CH_2OHCHO , CH_3COCH_3 , CH_3OCH_3 , $\text{CH}_3\text{CH}_2\text{CN}$, $\alpha\text{Gg}'\text{-(CH}_2\text{OH)}$. La détection de transitions vibrationnelles de CH_3CN , CH_3OCHO , CH_3OH , HC_3N , montre l'existence de gaz et de poussière à des températures élevées. À partir de CH_3CN , les auteurs estiment une température cinétique de l'ordre de 400 K dans le gaz du hot core, sensiblement plus élevée que les températures rotationnelles dans les hot corinos. Du point de vue chimique, ils trouvent une composition similaire entre FIRS2 et Orion, avec un accord typique d'un facteur 5 entre les abondances moléculaires étudiées. Des différences significatives sont observées pour des espèces deutérées (D_2CO , CH_2DOH) et quelques espèces moléculaires ($\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$, SO_2 , HNCO , CH_3CHO) que les auteurs attribuent à des conditions initiales différentes et/ou à des durées d'effondrement différentes du gaz de l'enveloppe.

1.2.3.3 Autres exemples

Outre NGC7129 FIRS2 (Fuente et al., 2005a), les travaux de quelques équipes ont permis d'identifier une poignée de hot cores de masse intermédiaire : IC 1396N (Neri et al., 2007), IRAS 22198+6336 (Sánchez-Monge et al., 2010) et AFGL 5142 (Palau et al., 2011). Un échantillon de 9 protoétoiles de Classe 0 dans Cygnus-X identifiées par Duarte-Cabral et al. (2013) montrent des propriétés similaires à celles de Cep E-mm, la protoétoile IM de Classe 0 étudiée ici, en termes de masse d'enveloppe et de luminosité. Ces protoétoiles sont généralement associées à des systèmes d'outflows brillants et collimatés, similaires au flot haute-vitesse observé dans Cep E-mm (Lefloch et al., 1996, 2015). Cependant, leurs propriétés chimiques restent elles souvent à étudier.

Les travaux conduits sur quelques hot cores IM ont montré que les tailles de ceux-ci varient de quelques 130 ua (IRAS22198) à environ 900 ua (NGC 7129) et possèdent des propriétés chimiques différenciées. Fuente et al. (2005a,b) ont proposé que les hot cores IM sont plus abondants en H_2CO et HCOOH relativement à CH_3OH par rapport aux hot cores massifs. Ces auteurs n'ont trouvé aucune variation du rapport d'abondances $\text{CH}_3\text{CN}/\text{CH}_3\text{OH}$ avec la masse de l'objet central. Palau et al. (2011) ont étudié les propriétés chimiques de IRAS22198+6336 et AFGL5142 et concluent que les hot cores IM sont plus riches en molécules oxygénées avec deux groupes $\text{CH}_{2/3}$ que les hot corinos, mais plus pauvres en molécules azotées que les hot cores massifs. Les auteurs suggèrent que ces différences résulteraient de la différence de composition des manteaux des grains de poussière entre les objets de type solaire et massif.

1.2.3.4 Résumé

L'ensemble des travaux conduits précédemment montre l'importance des protoétoiles IM dans l'étude de la chimie des enveloppes protostellaires, de la diversité observée entre les objets de type solaire et les sources massives. Alors que certaines protoétoiles IM, telles que FIRS2, présentent une composition chimique similaire à celle des hot cores massifs, d'autres présentent des similarités avec les hot corinos quant à la composition en COMs oxygénées. Les différences observées conduisent à diverses hypothèses sur la composition initiale des manteaux de glace dans l'enveloppe parentale ou sur le scénario d'effondrement gravitationnel. Il n'est pourtant pas bien clair s'il s'agit de tendances générales ou de cas particuliers, non représentatifs. Il faut aussi garder en mémoire que ces résultats sont incertains dans la mesure où le nombre d'objets IM étudiés est faible. Ceux étudiés *systématiquement*, comme NGC7129, sont encore moins nombreux, et la détec-

mination des rapports d'abondances souffre souvent de grandes incertitudes. Des études détaillées, systématiques de protoétoiles IM de Classe 0 sont nécessaires pour avancer.

I.3 Les objectifs de la Thèse

Comme on vient de le voir, il existe encore peu d'études systématiques de protoétoiles de masse intermédiaire en dehors de NGC7129-FIRS2 (Fuente et al., 2014). Leur composition chimique, leur richesse moléculaire, sont un domaine à explorer et il s'agit-là du premier objectif de cette thèse : obtenir un recensement détaillé et aussi complet que possible des propriétés physico-chimiques d'une protoétoile isolée. Notre choix s'est porté sur Cep E-mm, un objet qui apparaît comme précieux pour comprendre la formation et les propriétés chimiques des objets de masse intermédiaire (voir Chapitre II).

Structure de l'enveloppe protostellaire

L'analyse des propriétés physiques de Cep E-mm a débuté avec Crimier et al. (2010) qui ont modélisé la structure en température et densité à partir de la distribution spectrale d'énergie (SED) mesurée à des échelles $\gtrsim 8''$. Ce modèle 1D prédit l'existence d'une région de température > 100 K à des échelles de l'ordre de $1''$ autour de la protoétoile. Cependant ce modèle échoue à reproduire le flux à $24 \mu\text{m}$. Se pose la question de l'interaction entre l'enveloppe et la cavité de l'outflow. Comment cette dernière est-elle affectée ? Il convient de noter que les petites échelles sont en deçà des échelles spatiales étudiées par Crimier et al. (2010), et la présence d'un cœur chaud, tout comme une possible multiplicité protostellaire, reste à confirmer. Par ailleurs, les auteurs échouent à reproduire le flux à $24 \mu\text{m}$ de la source, suggérant qu'il manquerait un "ingrédient" dans leur modélisation physique. En tout état de cause, la structure physique de Cep E-mm à petite échelle n'est pas comprise et doit être précisée observationnellement.

Complexité chimique

Des espèces moléculaires relativement simples (CO , H_2CO , H_2O et NH_2^+) ont déjà été détectées dans l'enveloppe protostellaire de cet objet (Sargent, 1977; Few and Cohen, 1983; Wouterloot and Walmsley, 1986; Alonso-Albi et al., 2010). Le premier indice de la présence des COMs, au sens de Herbst and van Dishoeck (2009), a été fourni par López-Sepulcre et al. (2015) avec la détection de la formamide NH_2CHO . Mais la structure et la richesse moléculaire de la protoétoile restent encore à caractériser.

Il est essentiel de confirmer ou non la présence d'un hot corino à l'échelle de la seconde d'arc prédite par la modélisation de Crimier et al. (2010) et de caractériser sa composition chimique. Au delà du hot corino, l'enjeu est de caractériser la structure chimique à plus grande échelle et de mettre en évidence l'évolution de la composition chimique de l'enveloppe à grande échelle (enveloppe froide) vers les régions internes : quelle est leur complexité moléculaire ? Quelles sont les abondances moléculaires observées et comment varient-elles (continûment ou non) ? Reste-t-il des traces des étapes initiales, avant le déclenchement de l'effondrement gravitationnel ? Quels sont les traceurs moléculaires spécifiques aux différentes échelles spatiales sondées ?

Cette étude systématique menée vers Cep E-mm permettra de contraindre radialement (voir temporellement) l'évolution chimique lors de la formation d'une étoile de masse-intermédiaire à l'étape protostellaire.

Comparaison avec d'autres régions protostellaires

Les régions de formation d'étoiles massives (*High-Mass star forming regions*, HMSFRs), comme Orion-KL, présentent une richesse et une diversité moléculaire notables parmi les sources d'émission.

sion moléculaire : les hot cores. Il existe une dichotomie remarquable entre la distribution spatiale des COMs oxygénées et des COMs azotées, ces dernières semblant plutôt associées aux régions de gaz plus chaud (Guélin et al., 2008; Favre et al., 2011; Friedel and Widicus Weaver, 2012; Peng et al., 2013; Brouillet et al., 2013; Crockett et al., 2014, 2015).

Dans le cas des protoétoiles de faible masse, le relevé ASAI (Lefloch et al., 2018) montre que la richesse moléculaire observée est comparable à celle des hot cores. Une dichotomie du contenu moléculaire surgit entre les COMs oxygénées et les chaînes carbonées dans les objets de faible masse : les hot corinos (Ceccarelli et al., 2007) riches en COMs et relativement pauvres en hydrocarbures et les sources WCCC (*Warm Carbon-Chain Chemistry*, Sakai et al., 2008) riches en chaînes carbonées et pauvres, voire dépourvues de COMs.

La question d'une diversité chimique plus grande que les 2 classes Hot Core et WCCC, qui semblent mutuellement exclusives, reste posée. Celle-ci est suggérée par la dichotomie spatiale entre COMs oxygénées et azotées observées autour des objets massifs avec les dernières traçant les régions le plus chaudes (Guélin et al., 2008; Favre et al., 2011; Friedel and Widicus Weaver, 2012; Peng et al., 2013; Brouillet et al., 2013; Crockett et al., 2014, 2015). Qu'en est-il autour des objets de masse intermédiaire ? Ainsi, la différenciation chimique des protoétoiles de masse intermédiaire reste encore à établir et des études systématiques sont nécessaires pour aborder cette question.

Notre objectif est donc de déterminer avec la meilleure précision possible la structure physico-chimique de Cep E-mm et accéder à la distribution des abondances moléculaires dans l'enveloppe. Ceci est indispensable pour une comparaison avec les prédictions des modèles d'évolution chimique. Comme on le verra, la richesse des résultats obtenus dans cette thèse font de Cep E-mm un objet privilégié et une source de référence pour de futures études astrochimiques, en comparaison des sources de type solaire et massive.

La structure de cette thèse est organisée de la façon suivante. Le Chapitre [ii](#) présente la protoétoile isolée de masse intermédiaire Cep E-mm. Le relevé spectral et les cartes moléculaires réalisées à l'IRAM 30m sont présentés dans le Chapitre [iii](#). L'analyse de la richesse moléculaire depuis l'enveloppe étendue vers le hot corino à partir du relevé spectral est détaillée et discutée dans les Chapitres [iv](#) et [v](#). Des cartographies interférométriques faites avec NOEMA donnant accès à l'émission du gaz et de la poussière chaude à l'échelle de la seconde d'arc sont exposées et discutées dans le Chapitre [vii](#). Des discussions sur la structure physique et la preuve d'une différenciation chimique dans Cep E-mm à petite échelle et dans d'autres sources pré- et protostellaires sont menées dans le Chapitre [viii](#). Finalement, des travaux complémentaires menés sur la deutération d'une protoétoile massive, NGC7538-IRS1, sont présentés dans le Chapitre [ix](#). Les principaux résultats de cette thèse et les perspectives qui en découlent sont présentés dans le Chapitre [x](#).

CEPE-MM : PROTOÉTOILE DE MASSE INTERMÉDIAIRE

Sommaire

1.	Céphée à l'échelle du parsec	30
2.	Le cœur protostellaire	32
3.	Les flots bipolaires	35
3.1.	Condition physiques	37

II.1 Céphée à l'échelle du parsec

La région de Céphée

La région de Céphée se trouve dans l'intervalle de longitude $100^\circ \leq l \leq 120^\circ$ et de latitude $0^\circ \leq b \leq 20^\circ$ dans le plan Galactique. Cette région contient un très grand nombre de nuages sombres (Lynds, 1962; Taylor et al., 1987; Clemens and Barvainis, 1988; Dobashi et al., 2005). Une étude de la distribution HI de la région menée par Heiles (1967) a révélé deux couches de gaz interstellaire à $13^\circ \leq b \leq 17^\circ$ se déplaçant à une vitesse relative de $\sim 15 \text{ km s}^{-1}$ entre elles. Berkhuijsen (1973) ont rapporté la détection d'une région radio continuum (820 MHz) géante, Loop III, centrée à $l = 124^\circ \pm 2^\circ$, $b = 15.5^\circ \pm 3^\circ$ et avec une élongation de 65° que les auteurs attribuent à l'explosion de plusieurs supernovae. Des observations photométriques et spectrométriques des magnitudes UB_V au *David Dunlap Observatory* (Racine, 1968) ont estimé la distance de l'ensemble des nuages moléculaires dans la région. Ils se trouveraient alors à une distance comprise entre 300 et 500 pc.

En utilisant l'antenne de 1.2 m de *Columbia University*, Lebrun (1986) a cartographié l'émission CO $J = 1 - 0$ provenant de Céphée à haute latitude ($10^\circ \leq b \leq 20^\circ$) avec une résolution angulaire de $30'$. En supposant que la région se trouve à une distance de 500 pc et à 100 – 150 pc au dessus du plan Galactique, l'auteur a estimé la masse de la région à $\sim 2 \times 10^5 M_\odot$. Il en conclut que la région de Céphée serait un nuage moléculaire géant dont les propriétés physiques (masse, densité) sont relativement classiques, similaires à celles de la région d'Orion. Grenier et al. (1989) ont étendu la cartographie de l'émission CO $J = 1 - 0$ aux latitudes galactiques $b < 10^\circ$ et jusqu'à la région de Cassiopée ($115^\circ \leq l \leq 140^\circ$ et $2^\circ \leq b \leq 16^\circ$). Les auteurs observent a) une absence d'émission moléculaire entre Cepheus et Cassiopée ($118^\circ \leq l \leq 124^\circ$) et b) un nuage à $v_{\text{LSR}} \simeq 0 \text{ km s}^{-1}$ dans chacune de ces deux régions, ce qu'ils interprètent comme une bulle d'une supernova de Type I.

Cette bulle ainsi que la distribution dans Loop III (Berkhuijsen, 1973) fournissent des indications d'un passé riche en explosions de supernovae qui ont influencé la structure du milieu interstellaire.

L'association Cep OB₃

À basse latitude galactique se trouve l'association Cep OB₃, de coordonnées $108^\circ < l < 114^\circ$ et $0^\circ < b < 4^\circ$ (soit en coordonnées Équatoriales $22^{\text{h}}46^{\text{m}}00^{\text{s}} < \alpha < 23^{\text{h}}10^{\text{m}}00^{\text{s}}$ et $+61^\circ < \delta < +64^\circ$). Cette association est considérée par Sargent (1979) comme une région typique de formation stellaire séquentielle, selon le modèle de Elmegreen and Lada (1977) : les supernovae ainsi que les vents stellaires provenant d'un amas stellaire parental entraînent la formation d'une couche de gaz dans laquelle s'accumule le milieu ambiant jusqu'à devenir gravitationnellement instable et déclencher la formation d'une deuxième génération d'étoiles. Des études photométriques détaillées de cette association (Blaauw et al., 1959; Crawford and Barnes, 1970; Garrison, 1970; Jordi et al., 1996) ont révélé 42 jeunes objets stellaires (*Young Stellar Objects*, YSO) se trouvant à une distance de 725 pc avec des magnitudes visuelles apparentes comprises entre $11.1 < V < 17.2 \text{ mag}$. Dans leur étude photométrique, Blaauw et al. (1959) ont mis en évidence deux sous-groupes : Cep OB_{3a} le plus étendu (17 pc) dont l'âge est estimé à 7.5 millions d'années (Jordi et al., 1996) à partir des modèles d'évolution stellaire de Schaller et al., 1992; et Cep OB_{3b} qui est, quant à lui, plus compact et plus jeune (5.5 millions d'années, Jordi et al., 1996). L'interface entre Cep OB₃ et le nuage moléculaire de Cepheus est délimitée par la région HII *Sharpless 155* (S155), où le gaz est ionisé par l'étoile HD 217086 de type O7 et l'étoile HD 217061 de type Be (Lynds and Oneil, 1986). Ces deux étoiles appartiendraient à la génération d'étoiles jeunes de l'association Cep OB_{3b} (Panagia and Thum, 1981). Des études dans le proche infrarouge (Moreno-Corral et al., 1993; Testi et al., 1995), dans l'infrarouge lointain et dans le continuum radio (Felli et al., 1978; Testi et al., 1995) vers S155

ont révélé des YSO profondément enfouis. Ces objets pourraient alors appartenir à une troisième génération d'étoiles déclenchée par l'expansion de la région III.

La première cartographie moléculaire de l'association Cep OB3 a été menée par [Sargent \(1977, 1979\)](#) en observant l'émission CO $J = 1 - 0$ à 2.5' de résolution angulaire avec le télescope de 4.6 m de *Aerospace Corporation* en Californie (Figure II.1). La carte montre un complexe de nuages moléculaires constitué de six condensations Cep A, B, C, D, E et F localisées à une vitesse $v_{LSR} = -10 \text{ km s}^{-1}$.

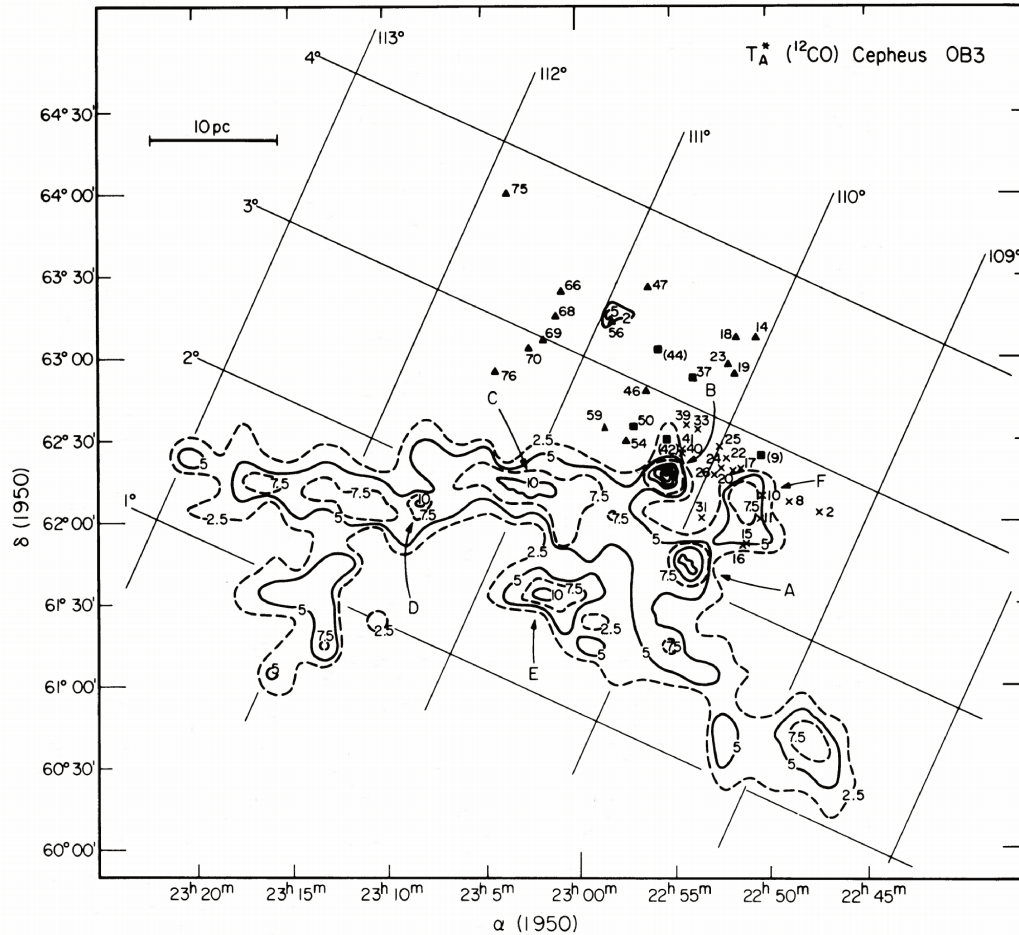


FIGURE II.1. : Carte d'émission CO $J = 1 - 0$ de l'association Cep OB3 ([Sargent, 1977](#)). Les étoiles appartenant au vieux (Cep OB3a) et au jeune (Cep OB3b) sous-groupes de l'association sont marquées par des triangles et des croix, respectivement. Les carrés marquent la position des candidats d'étoiles pré-séquence principale. La numérotation provient de [Blaauw et al. \(1959\)](#).

Cep A et Cep B se présentent comme des condensations où la formation stellaire est très active. En particulier, Cep A apparaît comme une région de formation d'étoiles massives. Plusieurs régions III compactes y ont été identifiées ([Beichman et al., 1979](#); [Rodriguez et al., 1980](#)), ainsi que des signatures d'émission masers en OH, H₂O et en CH₃OH ([Blitz and Lada, 1979](#); [Wouterloot et al., 1980](#); [Lada et al., 1981](#); [Cohen et al., 1984](#); [Mehringer et al., 1997](#); [Patel et al., 2007](#)) et de nombreuses sources brillantes dans l'infrarouge ([Koppelaar et al., 1979](#); [Beichman et al., 1979](#); [Evans et al., 1981](#)). Le nuage Cep B, lui, se trouve au bord de la région III S155. [Felli et al. \(1978\)](#) et [Panagia and Thum \(1981\)](#) ont suggéré que le jeune sous-groupe Cep OB3b proviendrait de l'interface entre Cep B et S155, faisant de Cep B une région où la formation stellaire induite prédomine.

Au contraire, aucune indication de formation stellaire n'a été détectée dans les condensations Cep D et E. Le nuage Cep E se présente comme le deuxième nuage le plus massif ($M \sim 2100 M_{\odot}$; [Few and Cohen, 1983](#)) de l'association OB3. Le nuage occupe une région de $\sim 1.5 \text{ pc}$ dont la densité

$n(\text{H}_2) \simeq 2.1 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ et la température $T_{\text{ex}} \simeq 17 \text{ K}$ ont été estimées par Yu et al. (1996) à partir des cartes CO $J = 1 - 0$ (Sargent, 1977) et des cartes $\text{C}^{18}\text{O } J = 1 - 0$ avec la même résolution angulaire ($2.7'$) obtenues avec le télescope de 4m à Nagoya University.

II.2 Le cœur protostellaire

Une protoétoile de Classe 0

Le nuage Cep E abrite la source IRAS 23011+6126, aussi connue comme Cep E-mm, de coordonnées $\alpha(2000) = 23^{\text{h}}03^{\text{m}}12^{\text{s}}.8$ et $\delta(2000) = 61^{\circ}42'26''$. Quelques travaux déjà un peu anciens ont été consacrés à l'émission du gaz et de la poussière provenant de cette source. Dans une recherche systématique d'émission maser associée aux objets stellaires jeunes IRAS, Wouterloot and Walmsley (1986) ont détecté une faible émission maser H_2O à 22 GHz (1.5 Jy) en provenance de Cep E-mm. À partir des flux dans les bandes IRAS, Palla et al. (1993) classifient la protoétoile comme une candidate région HII ultra compacte. La source génère des phénomènes de perte de masse particulièrement lumineux dans l'Infrarouge proche (Eisloffel et al., 1996), mais aucun indice de la/des protoétoiles n'est trouvé jusqu'à une magnitude de 20.9 dans la bande K, impliquant que les sources protostellaires seraient profondément enfouies dans le nuage (voir Section II.3).

Des observations dans l'infrarouge entre 5 – 17 μm et 40 – 200 μm avec ISO (Moro-Martín et al., 2001; Froebrich et al., 2003), entre 3.5 – 70 μm avec Spitzer (Noriega-Crespo et al., 2004) et à 450 μm et 850 μm avec SCUBA au JCMT (Chini et al., 2001), et plus récemment avec Herschel, permettent de contraindre la distribution d'énergie spectrale (*spectral energy distribution*, SED) de Cep E-mm (voir Tableau II.1). À partir des flux IRAS¹ les auteurs ont dérivé une masse totale de l'enveloppe et une luminosité bolométrique de la source à 7 – 25 M_{\odot} et 80 – 120 L_{\odot} , respectivement, catégorisant alors Cep E-mm comme une protoétoile de masse intermédiaire.

TABLE II.1. : Distribution d'énergie spectrale mesurée dans Cep E-mm.

λ (μm)	F_{λ} (Jy)	Observatoire
8	0.16	Spitzer
12	0.43	IRAS
24	6.0 ± 3.0	Spitzer
60	61 ± 30	IRAS
70	100 ± 40	Spitzer
100	110 ± 55	IRAS
450	44 ± 10	JCMT
850	4.1 ± 1.3	JCMT
1300	1.0 ± 0.2	IRAM 30m

La distribution spatiale de l'émission continuum de la poussière à 1.25 mm a été cartographiée pour la première fois au télescope de 30m de l'IRAM avec une résolution angulaire de $11''$ par Lefloch et al. (1996) (Figure II.2) qui ont pu caractériser la nature de cette source. Cette carte a révélé une distribution relativement compacte centrée vers la protoétoile d'une taille marginalement

¹ <http://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-dd?catalog=iraspsc> et Spitzer entre 24 et 100 μm et les flux mesurés à 40, 850 et 1300 μm avec JCMT et le télescope de 30m de l'IRAM, respectivement,

résolue de $10''$. À partir du flux au pic de l'émission ($S_{1.25\text{mm}^{\text{pic}}} = 460 \text{ mJy}/11''\text{-beam}$), [Lefloch et al. \(1996\)](#) estiment la colonne densité de l'hydrogène moléculaire $N(\text{H}_2) = 1.8 \times 10^{23} \left(\frac{T}{20\text{K}}\right)^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Une faible émission du continuum s'étend dans la direction du flot H_2 observé par [Eisloffel et al. \(1996\)](#), ce qui suggère qu'il existe un lien entre ce flot H_2 et le matériel tracé par l'émission de la poussière. Le rapport entre la luminosité bolométrique ($L_{\text{bol}} \simeq 100 L_{\odot}$) et la luminosité millimétrique ($L_{1.25\text{mm}} = 1.5 \times 10^{-2} L_{\odot}$) provenant de l'enveloppe de la source est élevé ($L_{\text{bol}}/(10^3 L_{1.25\text{mm}}) \simeq 7$), ce qui conduit les auteurs à conclure qu'il s'agit probablement d'une protoétoile de Classe 0 de masse intermédiaire, l'une des premières détectées à l'époque.

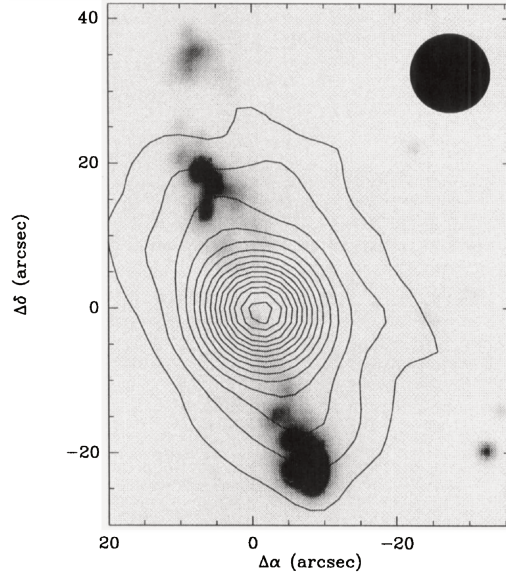


FIGURE II.2. : Les nuances de gris montrent l'émission H_2 1 – 0 S(1) ([Eisloffel et al., 1996](#); Figure II.6). Les contours montrent l'émission continuum de la poussière à 1.25 mm avec une résolution angulaire de $11''$ ([Lefloch et al., 1996](#)).

Structure Physique

L'étude systématique de la structure physique de Cep E-mm a été réalisée pour la première fois par [Crimier et al. \(2010\)](#). Les auteurs ont modélisé la SED de l'enveloppe à partir des flux mesurés à 24, 60, 70, 100, 450, 850 et 1300 μm (Spitzer, IRAS, JCMT et IRAM 30m). Les flux ont été observés avec des résolutions angulaires comprises entre $7.5'' - 14.5''$ (5500 – 10500 ua), sondant principalement l'enveloppe externe de la protoétoile. Les auteurs ont alors modélisé l'émission de l'enveloppe (Figure II.3) en utilisant le code de transfert radiatif 1D DUSTY ([Ivezic and Elitzur, 1997](#)), sous l'hypothèse que le profil de densité du gaz et de la poussière suit une loi de puissance en fonction du rayon de l'enveloppe. Les auteurs ont alors déterminé de manière auto-cohérente le profil de température de la poussière T_{dust} (voir Figure II.4). Il est ainsi possible de contraindre la masse de l'enveloppe et la luminosité bolométrique de la source à $35 M_{\odot}$ et $100 L_{\odot}$, respectivement.

Néanmoins, le modèle de [Crimier et al. \(2010\)](#) ne réussit pas à reproduire le flux observé à 24 μm , sous-estimé de plusieurs ordres de grandeur. Les auteurs suggèrent que l'excès de flux observé serait dû à la structure interne de l'enveloppe. La présence d'une cavité sphérique à l'intérieur de l'enveloppe ([Jørgensen et al., 2005](#)) pourrait réduire l'épaisseur optique à cette longueur d'onde. [Crimier et al. \(2010\)](#) ont testé cette hypothèse en rajoutant une cavité à 1800 ua de rayon à leur modèle (courbe rouge des Figures II.3 et II.4). Cependant, cette hypothèse n'est pas suffisante pour reproduire le flux observé à 24 μm . Pour les auteurs, l'ingrédient manquant devrait alors être capable de réduire l'épaisseur optique à cette longueur d'onde, puis il devrait avoir une contribution

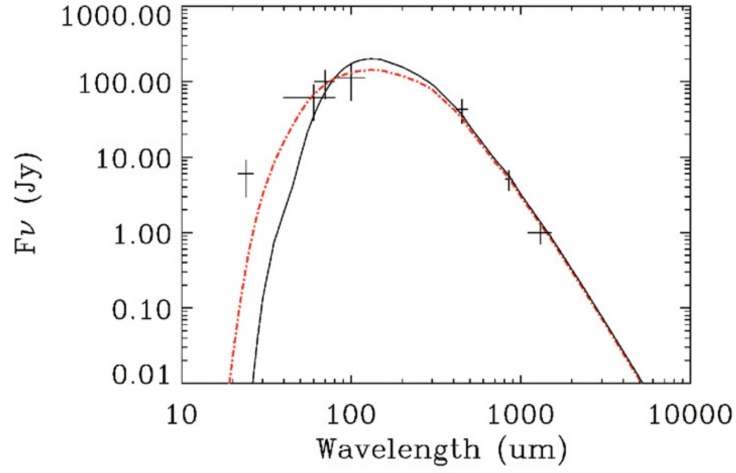


FIGURE II.3. : Distribution d'énergie spectrale de Cep E-mm entre $24 \mu\text{m}$ et $1300 \mu\text{m}$ utilisée pour la modélisation de [Crimier et al. \(2010\)](#). En noir, le modèle 1D. En rouge la tentative de reproduction du flux à $24 \mu\text{m}$ en supposant une cavité dans la région interne (voir texte).

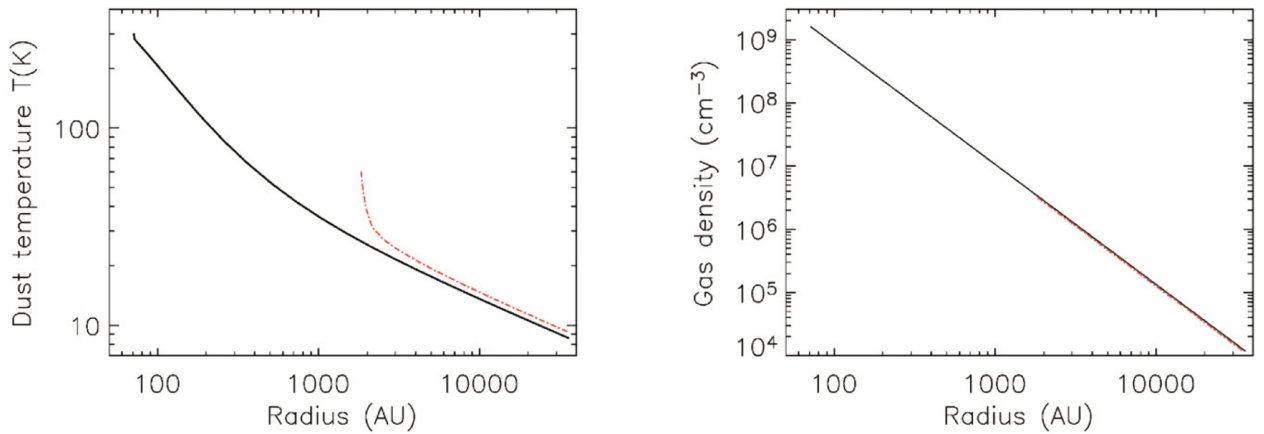


FIGURE II.4. : Profil de température de la poussière T_{dust} (*gauche*) et de densité n (*droite*) de l'enveloppe de Cep E-mm ([Crimier et al., 2010](#)). En rouge la distribution de température et densité de poussière obtenues en supposant une cavité dans la région interne (voir texte).

supplémentaire au flux provenant de l'émission de poussière plus chaude à l'intérieur de l'enveloppe (disque circumstellaire, cavité réchauffée par les flots...).

Indices d'un système multiple

La cartographie de l'émission continuum à 222 GHz à une résolution angulaire de $1.4'' \times 1.0''$ avec l'interféromètre du *Owens Valley Radio Observatory* (OVRO) par [Moro-Martín et al. \(2001\)](#) montre deux composantes de poussière dans le coeur protostellaire Cep E-mm. La première, la plus brillante, coïncide avec la position nominale de la source infrarouge, et l'autre se situe à $1.4''$ au sud-ouest de la première. Les auteurs suggèrent que Cep E-mm serait en fait un système binaire, responsable des deux flots bipolaires détectés en CO par [Ladd and Hodapp \(1997\)](#) (Figure II.7). La deuxième protoétoile coïnciderait avec la deuxième condensation de poussière à $1.4''$, environ 1000 ua, de la protoétoile la plus brillante. Néanmoins, il n'y a aucune indication directe d'éjection de matière associée à cette deuxième composante. Au moment où cette thèse débute, la question sur la nature binaire du système Cep E-mm est toujours ouverte.

Propriétés chimiques

Peu de choses sont connues sur la composition chimique de Cep E-mm. La première étude détaillée a été conduite par [Moro-Martín et al. \(2001\)](#). Les auteurs ont analysé l'émission des transitions rotationnelles de CO, OH et H₂O observées dans le domaine IR avec le satellite *ISO*, émission qu'ils attribuent à l'outflow. Quelques propriétés de l'enveloppe froide ont été établies grâce aux travaux de [Alonso-Albi et al. \(2010\)](#) dans leur étude observationnelle d'un échantillon de protoétoiles de masse intermédiaire avec le télescope de 30m de l'IRAM et le JCMT. [Alonso-Albi et al. \(2010\)](#) ont analysé la distribution radiale de l'abondance des quelques traceurs moléculaires C¹⁸O, N₂H⁺ et N₂D⁺ dans les enveloppes protostellaires de leur échantillon. Leurs travaux concluent à un taux de deutération significatif dans l'enveloppe de Cep E-mm $N_2D^+/N_2H^+ \simeq 0.03$ qui est parmi les plus élevés dans l'échantillon. Cependant, [Alonso-Albi et al. \(2010\)](#) concluent que la symétrie sphérique n'est pas appropriée pour modéliser l'enveloppe de Cep E-mm parce qu'elle ne tient pas en compte les effets de la géométrie des flots moléculaires. De plus, il faudrait tenir compte du rayonnement UV provenant de la protoétoile qui illumine les parois de la cavité du flot et entraîne la formation d'une région de photodissociation.

Le modèle de [Crimier et al. \(2010\)](#) prédit une région interne de 200 ua de rayon autour de la protoétoile où la température de la poussière atteint plus de 100 K, température à laquelle les manteaux de glaces de la poussière sont évaporés ([Ceccarelli et al., 2007](#)) et leurs constituants, parmi lesquels l'eau H₂O et le méthanol CH₃OH relâchés dans le gaz environnant. Mais au moment où cette thèse a débuté, aucune étude du contenu moléculaire des régions protostellaires internes n'a encore été conduite. Le premier indice de la présence de molécules organiques complexes dans l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm provient de la détection de la formamide (NH₂CHO) par [López-Sepulcre et al. \(2015\)](#). A ce stade, la composition et les propriétés chimiques de l'enveloppe protostellaire restent encore à caractériser.

II.3 Les flots bipolaires

Les cartes à basse résolution ($2.4'$) de l'émission CO de la région Cep E ([Sargent, 1977](#); [Fukui et al., 1989](#)) ont mis en évidence un flot bipolaire autour de la protoétoile. Ceci a été détecté ultérieurement par des observations dans le proche-infrarouge dans la bande K' (Figure II.5), dans l'émission H₂ 1 – 0 S(1) (Figure II.6) et dans les raies millimétriques de CO (Figure II.7) ([Hodapp, 1994](#); [Eisloffel](#)

et al., 1996; Ladd and Hodapp, 1997; Lefloch et al., 1996; Noriega-Crespo et al., 1998). Le lobe sud s'achève par l'objet Herbig-Haro HH377, détecté dans les longueurs d'ondes visibles (Ayala et al., 2000). Lefloch et al. (1996) ont rapporté la présence de *bullets* de gaz à haute vitesse dans le flot moléculaire.

L'étude de Ladd and Hodapp (1997) montre la présence d'un deuxième flot, détecté dans les transitions rotationnelles millimétriques de CO. Ce flot apparaît fort différent du premier, tant par son orientation sur le ciel (la différence d'angle de position est de 52°), son extension (4 à 5 fois plus grand) que sa luminosité (faible). Une telle structure quadripolaire suggère que Cep E-mm serait un système binaire (Ladd and Hodapp, 1997), sans que toutefois la source à l'origine de ce deuxième flot puisse être formellement identifiée. Nous ne considérerons plus ce deuxième flot dans ce qui suit. Par souci de simplicité d'expression, nous nous référerons au premier flot bipolaire, associé à HH377, comme "le flot bipolaire".

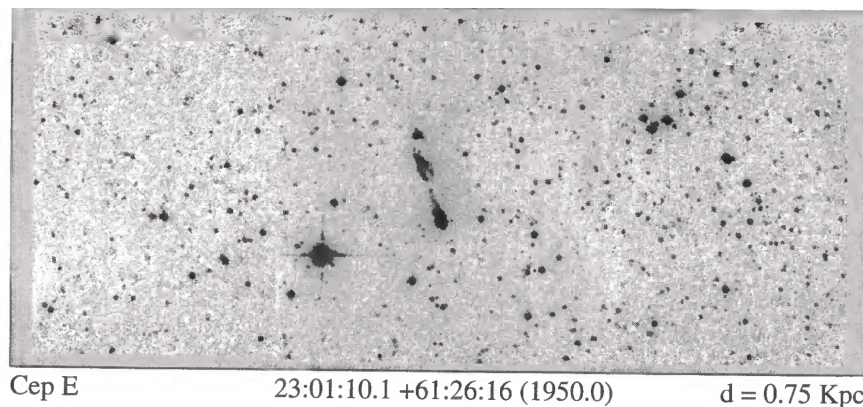


FIGURE II.5. : Carte d'émission dans la bande K' vers la condensation Cep E (Hodapp, 1994).

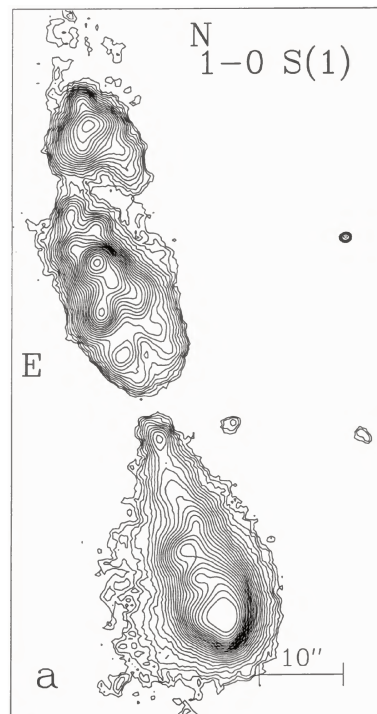


FIGURE II.6. : Carte d'émission H_2 1 - 0 S(1) (Eisloffel et al., 1996).

Ce flot moléculaire exceptionnellement puissant et brillant a été largement étudié dans les transitions rovibrationnelles et rotationnelles pures de H_2 (Eisloffel et al., 1996; Noriega-Crespo et al.,

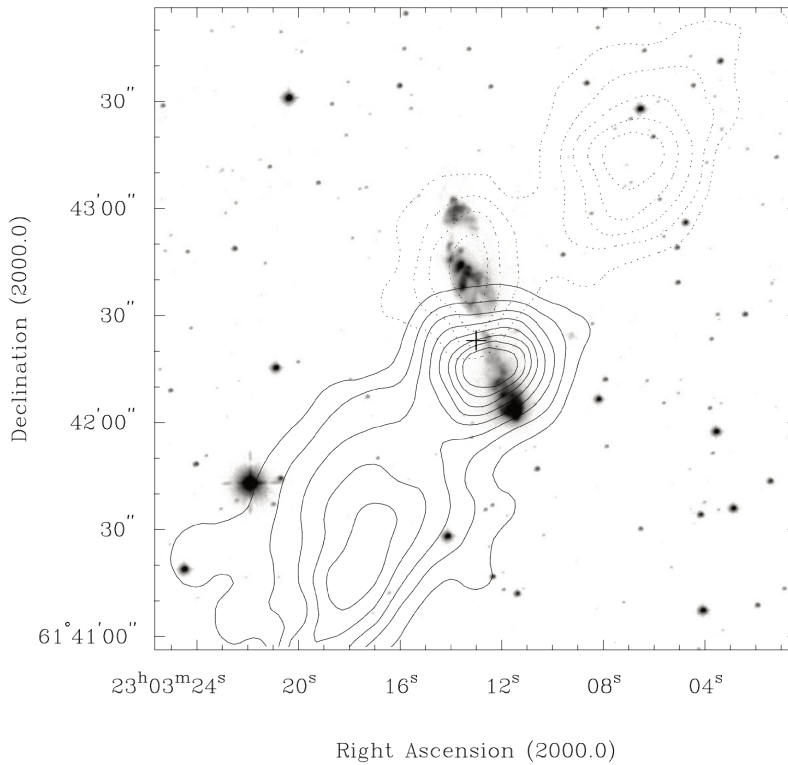


FIGURE II.7. : Les nuances de gris montrent l'émission H_2 1 – 0 S(1) à $2.12 \mu\text{m}$ (Hodapp, 1994). Les contours représentent l'émission CO J = 2 – 1 décalée vers le bleu (traits) [-20 à -14 km s^{-1}] et vers le rouge (pointillés) [-6 à 0 km s^{-1}] vers la protoétoile Cep E-mm (Ladd and Hodapp, 1997).

1998, 2004, 2014), et dans le domaine (sub)millimétrique (Eisloffel et al., 1996; Lefloch et al., 1996; Noriega-Crespo et al., 1998; Hatchell et al., 1999; Moro-Martín et al., 2001; Froebrich et al., 2003; Smith et al., 2003). Ce flot moléculaire est remarquable par sa luminosité ($3 L_{\odot}$ dans le domaine IR; Giannini et al., 2001) et aussi parce qu'il s'agit de l'un des rares flots moléculaires pour lesquels les mouvements propres sont connus. Ils ont été déterminés par Noriega-Crespo et al. (2014) à partir d'images dans le moyen et proche IR (observations IRAC avec Spitzer et le Palomar Observatory) prises à 16 ans d'intervalle. Il en résulte des vitesses tangentielles égales à 62 ± 29 et $94 \pm 26 \text{ km s}^{-1}$ pour les lobes nord et sud de l'outflow, respectivement. En adoptant les vitesses radiales mesurées avec des observations du CO, Lefloch et al. (2015) ont déduit la vitesse V_j des jets nord et sud à $+107$ et -148 km s^{-1} , respectivement, et une inclinaison par rapport à la ligne de visée $\phi = 40^\circ$, similaires pour les deux lobes. Les auteurs interprètent la différence de vitesse des deux jets due à un gradient de densité dans le nuage, plus élevée vers le nord. À partir de leurs estimations de V_j et ϕ et de la distance relative du bowshock HH377 situé à $d = 26''$ (0.092 pc) de la protoétoile, Lefloch et al. (2015) ont estimé l'âge dynamique de ce bowshock à $\tau_{\text{dyn}} = d/V_j \cdot \sin(\phi) = 960$ ans et concluent que le jet protostellaire est à un stade précoce de son évolution.

II.3.1 Condition physiques

Les conditions physiques (température, densité) sont relativement bien contraintes à partir d'études multi-transitions de CO et de H_2O , et malgré le peu d'informations spatiales sur la distribution du gaz.

Giannini et al. (2001) et Moro-Martín et al. (2001) ont montré la présence de gaz chaud CO associé au flot à partir de l'analyse des transitions rotationnelles de CO et de H_2O observées dans l'infrarouge lointain avec le télescope spatial ISO (*Infrared Space Observatory*). Il ressort que

l'émission CO dans les transitions à $J_{\text{up}} = 14 - 25$ provient d'un gaz étendu de densité et de température dans la gamme $4 \times 10^4 - 4 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ et $200 - 1000 \text{ K}$, respectivement. De leur côté, Lefloch et al. (2011) ont détecté la présence de régions de choc riches en H_2O près de la protoétoile, à partir de la transition maser $3_{1,3} - 2_{2,0}$ à 183.3 GHz de H_2O observée au télescope de 30m de l'IRAM. Ils en déduisent des densités typiques $n(\text{H}_2) \simeq 10^6 \text{ cm}^{-3}$ et des température cinétiques $T_{\text{cin}} \sim 200 \text{ K}$ dans le gaz choqué.

Dans Lefloch et al. (2015), les auteurs ont réalisé une analyse exhaustive des transitions rotationnelles du CO couvrant une gamme en J_{up} allant de 1 à 16. Ces transitions ont été observées depuis le domaine millimétrique jusqu'à l'infrarouge lointain en utilisant les télescopes IRAM 30m, *Plateau de Bure Interferometer* (PdBI, Figure reffig :Lefloch-15), *James Clerk Maxwell Telescope* (JCMT), *Herschel* et *SOFIA* dans la direction de HH377. Ils ont d'abord montré que les bullets haute vitesse étaient en réalité la signature d'un jet fortement collimaté à l'origine du phénomène du flot. La présence de chocs internes le long du jet, suggérée par la présence de "knots" (Figure II.8), serait responsable de la composante de gaz chaud ($\sim 500 \text{ K}$) détectée par *Herschel* et *SOFIA*. Les auteurs estiment la taille du jet sud à $1.7'' \times 21''$. Des observations à $1''$ de résolution angulaires montrent que le gaz entrainé à basse vitesse se distribue en cavités de flot dont les dimensions sont approximativement de $22'' \times 10''$. Une comparaison quantitative montre que les quantités d'impulsion emportées dans le jet et les cavités du flot sont similaires, en accord avec un scénario dans lequel le gaz du flot est accéléré par la propagation du jet dans le milieu ambiant au travers d'un choc d'étrave (Raga and Cabrit, 1993).

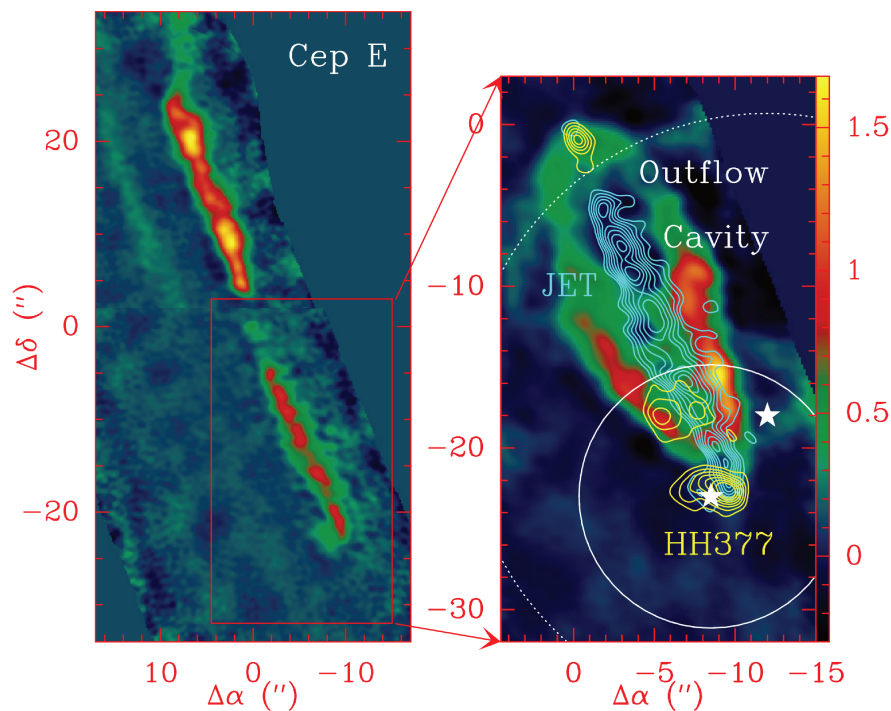


FIGURE II.8. : Carte d'émission CO $J = 2 - 1$ du jet protostellaire de Cep E-mm à $1''$ de résolution (Lefloch et al., 2015). *Gauche* : émission intégrée entre -135 et -110 km s^{-1} (jet sud) et entre $+40$ et $+80 \text{ km s}^{-1}$ (jet nord). *Droite* : les trois composantes cinématiques du lobe sud du flot : les parois des cavités (en couleur), le *bowshock* HH377 (contours jaunes) et le jet à haute vitesse (contours en bleu).

Cep E-mm apparaît donc comme un objet précieux pour comprendre la formation et les propriétés chimiques des objets de masse intermédiaire, dont la caractérisation reste à établir. L'enjeu est ainsi de mieux comprendre l'évolution chimique des objets protostellaires et l'influence de la

masse de l'objet central, leur luminosité, dans celle-ci. Comme on le verra, la richesse des résultats obtenus font de Cep E-mm un objet privilégié, une source de référence pour les protoétoiles de masse intermédiaire et pour de futures comparaisons avec les sources de type solaire et massive.

Deuxième partie

OBSERVATIONS DE L'ENVELOPPE
PROTOSTELLAIRE DE CEPE-MM AVEC LE
TÉLESCOPE DE 30M DE L'IRAM

RELEVÉ SPECTRAL NON-BIAISÉ

Sommaire

1.	Les relevés spectraux	44
2.	Observations IRAM 30m	45
2.1.	Le relevé spectral	45
2.2.	Les cartes "On-The-Fly"	48
3.	Réduction des données	49

III.1 Les relevés spectraux

A la différence des atomes, la structure en niveaux d'énergie des molécules est plus complexe en raison du plus grand nombre de degrés de liberté. La spectroscopie moléculaire détermine les différents états d'énergie des molécules. Il en résulte trois types de raies spectrales qui sont observables à différentes régions du spectre électromagnétique : les transitions *électroniques* (UV au visible), *vibrationnelles* (proche et lointain infrarouge) et *rotationnelles* (lointain infrarouge vers le domaine millimétrique). Les longueurs d'ondes des raies spectrales dépendent du nombre et du type d'atome dont la molécule est composée, en plus de sa symétrie. La structure spectrale devient de plus en plus complexe avec le nombre d'atomes croissant, donc avec le nombre de degrés de liberté qu'elle peut avoir. Plus ce nombre est élevé, plus le nombre de niveaux d'énergie augmente. Ce phénomène rend difficile la détection des espèces polyatomiques à cause de leur grand nombre de niveaux d'énergie. En effet, pour un réservoir d'énergie donné, plus le nombre de degrés de liberté est élevé, moins les niveaux sont peuplés, affaiblissant d'autant l'intensité des raies moléculaires.

Les raies moléculaires des transitions électroniques, vibrationnelles et rotationnelles peuvent ainsi être utilisées pour sonder des densités et températures typiques de $\sim 10^2 - 10^9 \text{ cm}^{-3}$ et $\sim 10 - 10^4 \text{ K}$, respectivement. De plus, l'analyse des profils de raie permet d'accéder à la cinématique du gaz dans le milieu astrophysique. Les abondances de chaque espèce moléculaire dépendent des conditions physiques et chimiques de chaque région.

Les relevés spectraux sont un outil puissant pour déterminer les propriétés physico-chimiques du gaz dans les régions de formation stellaire. Ils permettent le recensement complet des espèces moléculaires présentes dans une bande spectrale à partir de la détection de leurs transitions rotationnelles et ro-vibrationnelles. L'émission détectée permet ainsi de sonder les niveaux d'énergie des transitions moléculaire correspondantes. Ces transitions peuvent couvrir une large gamme de valeurs dans les bandes millimétriques, accessibles au radiotélescope de 30m de l'IRAM, selon les espèces. Ainsi, le relevé spectral décrit dans cette thèse a détecté 136 transitions du méthanol dans une gamme de niveaux d'énergie allant de 4 K à 500 K (voir Chapitre IV). Les régions de formation stellaire sont particulièrement complexes à analyser en raison d'une grande différenciation des conditions physiques et chimiques selon les échelles spatiales, qui contribuent toutes à l'émission moléculaire détectée sur la ligne de visée. De plus, les régions de formation stellaire se caractérisent par des processus simultanés d'effondrement et d'éjection du gaz moléculaire créant ainsi un champ de vitesse complexe. Certaines espèces moléculaires permettent néanmoins de tracer des régions physiques spécifiques, comme par exemple le *monoxyde de Silicium* (SiO) dont l'émission trace les régions des jets/*outflows* et des chocs avec le milieu ambiant (Lefloch et al., 1998). Les molécules complexes organiques (COMs) se caractérisent par un riche spectre de transitions rotationnelles d'intensités variées dont certaines sont très faibles (quelques mK) et souvent sont à (ou en dessous de) la limite des instruments actuels. Afin d'obtenir un recensement du contenu moléculaire des sources protostellaires aussi complet que possible et de déterminer les abondances des différentes espèces, il est donc nécessaire de conduire des observations avec la plus grande sensibilité possible. Ceci requiert d'intégrer profondément pour obtenir un bruit très réduit. La contrepartie est que le temps pour réaliser l'ensemble du relevé spectral est limité. Une difficulté vient de la transmission atmosphérique qui diminue avec les hautes fréquences. Pour atteindre une sensibilité raisonnablement uniforme, il est donc nécessaire d'augmenter le temps d'intégration vers les hautes fréquences.

Jusqu'à récemment, la plupart des relevés spectraux ont été conduits vers des régions de formation des étoiles massives, $M > 8 M_{\odot}$, Orion KL (Johansson et al., 1984; Sutton et al., 1985; Blake et al., 1986; Jewell et al., 1989; Turner, 1989; Greaves and White, 1991; Tercero et al., 2010, 2011; Crockett et al., 2014), Sgr B2(N) et (M) (Belloche et al., 2013), AFGL 2591, IRAS 20126+4104 (Plume

et al., 2007), IRAS 23385+6053 (Thompson and Macdonald, 2003), NGC 6334 I et I(N) (Thorwirth et al., 2007). Ces sources, à la fois plus lumineuses et plus massives, se prêtent plus facilement à la recherche des nouvelles espèces moléculaires (Tercero et al., 2013; Kolesniková et al., 2014; Cernicharo et al., 2013, 2015, 2018). L'inconvénient de ces sources est leur plus grande complexité physique qui n'est pas forcément représentative des conditions de la formation de notre propre système solaire.

Seule une poignée de relevés spectraux ont été conduits vers des protoétoiles de type solaire, $M < 2 M_{\odot}$, telles que IRAS 16293 (Blake et al., 1994; Caux et al., 2011; Jørgensen et al., 2016), IRAS4A (Blake et al., 1995), L1527 (uniquement dans la bande à 3 mm; Takano et al., 2011) et R CrA IRS7B dans la bande à 0.8 mm (Watanabe et al., 2012). Jusqu'au moment où commençait cette thèse, les relevés spectraux ont été conduits avec des télescopes *single-dish*. L'arrivée d'ALMA (*Atacama Large Millimeter/submillimeter Array*) et NOEMA (*NORthern Extended Millimeter Array*) a changé cette situation. Dans le domaine de la formation stellaire, IRAS 16293 a fait l'objet d'un relevé spectral ALMA-PILS (*ALMA Protostellar Interferometric Line Survey*; Jørgensen et al., 2016). Les relevés *single-dish* et interférométriques se montrent alors complémentaires pour scruter la structure chimique de grande ($5'' - 20''$) à petite échelle ($< 2''$).

Dans le contexte des relevés spectraux *single-dish*, le "Large Program" ASAI (*Astrochemical Studies At IRAM*; Lefloch et al., 2018) en a réalisé un grand nombre couvrant l'ensemble des bandes millimétriques. Les observations ont été menées dans un échantillon de 10 sources de faible masse depuis la phase du cœur prestellaire (L1544) jusqu'à un disque protoplanétaire d'une étoile prototypique Herbig Ae (AB Aur), passant par des régions protostellaires (L1157mm, NGC133-IRAS4A, L1527 et SVS13A). Le but d'ASAI est de caractériser et comprendre l'évolution chimique au long de la formation des étoiles de type solaire en utilisant la récente génération des récepteurs à large bande EMIR (*Eight Mixer Receiver*) du radiotélescope IRAM 30m.

L'étude d'ASAI a mis en évidence la complexité moléculaire présente depuis les jeunes phases prestellaires et protostellaires, montrant qu'elle était tout à fait comparable à celle des hot cores massifs tels que Orion KL.

Sur la base de leur composition chimique telle que révélé par ces observations dans le domaine millimétrique, les sources protostellaires de type solaire ont été classées en deux classes distinctes : a) les hot corinos (Ceccarelli, 2004; Bottinelli et al., 2004) riches en COMs et pauvres en hydrocarbures ; b) les sources WCCC (*warm carbon-chains chemistry*; Sakai et al., 2008) riches en hydrocarbures et pauvres en COMs.

Au moment de commencer cette thèse, seuls deux relevés spectraux non-biaisés sur des protoétoiles de masse intermédiaires ont été conduits : a) le jeune amas OMC2-FIR4 (Kama et al., 2010; López-Sepulcre et al., 2013, 2015) ; b) vers NGC7129 (Fuente et al., 2005a, 2014).

Parallèlement à ASAI, l'équipe à l'Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble (IPAG) a entrepris un relevé spectral vers une protoétoile isolée de masse intermédiaire : Cep E-mm. Les observations ont été conduites vers les bandes à 0.9, 1.3 et 3 mm. Cette thèse a complété le relevé spectral en observant la bande à 2 mm et une partie de la bande à 3 mm.

III.2 Observations IRAM 30m

III.2.1 Le relevé spectral

Les observations de Cep E-mm avec le radiotélescope IRAM 30m ont été effectuées au cours de plusieurs sessions entre 2010 et 2016. Avant le début de cette thèse, les bandes à 1.3 mm (200.4 – 310.1 GHz) et 0.9 mm (328.4 – 350.1 GHz), ainsi qu'une partie de la bande à 3 mm (79.6 – 116.0 GHz)

avaient été observées en mars et juillet 2010, puis en février et juin 2011, et en août 2014. Au cours de cette thèse, des observations ont été menées pour compléter la bande à 3 mm (71.7 – 79.6 GHz) en février 2016, et l'intégralité de la bande à 2 mm (126.5 – 173.5 GHz) en juillet, août et octobre 2016. La bande à 2 mm est particulièrement intéressante car elle contient des transitions d'espèces deutérées comme DCO⁺ et DCN, mais aussi d'espèces soufrées (H₂S, H₂³⁴S) ou des transitions de basse énergie du formaldéhyde (H₂CO). Le principal intérêt de la bande à 3 mm basse fréquence était d'avoir accès aux transitions fondamentales de DCO⁺ et DCN, outre les signatures des COMs et de chaînes carbonées.

Les récepteurs EMIR permettent d'observer simultanément deux bandes de fréquences de largeur ~ 8 GHz de part et d'autre de la fréquence de l'oscillateur local. Le centre de chaque bande est situé à ± 7.84 GHz de la fréquence de l'oscillateur local (voir Figure III.1). Les deux bandes sont ainsi appelées les Bandes Latérales Inférieure et Supérieure, soit en anglais *Lower Sideband* (L) et *Upper Sideband* (U), respectivement. Chaque bande est composée de deux sous-bandes avec une largeur de fréquence ~ 4 GHz. Elles sont nommées bandes Intérieures et Extérieures, soit en anglais *Inner* (I) et *Outer* (O). Par exemple, la bande Inférieure Extérieure (*Lower Outer*, LO) observe une bande de fréquence entre $\simeq -12$ et $\simeq -8$ GHz par rapport à l'oscillateur local, tandis que la bande Supérieure Interne (*Upper Inner*, UI) observe les fréquences entre $\simeq +4$ et $\simeq +8$ GHz par rapport à l'oscillateur local. Un exemple est présenté dans la Figure III.2 avec l'oscillateur local placé à 138 GHz. Ainsi pour la bande à 2 mm on a choisi de déplacer la fréquence de l'oscillateur local par intervalle de 4 GHz entre chaque réglage pour couvrir la totalité de la bande observée. Ceci assure une redondance d'un facteur 2 pour chaque fréquence dans la bande.

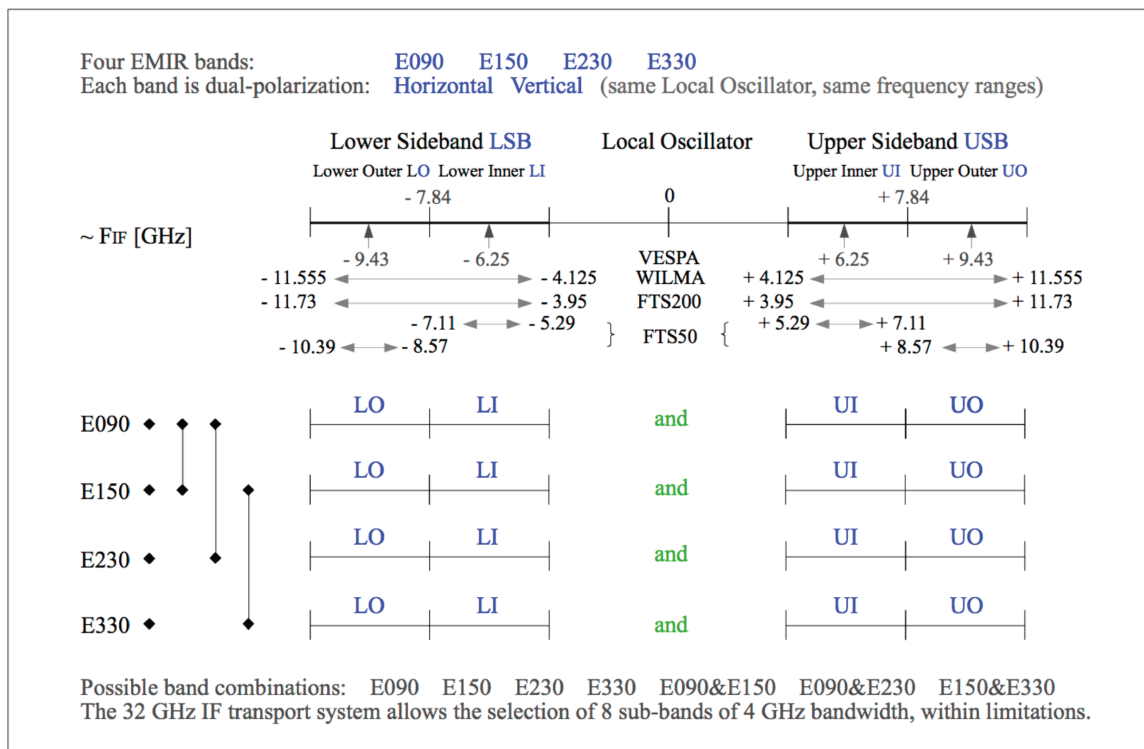


FIGURE III.1. : Les configurations d'observations avec le récepteur EMIR. L'image provient du rapport sur les capacités du récepteur dans le site internet : www.iram.es/IRAMES/mainWiki/EmirforAstronomers/

La réjection de la bande image par rapport à la bande signal des récepteurs EMIR est comprise généralement entre -10 et -20 dB, selon la fréquence d'observation (voir le rapport de l'IRAM par Maier, 2014). Ainsi, une raie de 10 K provenant de la bande signal apparaîtra avec une intensité

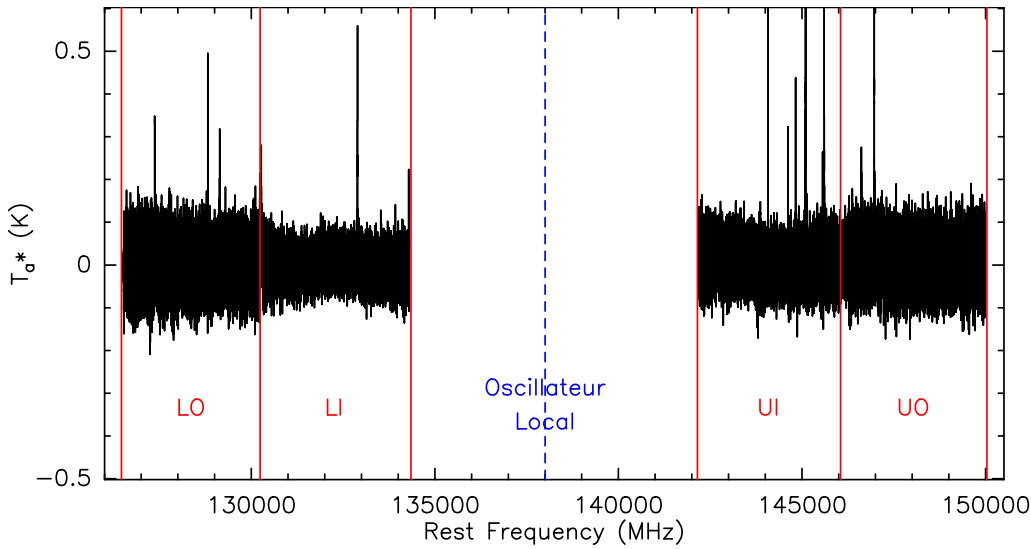


FIGURE III.2. : Spectre brut (noir) obtenue avec le 30m dont l'oscillateur local est placé à 138 GHz (ligne bleu hachurée). Les droites rouges délimitent les sous-bandes spectrales de la configuration : LO, LI, UI et UO (voir texte).

de 100 mK dans la bande image. Le moyenne quadratique du bruit (*root mean square, rms*) des observations dans la bande à 3 mm de ce relevé atteint des valeurs de l'ordre de 2 – 5 mK dans un élément de résolution spectrale de 195 kHz. L'intensité des raies provenant de la bande image atténuée de 10 à 20 dB dans la bande signal n'est plus négligeable et la bande signal est ainsi "contaminée" par des raies qu'il faut identifier (et éliminer). Afin d'identifier les raies provenant de la bande image, j'ai employé une stratégie proposée initialement par J. Cernicharo, qui consiste à déplacer régulièrement la fréquence de l'oscillateur local de 50 MHz pour chaque configuration observationnelle. Les raies de la bande image apparaissent ainsi décalées de 100 MHz dans la bande entre les deux acquisitions, contrairement aux raies de la bande signal. Cette stratégie permet de les identifier comme telles et donc de les exclure facilement (voir Figure III.4 dans la Section III.3).

Les configurations instrumentales observées sont décrites ci-après. Elles sont résumées dans la Table III.1. Le facteur de couplage du récepteur avec le ciel (F_{eff} ou *forward efficiency*) et l'efficacité du lobe principal du télescope (B_{eff} ou *main beam efficiency*) diminuent avec la fréquence. Les valeurs tabulées par l'IRAM (Greve, 2010) sont rapportées dans la Table III.1.

- 3 mm : les unités du Spectromètre à Transformation de Fourier Rapide, *Fast Fourier Transform Spectrometer*, FTS 195 ont été connectées aux récepteurs de bande-large EMIR (*Eight Mixer Receiver*) E90. La résolution spectrale des observations équivaut à $\Delta f = 195$ kHz soit une résolution en vitesse de $\delta v = 0.8 \text{ km s}^{-1}$ (0.5 km s^{-1}) à 71.2 GHz (116.0 GHz). La taille à mi-puissance $\theta_{30\text{m}}$ du lobe principal de l'antenne (*Half Power Beam Width, HPBW*) est comprise entre $34.2''$ à 71.7 GHz et $21.1''$ à 116.0 GHz. Les facteurs de couplage du récepteur avec le ciel et l'efficacité du lobe principal sont rapportés dans la Table III.1. Les incertitudes de calibration dans cette bande de fréquence sont typiquement de l'ordre de 10%.
- 2 mm : les unités FTS 195 ont été connectées aux récepteurs EMIR E150 avec une résolution spectrale $\Delta f = 195$ kHz, soit une résolution en vitesse $\delta v = 0.5 \text{ km s}^{-1}$ (0.3 km s^{-1}) à 126.5 GHz (173.5 GHz). La taille à mi-puissance du lobe principal de l'antenne est comprise entre $\theta_{30\text{m}} = 19.5''$ et $14.2''$. Les facteurs de couplage du récepteur avec le ciel et l'efficacité du lobe principal sont rapportés dans la Table III.1. Les incertitudes de calibration dans cette bande de fréquence sont typiquement de l'ordre de 15%.

TABLE III.1. : Paramètres observationnels du relevé spectral mené avec le télescope de 30 m de l'IRAM.

Bande Spectrale (mm)	Fenêtre Spectrale (GHz)	Unités Spectrales	Résolution Δf (MHz)	Résolution δv (km s^{-1})	F_{eff}	B_{eff}	$\theta_{30\text{m}}$ (")	rms* (mK, T_{a}^*)
3	71.7 – 116.0	FTS 195	0.195	0.8 – 0.5	0.95	0.81 – 0.78	34.2 – 21.2	2 – 5
2	126.5 – 173.5	FTS 195	0.195	0.5 – 0.3	0.94 – 0.93	0.72 – 0.64	19.5 – 14.2	3 – 7
1.3	200.4 – 310.1	WILMA	2	3.0 – 1.9	0.91 – 0.82	0.59 – 0.37	12.3 – 7.9	3 – 7
0.9	328.4 – 350.1	WILMA	2	1.8 – 1.7	0.82	0.32	7.7 – 7.0	15 – 20

* : le rms est mesuré en unité de température d'antenne T_{a}^* par élément de résolution spectrale Δf .

- 1.3 mm : les unités de l'autocorrélateur à large bande WILMA ont été connectées aux récepteurs EMIR E230 avec une résolution spectrale $\Delta f = 2$ MHz, soit une résolution en vitesse $\delta v = 3.0 \text{ km s}^{-1}$ (1.9 km s^{-1}) à 200.4 GHz (310.1 GHz). La taille à mi-puissance du lobe principal de l'antenne est comprise entre $\theta_{30\text{m}} = 12.3''$ et $7.9''$. Les facteurs de couplage du récepteur avec le ciel et l'efficacité du lobe principal sont rapportés dans la Table III.1. Les incertitudes de calibration dans cette bande de fréquence sont typiquement de l'ordre de 20%.
- 0.9 mm : les unités de l'autocorrélateur à large bande WILMA ont été connectées aux récepteurs EMIR E330, permettant une résolution spectrale $\Delta f = 2$ MHz, soit une résolution en vitesse $\delta v = 1.8 \text{ km s}^{-1}$ à 328.4 GHz. La taille à mi-puissance du lobe principal de l'antenne dans cette bande est comprise entre $\theta_{30\text{m}} = 7.7''$ et $7.0''$. Le facteur de couplage du récepteur avec le ciel est $F_{\text{eff}} = 0.82$. L'efficacité du lobe principal du télescope dans la bande est $B_{\text{eff}} = 0.32$. Les incertitudes de calibration dans cette bande de fréquence sont plus importantes, typiquement de l'ordre de 30%.

Les observations ont été faites en mode *Wobbler Switching*, dans lequel le miroir secondaire effectue un mouvement de nutation périodique entre la source (*On Source*) et une position de référence (*Off Source*) à une distance fixe en Azimuth. La soustraction entre les phases *On Source* et *Off Source* permet ainsi de s'affranchir des fluctuations de l'atmosphère. La durée des phases individuelles *On* et *Off* étant courte (1 – 2 s), la soustraction atmosphérique permet de s'affranchir des fluctuations de l'atmosphère jusqu'à ces échelles de temps, suffisante pour obtenir des lignes de base d'excellente qualité dans des conditions normales d'observation. Pendant les observations de Cep E-mm, l'oscillation du miroir secondaire avait une fréquence de 1 Hz (1 oscillation par seconde) avec une amplitude de $180''$ dans les bandes à 3, 1.3 et 0.9 mm, et $90''$ dans la bande à 2 mm.

L'opacité atmosphérique était mesurée régulièrement toutes les 10 minutes environ. Ceci implique qu'un même setup instrumental, associé à une bande de fréquences donnée, a fait l'objet de nombreuses intégrations individuelles de 10 minutes, jusqu'à atteindre le rms désiré.

L'observation de chacune des configurations observationnelles s'est déroulée en alternant le temps d'intégration à la fréquence de l'oscillateur local et à une fréquence décalée de 50 MHz. Ceci permet d'identifier les raies provenant de la bande image, comme décrite précédemment. La couverture de la bande à 2 mm entre 126 et 173 GHz a ainsi requis 117 heures de temps d'observation au télescope de 30 m de l'IRAM.

III.2.2 Les cartes "On-The-Fly"

Des cartes d'émission moléculaire autour de la protoétoile ont été obtenues par la méthode dite *On-The-Fly* (OTF) au télescope de 30m de l'IRAM. Ces cartes permettent d'obtenir la distribution spatiale de l'émission moléculaire et d'estimer la taille des régions émettrices à grande échelle de

certaines transitions moléculaires particulièrement intéressantes. Ces estimations seront présentées et discutées au chapitre [IV](#).

Dans la bande à 2 mm, nous avons sélectionné les intervalles 127.0 – 134.8 GHz, 136.5 – 150.5 GHz et 152.2 – 160.0 GHz, visant des transitions brillantes du *Formaldéhyde* (H_2CO), *Méthanol* (CH_3OH) et *Cyanoacétylène* (HC_3N) avec une résolution angulaire comprise entre $\theta_{30\text{m}} = 19'' - 15''$. Et dans la bande à 1.3 mm les intervalles 224.0 – 231.8 GHz et 239.7 – 247.5 GHz visant des transitions brillante du *Formaldéhyde* et du *Méthanol*, avec une meilleure résolution angulaire $\theta_{30\text{m}} = 11'' - 10''$.

Les cartes à 2 mm ont été observées avec les unités FTS 195 kHz permettant une résolution spectrale de $\Delta f = 195 \text{ kHz}$ ($\Delta v = 0.4 \text{ km s}^{-1}$). L'incertitude de calibration du récepteur EMIR E150 est typiquement de l'ordre de 15%. Les cartes à 1.3 mm ont été de même observées avec les unités FTS 195 kHz permettant d'avoir une résolution en vitesse $\Delta v = 0.1 \text{ km s}^{-1}$. L'incertitude de calibration du récepteur EMIR E230 est typiquement 20%. Le facteur de couplage du récepteur avec le ciel (F_{eff}) et l'efficacité du lobe principal du télescope (B_{eff}) ont été pris à partir des valeurs tabulées par l'IRAM ([Greve, 2010](#)), comme pour le relevé spectral.

III.3 Réduction des données

Avant de procéder à l'analyse astrophysique des spectres acquis, il est d'abord nécessaire de procéder à la réduction des données collectées par le télescope. Cette procédure comporte plusieurs étapes :

- vérification de la cohérence de la calibration et élimination des spectres "aberrants" comme par exemple une échelle de calibration au delà de toute signification physique, des variations temporelles aléatoires du profil de spectre ;
- correction de la ligne de base ;
- élimination des artefacts, raies artificielles de la bande signal ;
- identification et élimination des raies provenant de la bande image.

La réduction de données a été faite en suivant les procédures standards avec le logiciel GILDAS¹ fourni par l'IRAM.

Avant de réduire les données il faut vérifier que toutes les données provenant d'une même configuration observationnelle sont cohérentes entre elles du point de vue de la calibration. Prenons comme exemple une observation dans la bande à 2 mm dont la fréquence de l'oscillateur local est égale à 138 GHz, c'est à dire que les deux sous bandes observées couvrent les intervalles de fréquences 126 – 134 GHz et 142 – 150 GHz (voir la [Figure III.2](#) dans la [Section III.2.1](#)).

Le panneau du haut de la [Figure III.3](#) montre qu'à l'issue d'une observation le niveau de référence (continuum) du spectre n'est pas nul et présente une dérive à travers la bande spectrale observée d'environ 4 GHz de large. On note que ce niveau peut varier d'un scan d'observation au suivant. Il ne s'agit donc pas de l'émission continuum de la source mais d'un effet instrumental. Cette dérive peut être causée par des conditions atmosphériques médiocres ou une calibration atmosphérique "défaillante" (l'atmosphère est relativement stable mais la calibration a été effectuée sur le ciel il y a longtemps). La première étape consiste à soustraire ce continuum de tous les spectres (voir panneau du bas de la [Figure III.3](#)).

¹ <http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

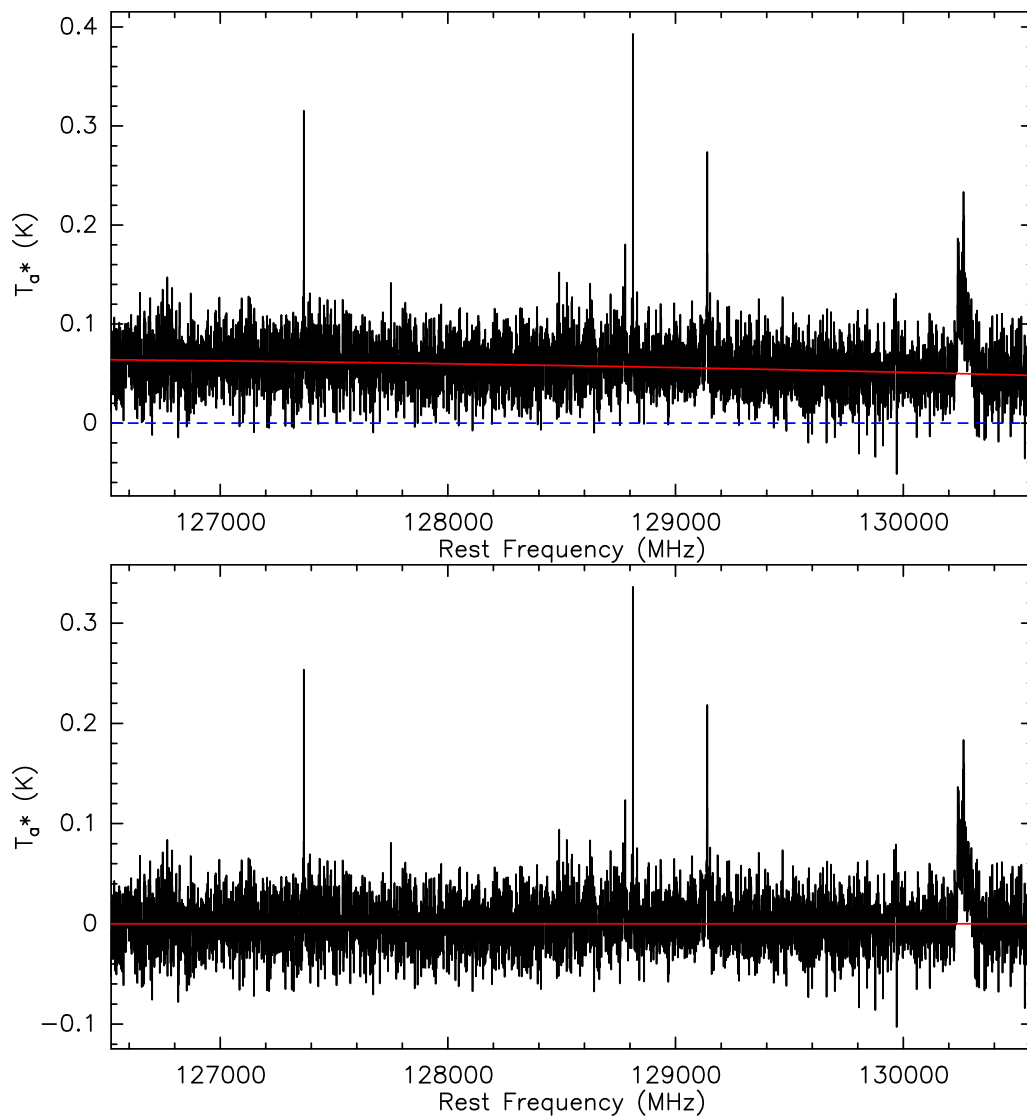


FIGURE III.3. : *Panneau de haut* : Spectre brut (noir) obtenu avec le 30m dans la bande à 2 mm après une acquisition. La ligne rouge représente l'ajustement polynômial pour réduire le continuum du spectre, qui ne se trouve pas à plat.
Panneau du bas : Même spectre avec le continuum soustrait.

Pour faire cela, moyenner tous les spectres permet d'identifier les intervalles de fréquence dans lesquelles se trouve l'émission moléculaire. Réaliser cette moyenne permet de réduire le bruit d'un facteur proportionnel de l'ordre de \sqrt{N} (si tous les spectres ont un rms similaire), où N correspond au nombre total de spectres. En ne considérant que les intervalles libres d'émission moléculaire, le niveau du continuum de tous les spectres est ajusté par un polynôme d'ordre 1 ou 2. Ainsi un deuxième jeu de données est obtenu avec un niveau continuum mis à 0.

Dans une 2^{ème} étape, il s'agit de comparer les spectres individuels pour identifier les cas "pathologiques" comme par exemple une raie très intense détectée dans seulement un spectre d'une configuration instrumentale donnée. Il peut s'agir d'une raie détectée dans une seule des deux polarisations, une raie d'intensité variable tantôt en émission ou en absorption. Comparer la moyenne des spectres d'une configuration avec celle des spectres dont la fréquence de l'oscillateur local a été déplacée de 50 MHz permet d'identifier les raies provenant de la bande image. Ces raies se trouvent alors décalées de 100 MHz comme on peut le voir dans l'exemple de la Figure III.4. Une fois les raies "fictives" identifiées, elles sont supprimées des spectres où elles sont présentes. Ainsi, le spectre final pour chaque configuration est obtenu à partir de la moyenne de tous ces spectres, avec ceux dont la fréquence est décalé de 50 MHz.

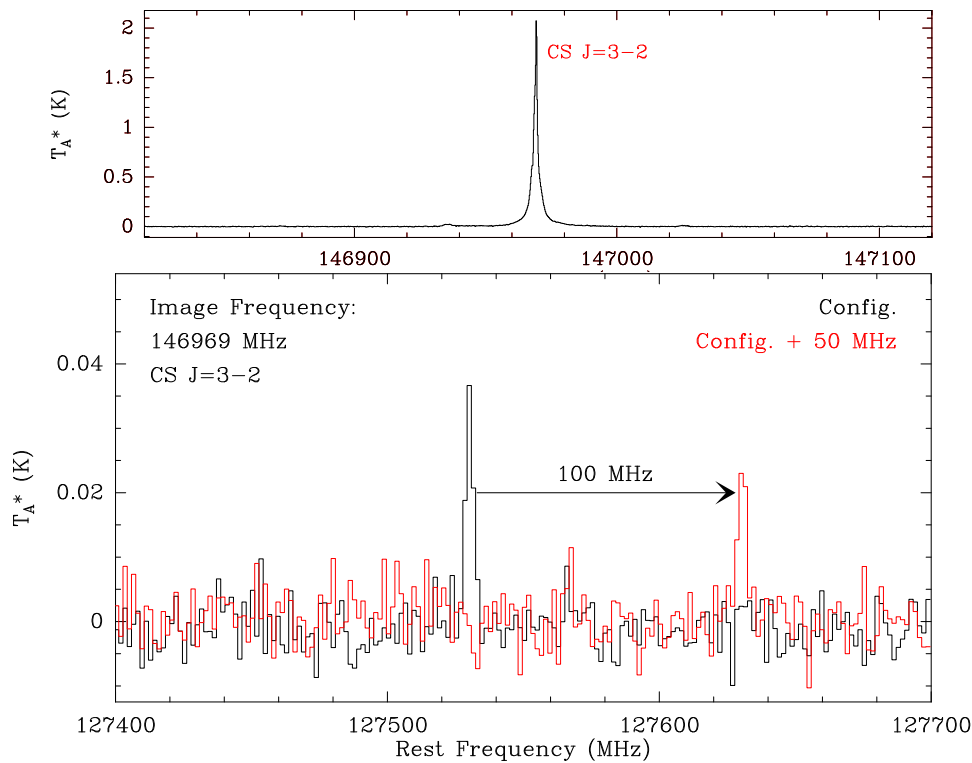


FIGURE III.4. : Exemple de contamination de la bande image par la transition brillante CS $J = 3 - 2$.

La réduction des autres configurations observées a été conduite de la même façon. La séparation entre chaque configuration étant de 4 GHz, il y a un recouvrement partiel de $\simeq 4$ GHz par bande entre deux jeux de données adjoints. Moyenner les spectres entre des configurations adjacentes contribue à réduire le rms final de la bande spectrale.

Lors de cette thèse, la réduction des données a été appliquée à toutes les bandes spectrales préalablement observées à 3, 1.3 et 0.9 mm, ainsi qu'aux nouvelles observations à 3 et à 2 mm. Un spectre complet pour chacune des quatre bandes de fréquence est finalement obtenu. Le rms par élément de résolution spectrale Δf exprimé en unité de température d'antenne (T_a^*) est compris entre 2 et 5 mK dans la bande à 3 mm, 3 et 7 mK dans les bandes à 2 et 1.3 mm, et entre 15 et 20 mK dans la bande à 0.9 mm (voir Table III.1).

Le résultat de ces observations est une couverture spectrale complète des bandes 71.7 – 116.0 GHz, 126.5 – 173.5 GHz, 200.4 – 310.1 GHz et 328.4 – 350.1 GHz. Il s’agit du relevé spectral d’une protoétoile de masse intermédiaire le plus complet effectué à ce jour. Les spectres de ce relevé sont affichés en Annexe A. Nous présentons l’ensemble des transitions moléculaires détectées dans le relevé spectral en Annexe B. Nous rapportons simplement l’identification des espèces les plus probables et la température au pic de la raie (T_{λ}^*) quand celui-ci est 5 fois supérieure à bruit spectral ($> 5\sigma$). Les propriétés spectroscopiques (nombres quantiques, niveau d’énergie supérieure E_{up} , coefficient d’Einstein d’émission spontanée A_{ij}) et observationnelles (flux intégré, vitesse d’émission au pic, largeur de raie) de l’ensemble des transitions analysées dans le présent travail sont présentées en Annexe C.

Dans le cas des cartes OTF, la première partie de la réduction des données est similaire à celles des observations du relevé spectral décrites dans la Section III.3. Dans une deuxième étape, un cube position–vitesse (*Right Ascension – Declination – Vitesse*) est produit sous GILDAS à partir de l’ensemble des spectres réduits. Le rms par élément de résolution spectrale $\Delta f = 195$ MHz varie entre 10 et 20 mK et 40 et 50 mK dans les bandes à 2 mm et 1.3 mm, respectivement. Le bruit est suffisamment faible pour étudier l’émission des raies moléculaires brillantes, et en mesurer l’étendue.

RÉSULTATS ET DISCUSSION

Sommaire

1.	Composition chimique	54
1.1.	Résultats généraux	54
1.2.	Etude de la bande 3 mm : comparaison avec ASAI	56
2.	Signatures spectrales	62
2.1.	La composante eBL (<i>extremely Broad Line component</i>)	65
2.2.	La composante BL (<i>Broad Line component</i>)	66
2.3.	La composante NL (<i>Narrow Line component</i>)	68
2.4.	Le jet à haute vitesse	68
3.	Distribution spatiale	68
4.	Abondances moléculaires	71
4.1.	Enveloppe étendue	71
4.1.1.	Propriétés physiques des espèces moléculaires	71
4.1.2.	Cinématique de HC ₃ N	72
4.1.3.	Deutération à grande échelle	78
4.2.	Hot corino	82
4.2.1.	Propriétés physiques de CH ₃ OH	83
4.2.2.	Autres espèces moléculaires	85
4.2.3.	Deutération à petite échelle	87

IV.1 Composition chimique

IV.1.1 Résultats généraux

Le relevé spectral obtenu (voir Annexe A) a révélé la richesse moléculaire de la protoétoile Cep E-mm. L'identification des raies détectées a été menée en utilisant les catalogues publics CDMS (*The Cologne Database for Molecular Spectroscopy*; Müller et al., 2005) et JPL (*Jet Propulsion Laboratory*; Pickett et al., 1998). Ont été considérées toutes les transitions dont l'intensité au pic est supérieure ou égale à 3 fois le rms dans l'intervalle de fréquence de la raie. Au total, 45 espèces moléculaires contenant des atomes d'Hydrogène H, de Carbone C, d'Oxygène O, d'Azote N, de Soufre S et de Silicium Si ont été identifiées. 44 isotopologues rares de ces espèces sont présents dans le relevé. On note que pour NH₂D aucune transition de l'isotope principal n'est présente dans les bandes millimétriques. La Table IV.1 récapitule tous les espèces identifiées et classifiées selon leur contenu atomique :

- La famille du Carbone contenant uniquement des hydrocarbures C_xH_y. 7 espèces principales et 8 isotopes ont été détectés ;
- La famille de l'Oxygène contenant uniquement des molécules du type C_xH_yO_z. 11 espèces principales et 14 isotopes ont été détectés ;
- La famille de l'Azote contenant uniquement les molécules du type C_xH_yO_zN_t. 16 espèces principales et 15 isotopes ont été repérés ;
- La famille du Soufre contenant uniquement les molécules du type C_xH_yO_zN_tS_u. 12 espèces principales et 8 isotopes ont été identifiés.
- La famille du Silicium contenant au moins un atome Si. Une seule espèce moléculaire a été détectée : SiO.

Concernant la famille du Soufre, on reporte ici la première détection d'une COM soufrée CH₃SH (méthylmécaptan) vers une protoétoile de masse intermédiaire. Cette molécule a été détectée vers les régions de formation stellaire G327 (Gibb et al., 2000) et B1 (Cernicharo et al., 2012), vers le hot core Orion-KL (Kolesníková et al., 2014) et plus récemment vers le hot corino IRAS16293-2422 (Majumdar et al., 2016). Cernicharo et al. (2012) ont montré que CH₃SH était un traceur des régions de hot core/corino, dans laquelle la désorption des manteaux des gains est importante.

Un montage de quelques transitions moléculaires illustrant la diversité des profils détectés et la sensibilité de notre relevé est présenté dans la Figure IV.1.

TABLE IV.1. : Liste des espèces moléculaires détectés dans l'ensemble du relevé spectral.

Famille	Isotope principal	Isotopes rares
O-	CO	^{13}CO , C^{18}O , C^{17}O , $^{13}\text{C}^{18}\text{O}$
	HCO ⁺	H^{13}CO^+ , HC^{18}O^+ , HC^{17}O^+ , DCO^+
	HCO	–
	CH ₃ OH	$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, CH_2DOH
	CH ₃ CHO	–
	H ₂ CO	H_2^{13}CO , $\text{H}_2\text{C}^{18}\text{O}$, HDCO , D_2CO
	H ₂ CCO	–
	HOCO ⁺	–
	HCOOH	–
	CH ₃ OCHO	–
	CH ₃ OCH ₃	–
	N-	CN
NO		–
HNO		–
HCN		H^{13}CN , HC^{15}N , DCN
HNC		HN^{13}C , H^{15}NC , DNC
N ₂ H ⁺		$^{15}\text{NNH}^+$, N_2D^+
–		NH_2D
HC ₃ N		H^{13}CCCN , HC^{13}CCN , HCC^{13}CN , DC_3N
HC ₅ N		–
NH ₂ CHO		–
HNCO		–
HCNO		–
HOCN		–
CH ₂ CN		–
CH ₃ CN		–
C ₂ H ₃ CN		–
CCCN		–
C-	CCH	^{13}CCH , C^{13}CH , CCD
	c-C ₃ H	–
	c-C ₃ H ₂	$\text{c-C}_3\text{HD}$, $\text{c-C}_3\text{D}_2$
	l-C ₃ H ₂	–
	l-C ₄ H ₂	–
	C ₄ H	$^{13}\text{CCCCH}$, CCC^{13}CH
	CH ₃ CCH	CH_2DCCH

TABLE IV.1. : Suite.

Famille	Isotope principal	Isotopes rares
S-	H ₂ S	H ₂ ³⁴ S
	SO ⁺	–
	SO	³⁴ SO, S ¹⁸ O
	SO ₂	–
	OCS	–
	CS	¹³ CS, C ³³ S, C ³⁴ S
	CCS	–
	CCCS	–
	H ₂ CS	HD ₂ CS, D ₂ CS
	HCS ⁺	–
	NS	–
	CH ₃ SH	–
	Si-	SiO

IV.1.2 Etude de la bande 3 mm : comparaison avec ASAI

Afin de caractériser et comprendre l'évolution chimique lors de la formation des étoiles de type solaire, le *Large Program ASAI (Astrochemical Studies At IRAM; Lefloch et al., 2018)* a conduit avec l'antenne de 30 m de l'IRAM une série de relevés spectraux non-biaisés de l'émission moléculaire entre 80 et 272 GHz dans échantillon de 10 sources représentatives des différentes phases de l'évolution chimique d'une protoétoile de type solaire. Nous renvoyons le lecteur à l'article général de présentation du relevé pour une description des propriétés des sources et leur type évolutif (PSC, FHSC, Classe 0, Classe I). Celles-ci sont résumées dans le Tableau [iv.2](#). L'étude a mis en évidence la complexité moléculaire présente dans les phases prestellaires et protostellaires (Classe 0/I). Dans [Lefloch et al. \(2018\)](#), les auteurs présentent une première étude de la composition chimique de sources à partir des résultats de la bande à 3 mm. Élargir l'étude des sources ASAI (prestellaires, protostellaire et régions de chocs) de type solaire avec les observations d'une protoétoile de masse intermédiaire, telle que Cep E-mm, est intéressant pour établir des similitudes/différences avec ces sources et étudier le lien (ou non) avec la composition chimique des sources plus massives, telles que Orion KL ([Tercero et al., 2010, 2011](#)).

Le rms dans la bande à 3 mm du relevé spectral de Cep E-mm est comparable à celui des sources ASAI (quelques mK par intervalle de 1 km s⁻¹) ce qui permet, dans un premier temps, de faire une comparaison qualitative. Cette comparaison est intéressante car l'ensemble des données a été acquis avec le même radiotélescope et des procédures d'observations similaires, limitant ainsi les biais observationnels. Cep E-mm se trouve à une plus grande distance (730 pc) et est plus lumineuse (100 L_☉) que les sources ASAI (140 – 260 pc, < 34 L_☉). L'effet de dilution du flux dans le lobe du télescope, qui dépend de la distance, est *a priori* contrebalancé par la plus grande luminosité de la source.

Les spectres des sources ASAI et de Cep E-mm montrent des différences significatives qui reflètent leurs stades évolutifs et leurs conditions physiques. Un premier exemple est fourni par l'émission des raies du radical CH₂CN autour de 100600 MHz (voir panneau du haut de la Figure [iv.2](#)). Ces transitions sont très brillantes dans les sources les plus jeunes, i.e. les cœurs prestellaires TMC1 et L1544, le candidat cœur hydrostatique B1b, mais aussi la protoétoile WCCC L1527.

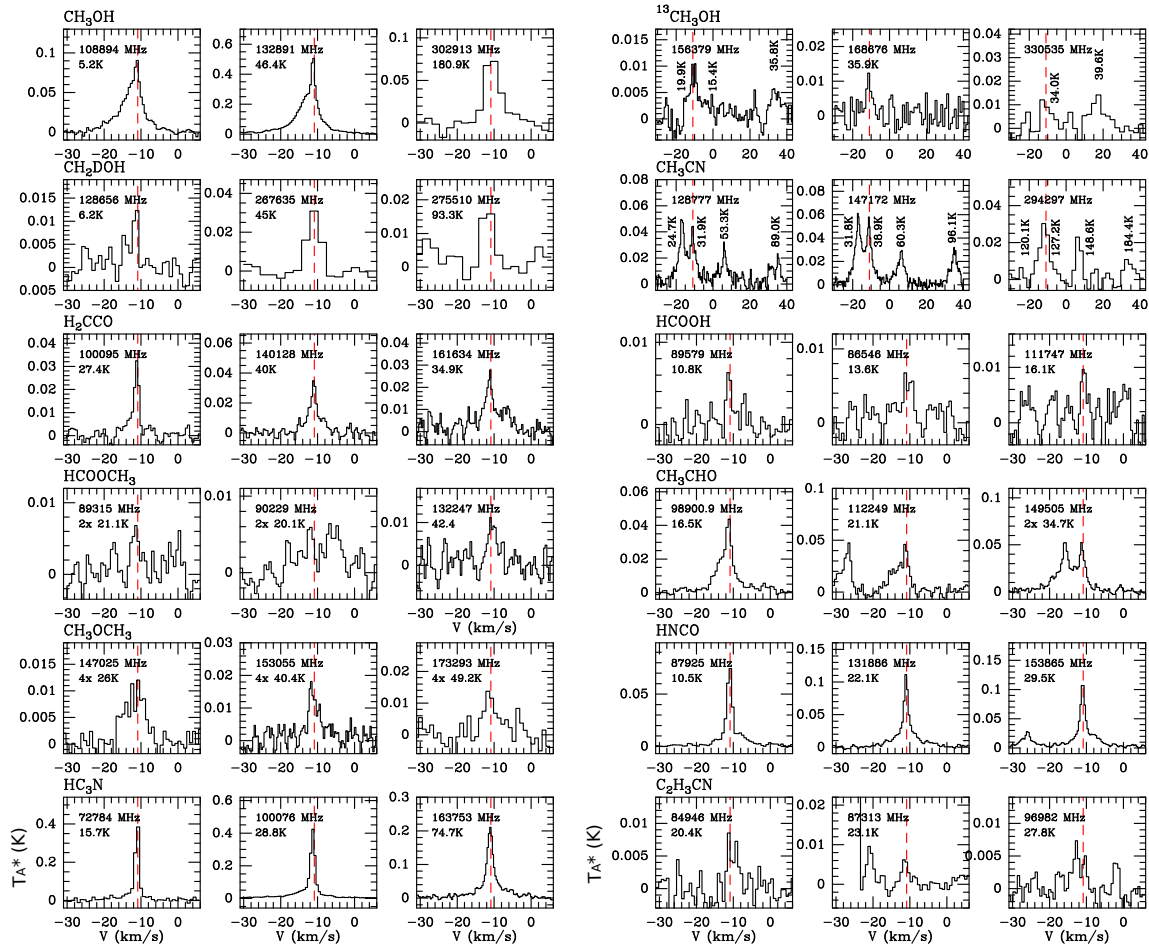


FIGURE IV.1. : Montage des transitions détectées des COMs et autres espèces vers Cep E-mm avec l'IRAM 30m. L'intensité est exprimée en unité de T_A^* . La ligne hachurée en rouge indique la vitesse systémique du nuage $v_{LSR} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$.

TABLE IV.2. : Échantillon des sources du projet observationnel ASAI (Lefloch et al., 2018).

Sources	Coordonnées (J2000)	d (pc)	Lum. (L_{\odot})	Commentaires
TMC1	04 ^h 41 ^m 41.90 ^s +25°41'27.1"	140	–	Cœur préstellaire jeune
L1544	05 ^h 04 ^m 17.21 ^s +25°10'42.8"	140	–	Cœur préstellaire évolué
B1b	03 ^h 33 ^m 20.80 ^s +31°07'34.0"	230	0.77	<i>First Hydrostatic Core</i> (FHSC)
L1527	04 ^h 39 ^m 53.89 ^s +26°03'11.0"	140	2.75	Classe 0/I WCCC
IRAS4A	03 ^h 29 ^m 10.42 ^s +31°13'32.2"	260	9.1	Classe 0 Hot Corino
L1157mm	20 ^h 39 ^m 06.30 ^s +68°02'15.8"	250	3	Classe 0 WCCC
SVS13A	03 ^h 29 ^m 03.73 ^s +31°16'03.8"	260	34	Classe I Hot Corino
L1157-B1	20 ^h 39 ^m 10.20 ^s +68°01'10.5"	250	–	Choc protostellaire
L1448-R2	03 ^h 25 ^m 40.14 ^s +30°43'31.0"	235	–	Choc protostellaire

Dans Cep E-mm, au contraire, seulement une des transitions de CH_2CN est (marginale) détectée. Qualitativement, on observe une anticorrélation entre l'émission de CH_2CN et CH_3CN (panneau du bas de la Figure [iv.2](#)). L'émission est brillante vers les sources protostellaires (IRAS4A, Cep E-mm, SVS13A et L1157-B1) et peu brillante vers les cœurs prestellaires. Seules les transitions de faible excitation de CH_3CN sont détectées vers les sources riches en CH_2CN , et les largeurs de raies sont beaucoup plus étroites que celles des sources riches en CH_3CN .

Un autre exemple de différences significatives provient de l'émission des COMs dans la fenêtre spectrale autour de 90200 MHz (Figure [iv.3](#)). Cette fenêtre est intéressante car elle contient plusieurs transitions moléculaires de $\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$, CH_3OCHO et HCOOH . Les signatures de ces COMs sont trop faibles pour être détectées dans les cœurs prestellaires (TMC1 et L1544), les sources WCCC (L1527 et L1157-mm) et la protoétoile évoluée de Classe I SVS13A. Au contraire ces transitions moléculaires sont détectées avec un bon rapport signal sur bruit dans B1b, IRAS4A et L1157-B1. Notons que ces COMs ont cependant été détectées dans le cœur prestellaire L1544 par [Jiménez-Serra et al. \(2016\)](#) avec des intensités de l'ordre de 4 – 10 mK (T_A^*). Dans Cep E-mm, ces transitions ne sont que marginalement détectées, ce qui est sans doute dû à l'effet de dilution de l'émission dans le lobe du télescope mentionné précédemment. Le but des relevés ASAI est de déterminer dans quelle mesure les différentes signatures spectrales reflètent une composition chimique intrinsèquement différente ou des variations dans les conditions physiques (densité, température) du gaz.

Pour comparer la richesse chimique dans toutes ces sources, [Lefloch et al. \(2018\)](#) proposent de commencer par faire l'inventaire du nombre d'espèces moléculaires. Pour cela, les auteurs ont dénombré séparément les isotopes principaux et les isotopes rares des espèces moléculaires. Le nombre d'isotopes principaux détectés permet d'estimer la complexité moléculaire de la région. La détection des isotopes rares dépend en fait de la sensibilité du relevé et de la densité de colonne de gaz moléculaire. Le nombre de raies détectées (et la gamme de niveaux d'énergie supérieurs E_{up} sondés) des isotopes rares permet de contraindre les conditions d'excitation. La Table [iv.3](#) récapitule les résultats de cette analyse.

Dans l'ensemble, le relevé spectral de Cep E-mm a permis de détecter environ 330 transitions moléculaires dans la bande 3 mm. Ce nombre est finalement très similaire aux valeurs trouvées dans les sources ASAI : entre $\sim 200 - 400$ (voir Table [iv.3](#)). Pour les sources de type solaire, le nombre de raies détectées augmente avec la luminosité et décroît avec l'état évolutif (de Classe 0 à Classe I). Ce nombre n'est pas plus grand que celui mesuré vers le premier cœur hydrostatique B1b ou IRAS4A et traduit le fait que si la densité spectrale augmente avec la luminosité, la dilution des flux émis par les régions chaudes dans le télescope est plus importante dans le cas de Cep E-mm.

La richesse moléculaire, définie par le nombre d'isotopes principaux détectés, est assez similaire pour toutes les sources de type solaire, en allant de 35 (SVS13A) à 51 (B1b). Pour Cep E-mm, le nombre d'espèces détectées (45) est similaire à celui des sources ASAI (type solaire) mais aussi des sources massives comme dans Orion KL (43; [Tercero et al., 2010](#)). Si ce nombre dépend peu du stade évolutif et de la luminosité des sources, la nature des espèces chimiques détectées et leurs abondances relatives sont, elles, fort différentes comme l'illustre le cas de CH_2CN et CH_3CN (voir Figures [iv.2 - iv.3](#); aussi Chapitres [VIII - IX](#)).

Le rapport r des espèces oxygénées/hydrocarbures permet de faire une première discrimination entre les sources ayant un hot corino ($r \simeq 1.9 - 3.8$) des sources WCCC ($r \simeq 1.0 - 1.4$). Ce rapport r a permis [Lefloch et al. \(2018\)](#) de classier L1157-mm comme une source WCCC ($r = 1.4$) et B1b et SVS13A comme des sources hot corino ($r = 1.9$ et 2.3, respectivement). La Figure [iv.4](#) présente le nombre de raies moléculaires détectées par famille atomique et montre une différence plus significative entre les sources WCCC et hot corino en considérant le nombre de raies moléculaires des espèces oxygénées et hydrocarbures. Le rapport r^* entre les nombres de raies des espèces oxygénées/hydrocarbures varie entre $r^* = 0.3 - 1.5$ pour les sources WCCC et $r^* = 2.2 - 8.6$ pour les hot corinos.

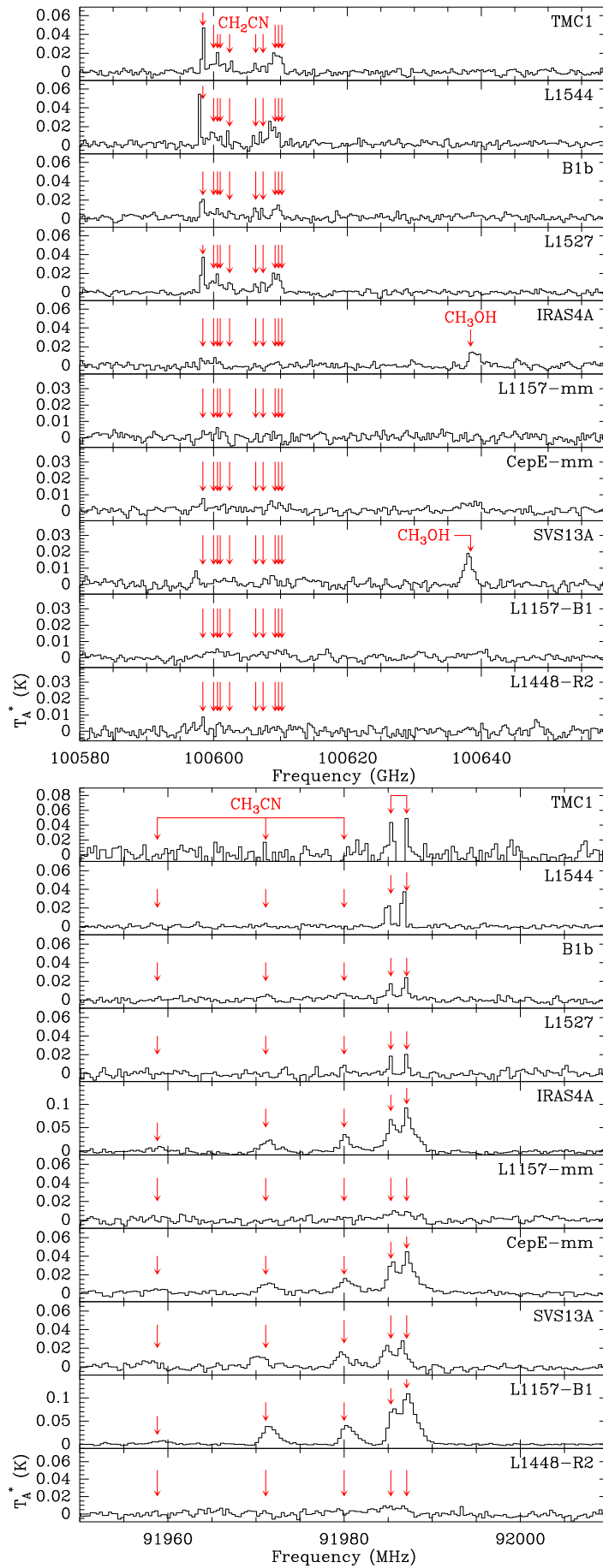


FIGURE IV.2. : Comparaison de l'émission de CH_2CN (haut) et CH_3CN (bas) dans la bande à 3 mm des sources ASAI et CepE-mm. Les sources sont classés du haut vers le bas par âge croissant, suivies des deux chocs protostellaires. Les intensités sont exprimées en unités de T_A^* .

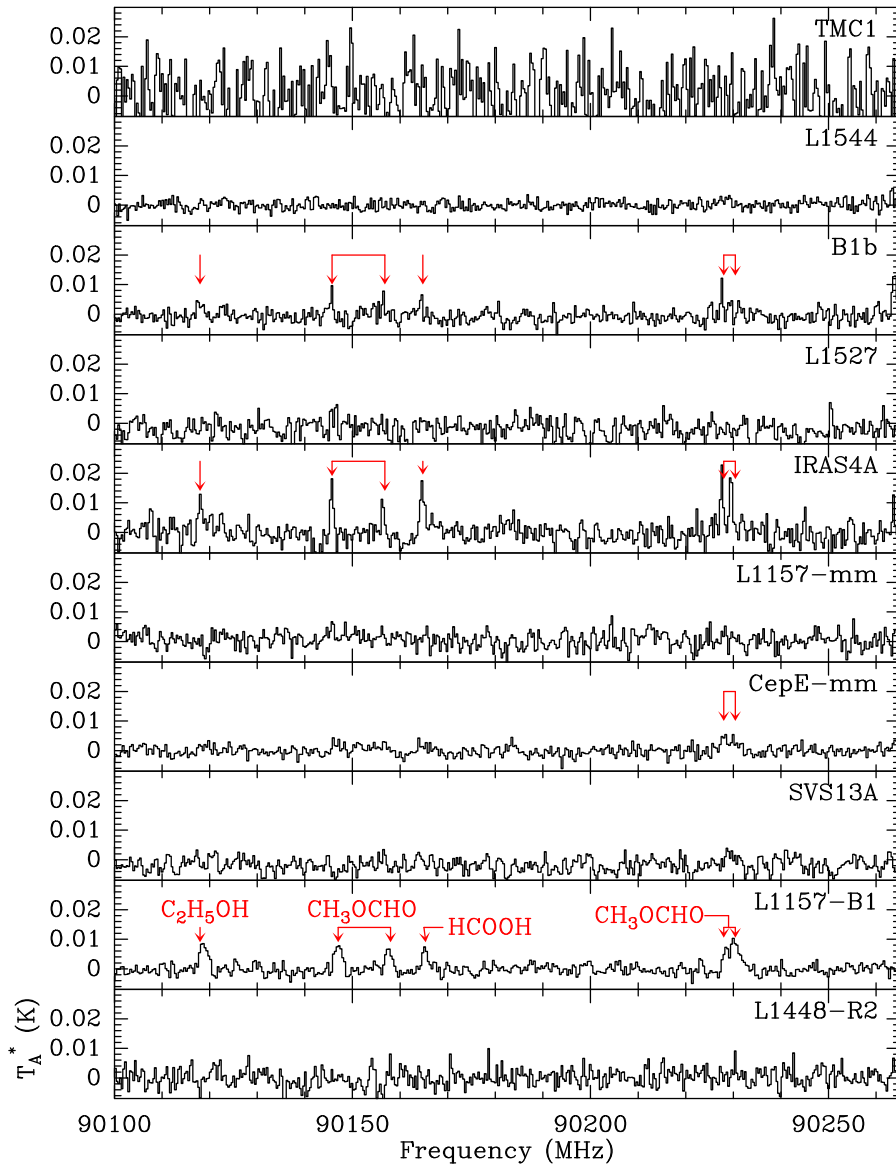


FIGURE IV.3. : Comparaison de l'émission des COMs entre 90100 et 90255 MHz des sources ASAI et Cep E-mm. Les sources sont classés du haut vers le bas par âge croissant, suivies des deux chocs protostellaires. Les intensités sont exprimées en unités de T_A^* .

TABLE IV.3. : Observations à 3 mm des sources observées par le projet ASAI, IRAS16293 et Cep E-mm. Adapté de Lefloch et al. (2018) : Nombre d'espèces moléculaires (isotope principal), transitions moléculaires (tous les isotopes) et densité spectrale σ pour chacune des sources. Nous avons également indiqué le rapport des nombre des espèces moléculaires oxygénées aux espèces carbonées (isotopologue le plus abondant) $r(\text{O-}/\text{C-})$ ainsi que le rapport du nombre de transition des mêmes espèces $r^*(\text{O-}/\text{C-lines})$. Les sources ASAI sont classées de gauche à droite par âge croissant, suivies des deux chocs protostellaires puis de la source prototypique IRAS16293 et Cep E-mm.

Source	L1544	B1b	L1527	IRAS4A	L1157mm	SVS13A	L1157-B1	L1448-R2	IRAS16293	Cep E-mm
Type	PSC	FHSC	Class 0/I	Class 0	Class 0	Class 1	Shock	Shock	Class 0	IM Class 0
O-	14	15	10	16	10	9	15	9	11	11
N-	19	16	19	14	12	12	15	13	12	16
C-	8	8	10	6	7	4	4	7	6	7
S-	9	10	8	10	11	9	9	9	9	10
Si-	0	1	0	1	1	1	2	2	2	1
P-	0	1	0	1	0	0	2	0	1	0
Total Species	50	51	47	48	41	35	47	40	41	45
D-	11	18	11	11	7	3	3	8	13	9
$r(\text{O-}/\text{C-})$	1.8	1.9	1	2.7	1.4	2.3	3.8	1.3	1.8	1.6
O-Lines	54	142	36	227	56	79	155	37	260	97
N-Lines	124	80	85	79	43	83	96	51	93	103
C-Lines	73	65	115	40	38	25	18	52	64	74
S-Lines	38	61	22	63	40	30	44	40	58	58
Si-Lines	0	1	0	3	1	1	6	4	3	1
P-Lines	0	1	0	1	0	0	5	0	1	0
Total Lines	289	350	258	413	178	218	324	184	479	333
D-Lines	47	62	46	75	31	15	5	30	79	46
$r^*(\text{O-}/\text{C-lines})$	0.7	2.2	0.3	5.7	1.5	3.2	8.6	0.7	4.1	1.3
O-COMs Lines	35	109	14	197	36	63	139	27	244	53
N-COMs Lines	32	7	16	23	7	21	46	10	38	30
$\sigma(\text{Lines}/\text{GHz})$	8.9	11	8	11.8	5.3	6.1	9.1	5.8	13.3	9.2

Pour Cep E-mm, le rapport $r = 1.6$ se place entre les deux types de sources, donnant une première indication que les deux chimies (WCCC et hot corino) sont présentes dans l'enveloppe protostellaire. Le rapport $r^* = 1.3$ est une valeur représentative des sources WCCC. Comme il sera vu dans le Chapitre [iv.4](#), Cep E-mm présente effectivement les signatures des deux chimies WCCC et hot corino à des échelles spatiales différentes : l'enveloppe froide et étendue est riche en chaînes carbonées similaire à L1157-mm avec une chimie typique WCCC ; tandis qu'à petite échelle on observe un hot corino riche en COMs et un déficit de chaînes carbonées. Le relevé spectral de la bande à 3 mm de Cep E-mm est plus sensible à l'émission moléculaire à grande échelle (donc celle des chaînes carbonées) ce qui pourrait expliquer le faible rapport r^* observé typique des sources WCCC.

Le nombre d'espèces soufrées (~ 10) détectées varie peu entre les sources de l'échantillon. CH_3SH est la seule COM soufrée connue à ce jour et elle est détectée dans les sources ayant un hot corino (B1b, IRAS4A, IRAS 16293 et Cep E-mm).

Les isotopes deutérés sont également détectés dans toutes les phases d'évolution protostellaire. Le nombre d'espèces deutérées chute considérablement pendant la Classe I (SVS13A ; [Bianchi et al., 2017](#)) alors qu'aux stades plus jeunes préstellaires et de Classe 0 (dont Cep E-mm) les espèces deutérées sont nombreuses.

IV.2 Signatures spectrales

Les profils de raies moléculaires détectées dans le relevé sont variés et complexes. Pour la plupart des espèces moléculaires, il est possible d'identifier 3 composantes spectrales dans les profils. Il existe cependant un nombre restreint d'espèces, décrites ci-dessous, pour lesquelles une quatrième composante apparaît.

En général, les composantes spectrales sont classées selon la largeur de raie à mi-puissance (*Full Width at Half Maximum*, FWHM), la vitesse au maximum de l'intensité v_{pic} et le niveau d'énergie supérieure E_{up} de la transition, et le flux associé. L'identification des composantes spectrales s'est faite tout d'abord à partir de la largeur en vitesse et sont décrites dans ce qui suit. Les 3 premières composantes sont : une composante étroite en vitesse ($1\text{--}3 \text{ km s}^{-1}$; *Narrow Line*, NL), une composante large ($3\text{--}6 \text{ km s}^{-1}$; *Broad Line*, BL), et une composante extrêmement large ($> 7 \text{ km s}^{-1}$; *extremely Broad Line*, eBL). Elles ont en commun d'avoir le pic d'émission à une vitesse proche (quelques km/s) de la vitesse du nuage $v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$. La 4^{ème} composante trace le jet à haute vitesse à l'origine du flot protostellaire ([Lefloch et al., 1996, 2015](#)). Elle est relativement large, avec une largeur de l'ordre de $8\text{--}10 \text{ km s}^{-1}$ dans les deux lobes, Nord et Sud, du flot.

Le cas du méthanol illustre très bien la complexité de la situation. La [Figure iv.5](#) montre trois transitions du méthanol à trois niveaux d'énergie supérieure E_{up} différents : la transition du conformère A du méthanol $J = 3_{1,+} - 2_{1,+}$ à 143866 MHz avec un $E_{\text{up}} = 28.3 \text{ K}$ relativement faible ; la transition du conformère E, $J = 7_0 - 7_{-1}$ à 156829 MHz avec $E_{\text{up}} = 70.2 \text{ K}$; la transition du conformère E, $J = 9_0 - 9_{-1}$ à 155988 MHz avec $E_{\text{up}} = 109.6 \text{ K}$ élevé. Les trois transitions ont été observées dans la bande à 2 mm. Grâce à la proximité de leurs fréquences, elles ont été observées avec la même résolution angulaire $\theta_{30\text{m}} \simeq 16''$ et la même résolution spectrale $\Delta f = 195 \text{ kHz}$ ($\Delta v = 0.4 \text{ km s}^{-1}$).

La [Figure iv.6](#) montre les largeurs de raie à mi-puissance (FWHM) après l'ajustement en trois composantes (NL, BL et eBL) des transitions du méthanol, en fonction du niveau d'énergie supérieur E_{up} . Les propriétés générales des trois composantes sont décrites dans ce qui suit.

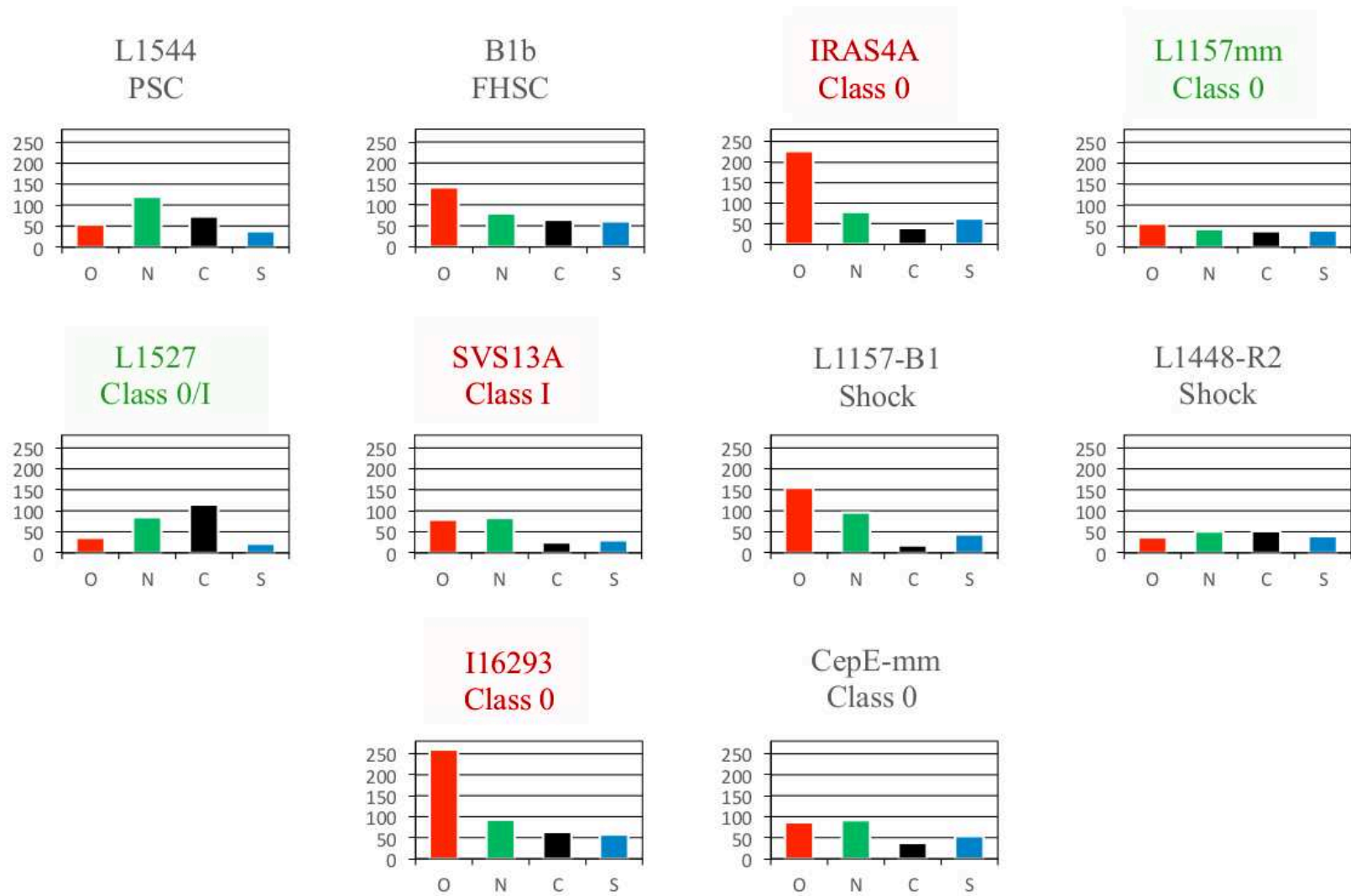


FIGURE IV.4. : Nombre de transitions observé par famille atomique de la composition moléculaire dans Cep E-mm, les sources ASAI (Lefloch et al., 2018), et IRAS16293-2422 (Caux et al., 2011) à partir de l'émission observée dans la bande spectrale à 3mm. La distribution est classée par famille atomique : oxygène (O), azote (N), carbone (C) et soufre (S). La comparaison entre les raies des familles du carbone et d'oxygène permet de discriminer les sources WCCC (L1157mm et L1527; $O/C \leq 1.5$) des hot corinos (IRAS4A, SVS13A et IRAS16293; $O/C \gg 1.5$).

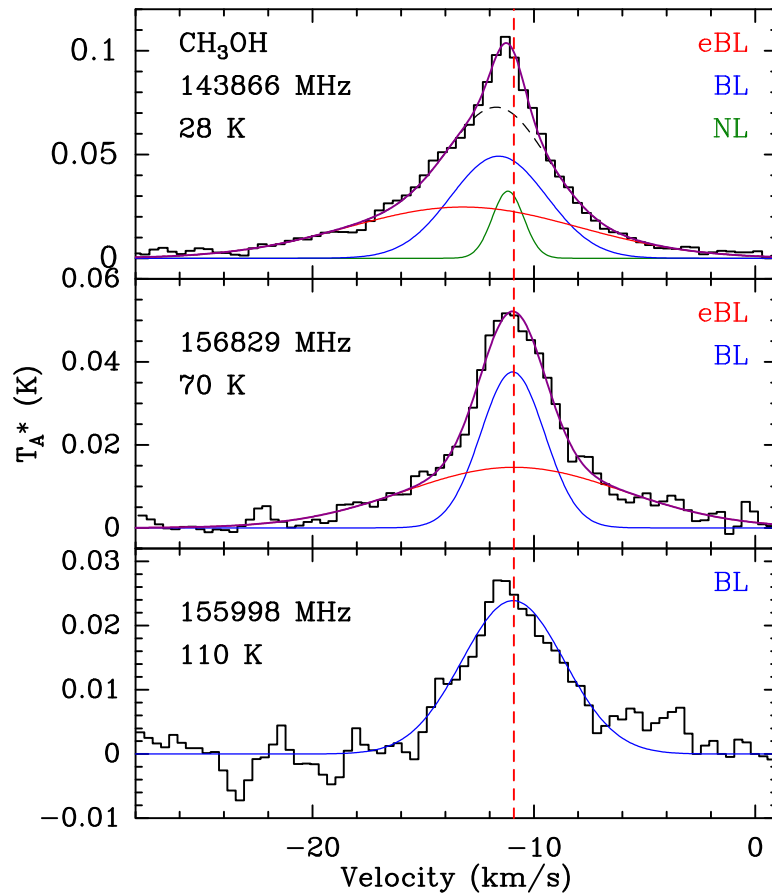


FIGURE IV.5. : Profil de 3 raies du méthanol observées avec une résolution angulaire commune de $16''$. La vitesse du nuage ambiant ($v_{\text{LSR}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$) est indiquée par le trait en pointillés rouges. *haut* : A- $\text{CH}_3\text{OH } J = 3_{1,+} - 2_{1,+}$ ($E_{\text{up}} = 28.3 \text{ K}$). Trois composantes Gaussiennes sont ajustées : la composante eBL en rouge, BL en bleu et NL en vert (voir texte). La courbe en pointillés noirs montre la somme des composantes eBL plus BL. *milieu* : E- $\text{CH}_3\text{OH } J = 7_0 - 7_{-1}$ ($E_{\text{up}} = 70.2 \text{ K}$). Seules les composantes eBL (rouge) et BL (bleu) sont détectées. *bas* : E- $\text{CH}_3\text{OH } J = 9_0 - 9_{-1}$ ($E_{\text{up}} = 109.6 \text{ K}$). Seule la composante BL (bleu) est détectée.

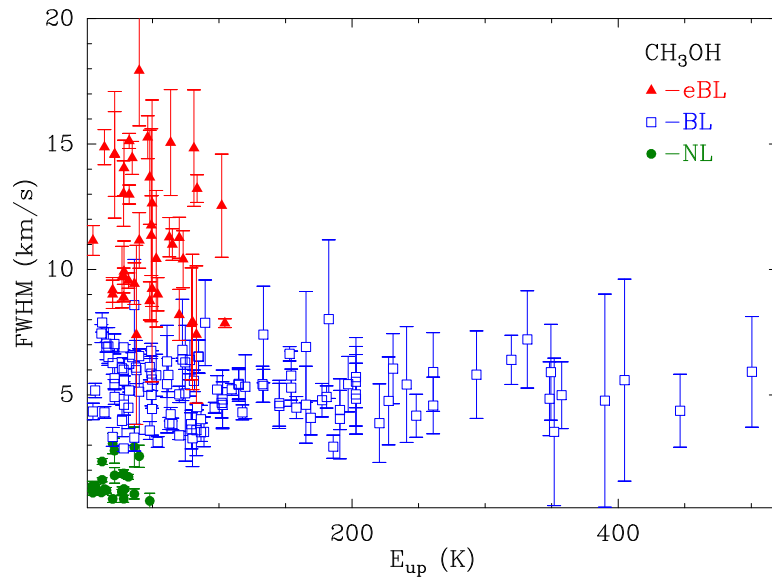


FIGURE IV.6. : Largeurs de raie à mi-puissance (FWHM) des trois composantes détectées dans les transitions de CH_3OH en fonction du niveau d'énergie supérieure E_{up} des transitions : les parois des cavités de l'outflow (eBL), le hot corino (BL) et l'enveloppe froide (NL).

IV.2.1 La composante eBL (*extremely Broad Line component*)

Dans le panneau du haut de la Figure [iv.5](#) on observe le spectre (noir) d'une transition du méthanol de basse énergie ($E_{\text{up}} = 28.3$ K). Dans ce spectre on détecte la présence d'une composante atteignant des vitesses jusqu'à -24 km s^{-1} et 0 km s^{-1} , soit 12 km s^{-1} par rapport à la vitesse systémique de la source $v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$. L'ajustement par une gaussienne de cette composante extrêmement étendue (*extreme Broad Line*, eBL; courbe en rouge) donne une largeur de raie à mi-hauteur $\text{FWHM} = 11.7 \text{ km s}^{-1} \pm 0.8 \text{ km s}^{-1}$, dont l'intensité au pic se trouve à la vitesse $v_{\text{pic}} = -13.2 \text{ km s}^{-1} \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$, soit un décalage vers le bleu de 2.3 km s^{-1} par rapport à la vitesse systémique de la région.

Le panneau central de la Figure [iv.5](#) montre une transition d'un niveau d'énergie plus élevé ($E_{\text{up}} = 70.2$ K). Le spectre montre toujours signature de la composante extrêmement étendue (rouge), présente avec une largeur de raie égale à $\text{FWHM} = 11.7 \text{ km s}^{-1} \pm 0.8 \text{ km s}^{-1}$, de vitesse au pic $v_{\text{pic}} = -11.0 \text{ km s}^{-1} \pm 0.2$, proche de la vitesse systémique de la source ($v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$). Par contre, cette composante est absente du spectre de la transition du niveau $E_{\text{up}} = 110$ K à 155998 MHz (panneau du bas de la Figure [iv.5](#)).

Généralement, cette composante est détectée dans toutes les transitions du méthanol jusqu'aux niveaux d'énergie $E_{\text{up}} \leq 100$ K (voir Figure [iv.6](#)). La largeur spectrale de cette composante varie entre 7 km s^{-1} et 18 km s^{-1} selon la transition mais sans tendance significative par rapport au niveau d'énergie. Le panneau du haut de la Figure [iv.7](#) montre en gris la moyenne de tous les spectres du méthanol dont le niveau d'énergie E_{up} est inférieur à 100 K, après normalisation de l'intensité au pic. Pour toutes ces transitions on observe les mêmes caractéristiques spectrales et on constate que la composante eBL, extrêmement étendue (en rouge), domine l'émission de ces transitions.

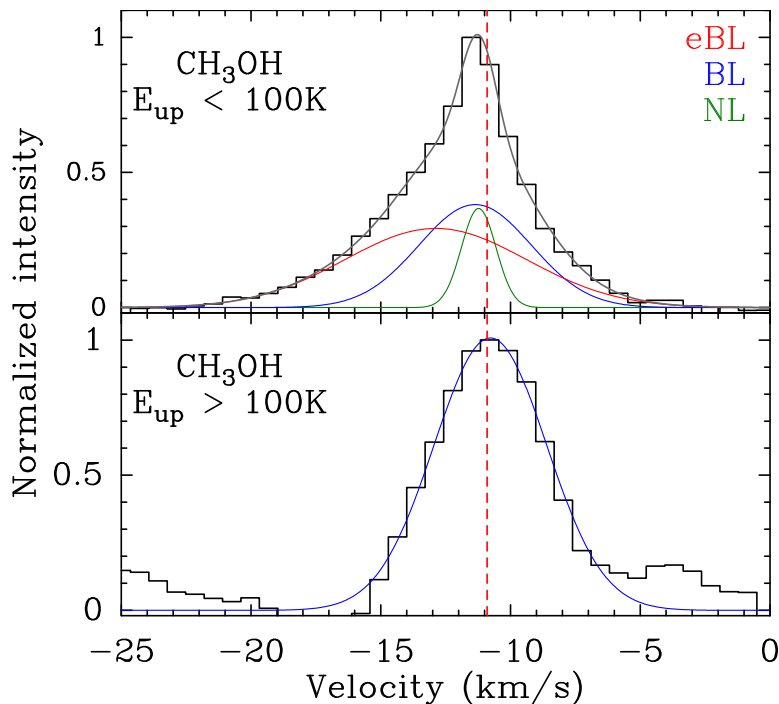


FIGURE IV.7. : Moyenne des profils de raies normalisés de CH_3OH . La ligne hachurée en rouge marque la vitesse systémique du nuage $v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$. *Panneau du haut* : profils des transitions avec $E_{\text{up}} < 100$ K. Les trois composantes physiques ajustés sont la composante eBL (rouge), BL (bleu) et NL (vert). *Panneau du bas* : profils des transitions ayant un niveau d'énergie $E_{\text{up}} > 100$ K. Seulement la composante BL (bleu) est détectée.

Comme on le verra dans la section suivante (iv.3), la composante eBL trace les parois de cavités de l'outflow. L'analyse du relevé spectral montre les espèces moléculaires détectées dans l'outflow :

- Hydrocarbures : C_2H , $c-C_3H_2$ et CH_3CCH ;
- Famille de l'Oxygène : CO , HCO^+ , H_2CO , CH_3OH , CH_3CHO et H_2CCO ;
- Famille de l'Azote : CN , HCN , HNC , HC_3N , CH_3CN et $HNCO$;
- Famille du Soufre : CS , H_2S , SO , SO_2 et H_2CS .
- Famille du Silicium : SiO .

On peut ainsi conclure que l'outflow de Cep E-mm est chimiquement actif, selon la classification proposée par Bachiller et al. (2001).

IV.2.2 La composante BL (*Broad Line component*)

Dans le panneau du haut de la Figure iv.5 on identifie une deuxième composante étendue (*Broad Line*, BL; courbe en bleu) qui se superpose à la composante eBL déjà décrite, et dont la vitesse au pic de l'intensité $v_{pic} = -11.1 \text{ km s}^{-1} \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$, est presque égale à la vitesse systémique de la source. Pour cette transition de faible énergie, l'ajustement de cette deuxième composante donne une largeur de raie à mi-hauteur $FWHM = 5.1 \text{ km s}^{-1} \pm 0.6 \text{ km s}^{-1}$. Cette composante, BL, est aussi détectée dans le panneau du milieu de la Figure iv.5 ($E_{up} = 70 \text{ K}$). L'ajustement donne une largeur de raie $FWHM = 3.4 \text{ km s}^{-1} \pm 0.2 \text{ km s}^{-1}$ à $v_{pic} = -10.9 \text{ km s}^{-1} \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$, soit à la même vitesse systémique que la source. Le panneau du bas de la Figure iv.5 montre que seule la composante BL est détectée dans la transition du méthanol de haute excitation ($E_{up} = 110 \text{ K}$), pour laquelle on mesure une largeur de raie $FWHM = 5.2 \text{ km s}^{-1} \pm 0.4 \text{ km s}^{-1}$. A nouveau, l'émission est centrée à la vitesse systémique de la source.

Cette composante BL se différencie de la composante eBL par les faits suivants : a) elle est détectée dans toutes les transitions du méthanol jusqu'à un niveau d'énergie supérieur fortement excité $E_{up} = 500 \text{ K}$ (voir Figure iv.6); b) la largeur du profil varie peu selon l'énergie E_{up} ; c) le pic d'intensité est émis autour de la vitesse systémique de la source.

Le relevé spectral de Cep E-mm atteint une sensibilité suffisante pour détecter des transitions de haute excitation de COMs autre que le méthanol, telles que l'acétonitrile CH_3CN ($E_{up, max} = 149 \text{ K}$), ou le cyanoacétylène HC_3N ($E_{up, max} = 217 \text{ K}$). La Figure iv.8 montre un exemple de transition de haute excitation pour chacune de ces trois molécules. L'analyse du profil de ces raies montre qu'elles présentent toutes une seule composante qui peut être ajustée par une gaussienne de largeur de raie comprise entre 3 et 6 km s^{-1} et dont le pic d'émission se trouve à la vitesse systémique du nuage, la composante BL. Le fait que cette composante soit détectée dans les transitions moléculaires fortement excitées suggère qu'elle provient d'une région chaude à l'intérieur du cœur. Cette composante BL est détectée dans de nombreuses COMs et comme on le verra dans le Chapitre iv.4.2, elle est en fait la signature du hot corino de Cep E-mm.

Cette composante est détectée dans les molécules suivantes :

- Famille de l'Oxygène : H_2CO , H_2CCO , CH_3OH , $HCOOCH_3$ et CH_3OCH_3 ;
- Famille de l'Azote : CH_3CN et HC_3N ;
- Famille du Soufre : CS et OCS .

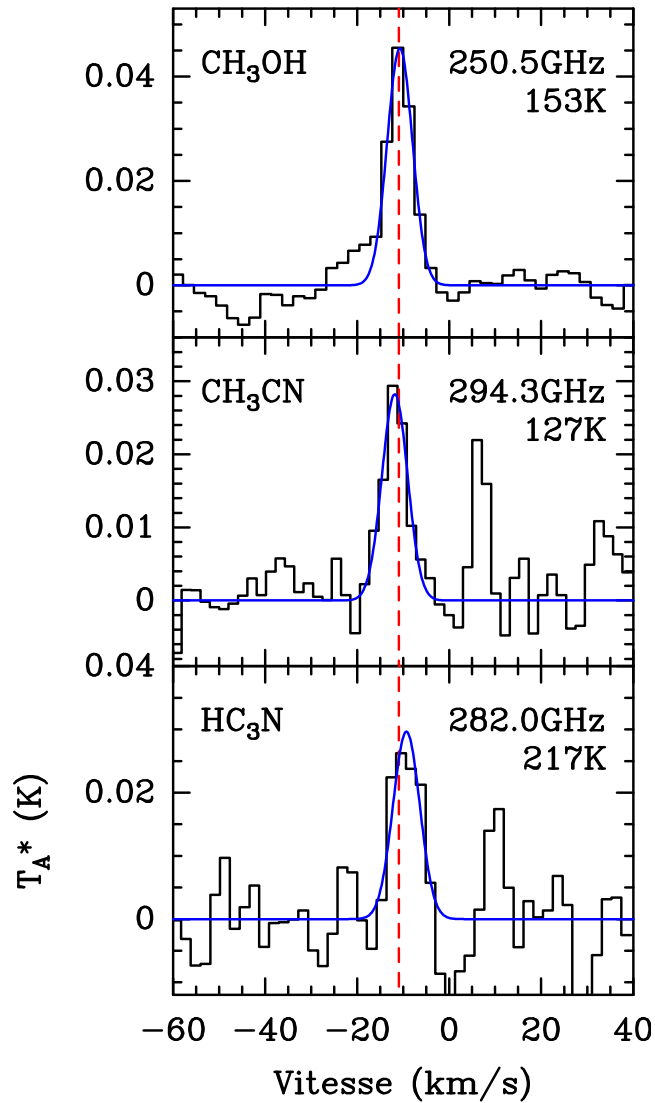


FIGURE IV.8. : Trois exemples de transitions de haute excitation de COMs détectées dans Cep E-mm. A- $\text{CH}_3\text{OH } J = 11_{0,+0} - 10_{1,+0}$ (haut), $\text{CH}_3\text{CN } J = 16_1 - 15_1$ (milieu) et $\text{HC}_3\text{N } J = 31 - 30$ (bas). La courbe en bleu représente le fit de la composante BL. La ligne en pointillés rouges indique la vitesse systémique de la source $v_{\text{LSR}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$.

On remarque que cette composante n'a pas été détectée dans les profils de raies des hydrocarbures. En revanche, les profils de raie de OCS présentent uniquement cette composante BL à l'exclusion des composantes NL et eBL. OCS apparaît comme un traceur spécifique du hot corino dans Cep E-mm.

IV.2.3 La composante NL (*Narrow Line component*)

Dans le panneau du haut de la Figure [iv.5](#) la somme des contributions des composantes eBL et BL est représentée par une courbe en pointillés noire. On peut clairement voir que les 2 composantes étendues ne sont pas suffisantes pour ajuster totalement le profil de cette raie. À ceci on peut donc rajouter une troisième composante étroite (*Narrow Line*, NL; courbe verte) dont la vitesse au pic d'intensité est égale à la vitesse systémique de la source. L'ajustement de cette transition a déterminé une largeur de raie $\text{FWHM} = 1.7 \text{ km s}^{-1} \pm 0.2 \text{ km s}^{-1}$. Cette composante est détectée uniquement dans les transitions de faible énergie $E_{\text{up}} < 50 \text{ K}$ pour le méthanol et les largeurs de raie observées varient très peu entre 1 et 3 km s^{-1} (voir Figure [iv.6](#)).

Cette composante qui trace l'enveloppe froide étendue est détectée dans les profils spectraux des molécules suivantes :

- Hydrocarbures : C_2H , C_4H , $c\text{-C}_3\text{H}$, $c\text{-C}_3\text{H}_2$, $l\text{-C}_4\text{H}_2$ et CH_3CCH ;
- Famille de l'Oxygène : CO , HCO , HOCO^+ , H_2CO , H_2CCO , HCOOH , CH_3OH et CH_3CHO ;
- Famille de l'Azote : N_2H^+ , NO , CN , HCN , HNC , HC_3N , HC_5N , CH_3CN , $\text{C}_2\text{H}_3\text{CN}$, HNCO et NH_2CHO .
- Famille du Soufre : H_2S , CS , C_2S , C_3S , H_2CS , CH_3SH , SO , SO^+ , SO_2 et NS .

On remarque que presque toutes les espèces moléculaires identifiées dans le relevé spectral présentent la signature de cette composante NL. Cela est vrai en particulier des chaînes carbonées dont l'émission est *dominée* par cette composante.

IV.2.4 Le jet à haute vitesse

Une quatrième composante spectrale est détectée à très haute vitesse dans un nombre restreint d'espèces moléculaires. Le pic d'émission de cette composante est à $+55 \text{ km s}^{-1}$, soit 65 km s^{-1} par rapport à la vitesse systémique du nuage ($v_{\text{LSR}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$). Cette composante trace le jet Nord à haute vitesse (cf Chapitre [ii.3](#)), dont la signature apparaît dans les transitions rotationnelles de CO , HCO^+ , H_2CO , HCN , CS , SO et SiO . Le jet Sud, lui, est détecté à -125 km s^{-1} . Les signatures spectrales du jet Sud apparaissent seulement dans CO , HCO^+ , SO et SiO , ce qui suggère une composition chimique différente entre les lobes Sud et Nord. Les propriétés et la composition chimique du jet moléculaire sont discutées au Chapitre [vi](#).

IV.3 Distribution spatiale

La Figure [iv.9](#) montre les cartes d'émission moléculaire de bas niveaux d'énergie ($E_{\text{up}} \leq 55 \text{ K}$) obtenues avec le télescope de 30m de l'IRAM à 2 mm ($\theta_{30\text{m}} = 19'' - 15''$) et à 1.3 mm ($\theta_{30\text{m}} = 11'' - 10''$). En général, l'émission moléculaire est étendue et suit la direction de l'outflow nord-sud sur une distance de $\sim 50''$. Certaines espèces font exception, comme $c\text{-C}_3\text{H}_2$ ou HDCO , et sont distribuées de manière isotrope autour de la protoétoile.

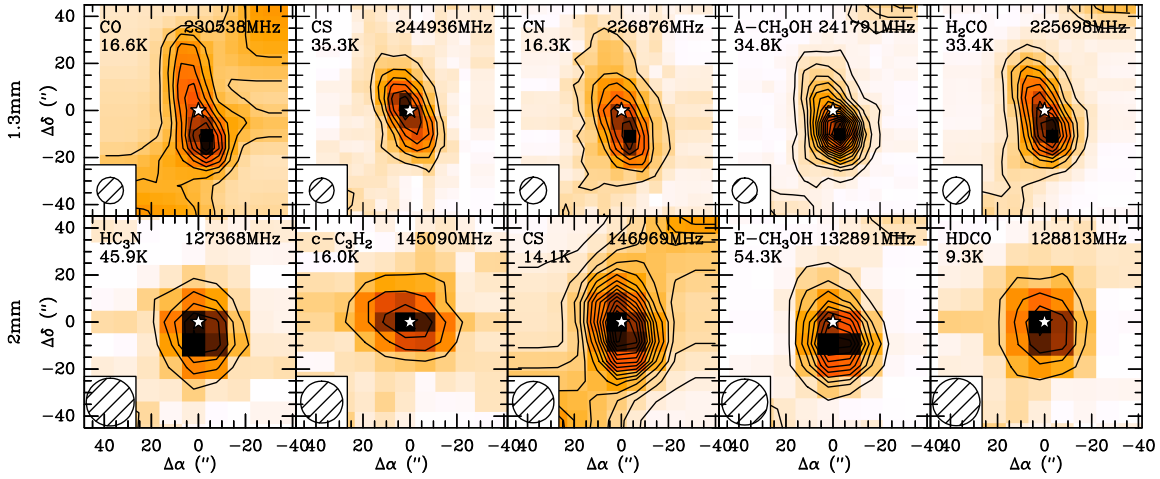


FIGURE IV.9. : Cartes d'émission moléculaire intégrée en vitesses $[-20;0]$ km s^{-1} pour les transitions moléculaires suivantes : CO $J = 2 - 1$; CS $J = 5 - 4$; CN $J = 2 - 1$; $\text{CH}_3\text{OH } J = 5_{0,+0} - 4_{0,+0}$; $\text{H}_2\text{CO } J = 3_{1,2} - 2_{1,1}$; $\text{HC}_3\text{N } J = 14 - 13$; $c\text{-C}_3\text{H}_2 J = 3_{1,2} - 2_{2,1}$; CS $J = 3 - 2$; $\text{CH}_3\text{OH } J = 6_{1,6,2} - 5_{0,5,1}$; and $\text{HDCO } J = 2_{0,2} - 1_{0,1}$. Pour le CO, le premier contour et l'intervalle entre contour correspondent respectivement à 20% et 10% de l'intensité maximale. Pour les autres espèces, le premier contour et l'intervalle entre contours correspond à 3σ . La taille du lobe principal de l'antenne (HPFW) est représentée par le cercle hachuré.

Au delà de l'émission du cœur protostellaire, CO $J = 2 - 1$ (230538 MHz) montre la présence de gaz moléculaire dans toute la région cartographiée. Cette émission provient essentiellement du nuage moléculaire Cep E à grande échelle. Outre l'émission de l'outflow Nord-Sud, on détecte une faible émission dans les directions SE-NW à grande distance de la source, dans les régions d'offsets ($+40''$; $-40''$) et ($-30''$; $+40''$), respectivement. Cette émission suit le deuxième flot bipolaire détecté par [Ladd and Hodapp \(1997\)](#) en CO (voir Figure II.7 dans le Chapitre II). L'émission de ce deuxième outflow est aussi détectée dans les transitions de CS, H_2CO et CH_3OH .

La Figure IV.10 présente la carte de la transition de $\text{H}_2\text{CO } 3_{2,1} - 2_{1,1}$ à 225.7 GHz ($E_{\text{up}} = 18.3$ K) ainsi que les spectres dans la direction de la protoétoile et dans la direction de l'outflow. Le profil d'émission des lobes de l'outflow est composé principalement de la composante eBL décrite ci-dessus. Le flux des transitions de bas E_{up} de CO, CN, H_2CO et CH_3OH est dominé par l'émission des parois des cavités du flot.

La composante NL, associée à l'enveloppe protostellaire, est détectée dans les transitions moléculaires présentées Figure IV.9. La carte de la transition $c\text{-C}_3\text{H}_2$ à 145090 MHz ($E_{\text{up}} = 16$ K) montre que seule l'émission provenant de cette composante étroite est détectée, et provient d'une région de taille à mi-puissance $\simeq 15''$ (déconvoluée du lobe de l'antenne $\theta_{30\text{m}} = 18''$). Cette région est donc marginalement résolue par le lobe du télescope. Comme pour $c\text{-C}_3\text{H}_2$, la transition de HDCO à 128813 MHz ($E_{\text{up}} = 9$ K) présente la signature de la composante NL, dont l'émission trace une région de taille similaire $\simeq 16''$ (déconvoluée du lobe de l'antenne). Pour mieux contraindre la taille de l'enveloppe parentale il faudrait extraire l'émission de la composante NL des cartes observées à 1.3 mm, dont la plus haute résolution spatiale ($\theta_{30\text{m}} = 10''$) permettrait de préciser l'étendue de l'émission. Dans ce qui suit, on adoptera une taille de l'enveloppe externe égale à $15''$ (10950 ua).

En revanche, la composante BL est détectée uniquement dans la direction de la protoétoile (Figure IV.10) par toutes les molécules cartographiées à l'exception, encore une fois, des chaînes carbonées. L'analyse du relevé spectral montre que la composante BL domine l'émission de nombreuses transitions de COMs, en particulier celles de haute excitation, jusque des niveaux d'énergie supérieurs E_{up} atteignant 500 K pour CH_3OH . Ceci suggère que ces transitions moléculaires proviennent d'une région de gaz chaud, non-résolue, au centre de l'enveloppe.

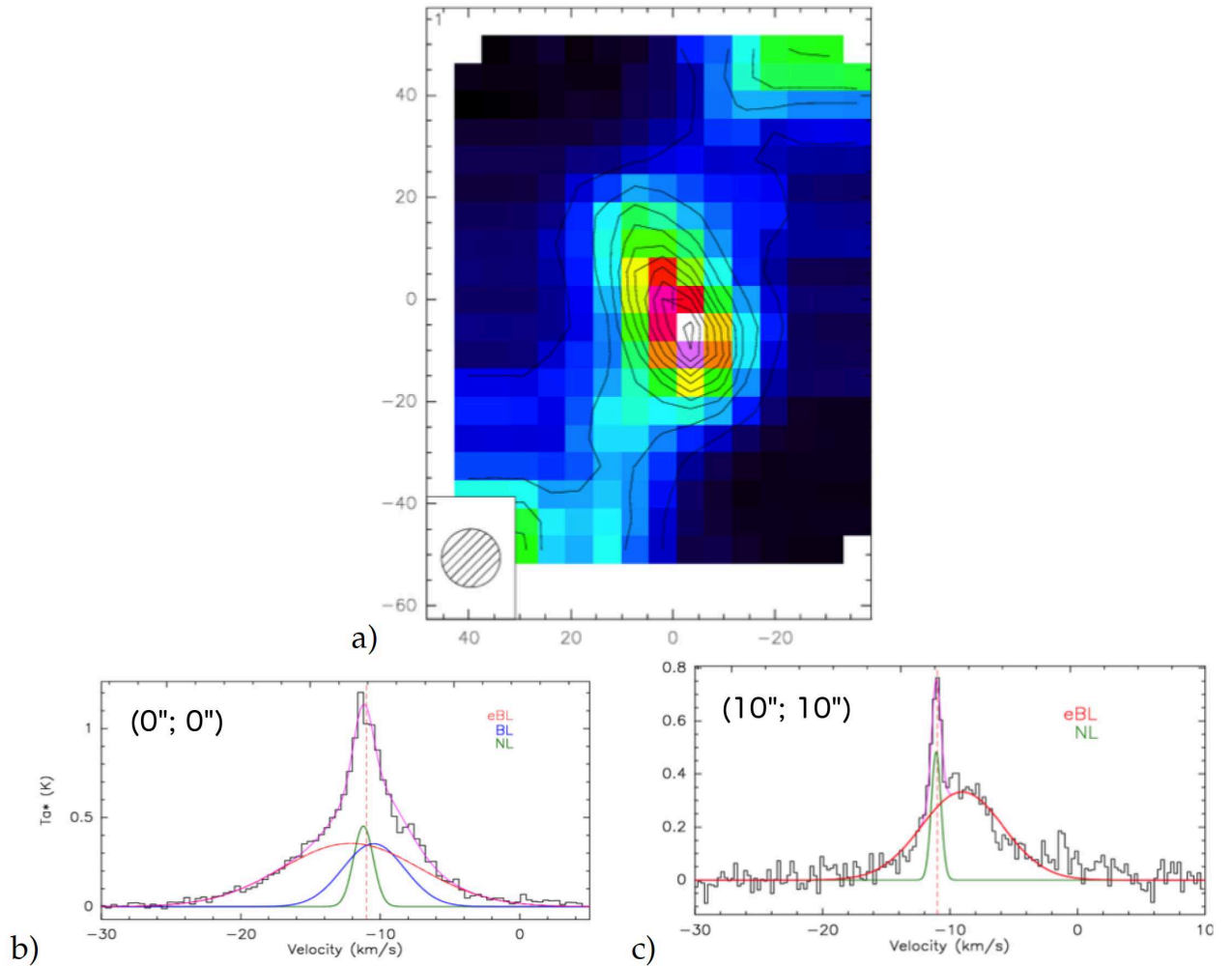


FIGURE IV.10. : Emission de la transition $\text{H}_2\text{CO } J=3_{1,2} - 2_{1,1}$ à 225698 MHz dans la région de Cep E-mm. a) Carte d'émission intégrée en vitesses $[-20; 0] \text{ km s}^{-1}$. b) Protoétoile : Spectre obtenu à la position nominale de la protoétoile (0''; 0''). Les courbes en rouge, bleu et vert montrent le fit des trois composantes physiques : l'outflow, le hot corino et l'enveloppe externe, respectivement. La courbe en violet montre le fit total de la transition moléculaire. c) Flot : Spectre obtenu dans le lobe Nord du flot à la position (+10''; 10''). Les courbes en rouge et vert montrent le fit de l'outflow et de l'enveloppe, respectivement. La courbe en violet montre le fit total de l'émission moléculaire.

IV.4 Abondances moléculaires

Comme il a été expliqué dans la Section [iv.2](#), les profils spectraux des transitions moléculaires résultent de la contribution des trois composantes physiques : enveloppe protostellaire étendue, flot et hot corino. Une analyse fine doit être effectuée pour extraire la contribution de chacune de ces composantes au flux collecté par le lobe du télescope. Les températures d'excitations et les colonnes de densité des espèces moléculaires dans chaque composante ont été obtenues en analysant les distributions spectrales d'énergie des raies (*spectral line energy distributions*, SLEDs). Ces paramètres ont été obtenus sous l'hypothèse de l'équilibre thermodynamique local (ETL). La taille de l'enveloppe et des parois des cavités du flot ont été déterminées à partir des cartes obtenues au télescope de 30m de l'IRAM (voir Section [iv.3](#)). Quant au hot corino, très compact, des observations avec l'interféromètre du Plateau de Bure (Chapitre [vii](#)) à $\sim 1.5''$ de résolution angulaire ont permis de déterminer la taille de la région d'émission des différentes transitions moléculaires. Les colonnes de densité obtenues sont ainsi des valeurs moyennées sur la région émettrice et corrigées de la dilution du flux dans le lobe principal de l'antenne.

Lorsque cela était possible, nous avons utilisé la méthode du diagramme de population en suivant la méthodologie décrite dans [Goldsmith and Langer \(1999\)](#). Cette méthode permet de prendre en compte les effets d'opacité des raies dans la détermination des conditions de l'ETL. Cette méthode consiste à déterminer l'opacité τ pour chacune des transitions à partir de la colonne de densité et la température rotationnelle estimées. L'opacité se calcule par :

$$\tau = \frac{N g_u e^{-E_{up}/k_b T}}{Q(T)} \frac{c^3 A_{ul} (e^{h\nu/k_b T} - 1)}{8\pi \nu^3 \Delta\nu} \quad (\text{IV.1})$$

On corrige ensuite le flux de chaque transition en appliquant le facteur de correction d'opacité C_τ :

$$C_\tau = \frac{\tau}{1 - e^{-\tau}} \quad (\text{IV.2})$$

Une fois corrigé de ce facteur, on recalcule la densité de colonne N et les opacités résultantes et l'on procède de manière itérative jusqu'à obtenir la convergence des opacités. Dans les cas où cette méthode n'a pas pu être appliquée, il a alors été décidé de suivre une méthode de diagramme rotationnel pour déterminer la température rotationnelle et la densité de colonne du gaz.

On suppose dans cette analyse préliminaire que chaque composante physique est homogène, i.e. l'émission moléculaire peut être modélisé par un seul jeu de paramètres (n, T, N). Il s'agit bien sûr d'une approximation très simple, comme on le verra dans ce qui suit. Elle a néanmoins le mérite de permettre une première caractérisation de la composition chimique de Cep E-mm.

IV.4.1 Enveloppe étendue

iv.4.1.1 Propriétés physiques des espèces moléculaires

L'analyse du relevé spectral montre que l'émission moléculaire des transitions de faibles niveaux d'énergie ($E_{up} \leq 50$ K) de toutes les espèces moléculaires identifiées (à l'exception de HCOOCH_3 , CH_3OCH_3 et OCS) présentent la composante spectrale étroite NL ($\Delta\nu \simeq 1.5 \text{ km s}^{-1}$; voir Section [iv.2.3](#)). Les cartes d'émission moléculaire montrent que cette composante a une taille typique de $\simeq 15''$. La composante NL trace ainsi du gaz froid, calme à grande échelle dans l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm.

L'estimation de la densité de colonne de CO a été obtenue à partir des isotopologues rares ^{13}CO et C^{18}O . Les opacités de la transition $J = 1 - 0$ de ^{13}CO et C^{18}O ont été estimées à partir du rapport entre les l'intensité au pic d'émission (voir Annexe [D](#)). En adoptant un rapport typique d'

abondances $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 70$ et $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} = 525$ à une distance galactocentrique de 8.3 kpc (Wilson and Rood, 1994), les opacités de cette transition $J = 1 - 0$ sont égales à $\tau^{13}\text{CO} = 1.9$ et $\tau^{18}\text{O} = 0.25$. L'émission de la transition $^{13}\text{CO } J = 1 - 0$ est donc modérément optiquement épaisse, tandis que celle de $^{18}\text{O } J = 1 - 0$ est optiquement mince. La densité de colonne de CO est alors estimée à partir de ^{18}O . Dans le cas de HCO^+ , CN, HCN, HNC et CS, leurs colonnes densités respectives ont été déterminées à partir de l'isotopologue ^{13}C dont nous avons vérifié que l'émission est optiquement mince.

Les transitions moléculaires de CCH, C_4H , $\text{c-C}_3\text{H}$ et NS sont composées de multiplets non-résolus spectralement dans le relevé 30m. L'opacité de chacune des transitions du multiplet ne peut pas être discernée individuellement ce qui limite l'analyse en diagramme de population. Une analyse en diagramme rotationnel, négligeant les effets d'opacité, a été adoptée.

L'analyse en diagramme de population ne peut pas être réalisée dans les cas où une unique transition est détectée ou lorsque l'écart en E_{up} entre les transitions n'est pas suffisamment grand. Ceci est le cas pour l'émission de HCO , HOCO^+ , ^{13}CN , SO^+ , et H_2S . Un modèle à l'ETL a été utilisé en adoptant une température d'excitation $T_{\text{ex}} = 10$ K, similaire aux estimations des T_{rot} des autres espèces moléculaires.

Les abondances moléculaires relatives à H_2 ont ensuite été calculées en adoptant une colonne de densité $N(\text{H}_2) = 9.4 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, déterminée à partir de la modélisation de la structure physique de Crimier et al. (2010), intégrée dans une région de 15".

Les Figures IV.11 – IV.14 montrent les résultats de cette analyse. Les SLEDs ont été ajustées par une seule composante de température. Cette hypothèse apparaît parfois tout à fait satisfaisante, comme dans le cas de CH_3CCH ou CCS pour lesquelles la distribution apparaît presque linéaire. Mais pour d'autres espèces, comme CH_3OH , les SLEDs apparaissent beaucoup plus éloignées du régime LTE. Les résultats de l'analyse (températures rotationnelles, colonnes de densité moyennées dans la taille de l'enveloppe, ainsi que les abondances moléculaires relatives à H_2) sont présentés dans la Table IV.4.

Les températures rotationnelles des diverses espèces détectées dans l'enveloppe sont similaires et se trouvent dans l'intervalle 6 – 15 K. Des valeurs un peu plus élevées entre 20 et 25 K sont observées avec HC_3N , HC_5N et CH_3CCH .

On note que les diagrammes rotationnels de HC_3N , HC_5N , CCS, C_4H et CH_3CCH couvrent une gamme de E_{up} plus large, jusqu'à 100 K pour certaines espèces. Les diagrammes rotationnels montrent une rupture dans la pente de la distribution autour de $E_{\text{up}} \sim 40$ K. Ceci indique que les conditions physiques de la composante NL ne sont pas homogènes. La composante, dans le régime $E_{\text{up}} \sim 40$ K, n'a pas été considérée dans l'analyse qui suit.

En résumé, un contenu moléculaire varié a été trouvé avec la détection de 37 molécules relativement abondantes ($10^{-11} - 10^{-8}$ par rapport à H_2). Le monoxyde de carbone CO a une abondance relative à H_2 égale à $2 \pm 1 \times 10^{-5}$, soit > 5000 fois plus abondante que toutes les autres espèces moléculaires. Ensuite, les espèces les plus abondantes sont HCO^+ , CN, HCN, HNC, CCH, SO et CS, derrière CO, avec des abondances absolues de l'ordre de $\simeq 4 \times 10^{-9}$, tandis que CH_3OH et H_2CO ont des abondances comparables autour de 10^{-9} .

IV.4.1.2 Cinématique de HC_3N

Parmi les molécules identifiées dans l'enveloppe protostellaire, les transitions de HC_3N sondent des niveaux d'énergie plus élevés (50 – 100 K) que les autres espèces. La Figure IV.15 montre la distribution de largeurs de raies et de vitesses du pic d'émission mesurées en fonction du niveau E_{up} des transitions de HC_3N , pour la composante NL. Les barres d'erreur des ajustements pour ces transitions sont fortement dépendantes de l'intensité des raies : plus la raie est brillante, plus le rapport signal sur bruit augmente et plus l'ajustement est précis.

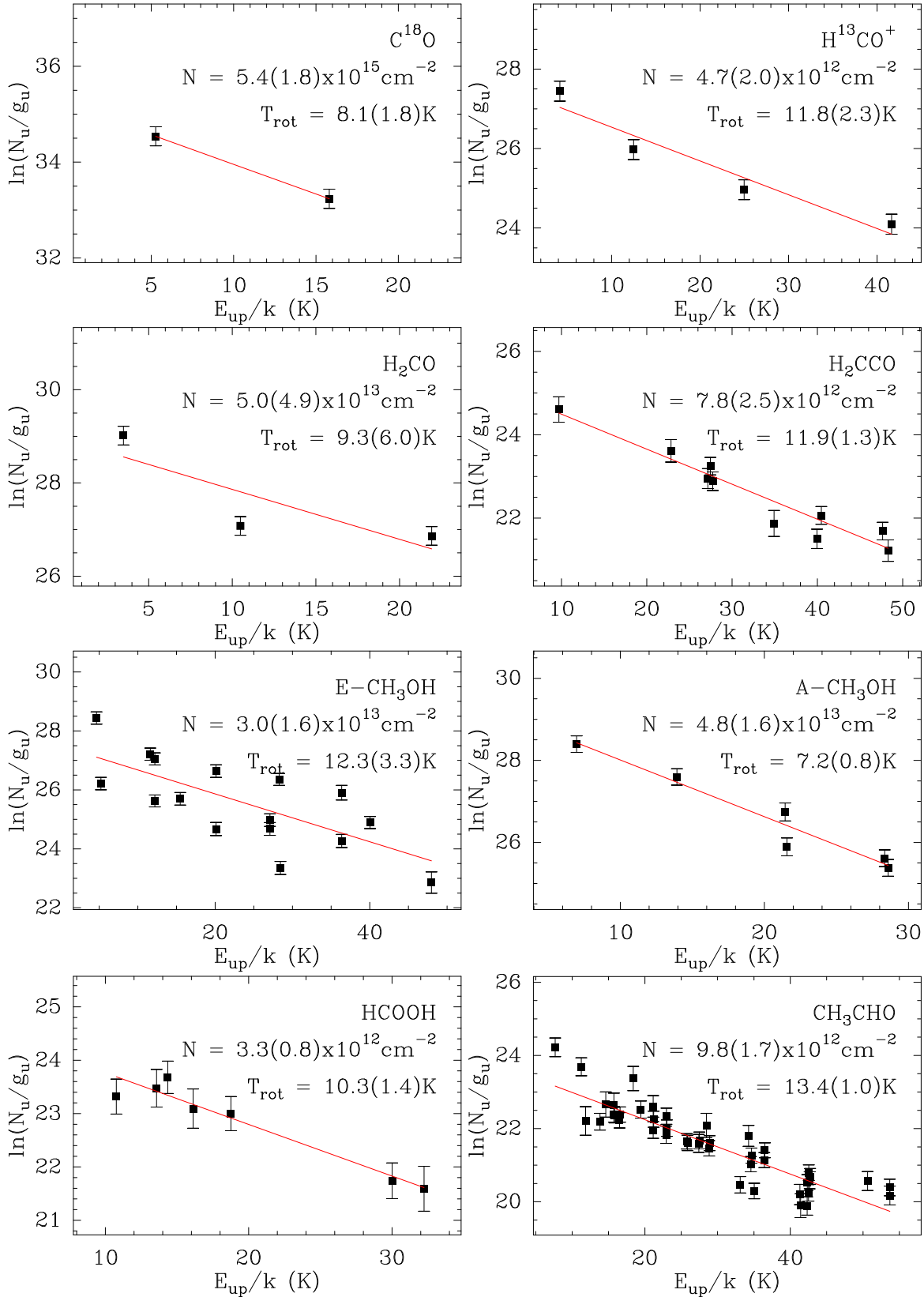


FIGURE IV.11. : Analyse de l'émission de molécules de la famille de l'Oxygène. (de gauche à droite et de haut en bas) Diagrammes rotationnel de ^{13}CO et de populations de $H^{13}CO^+$, H_2CO , H_2CCO , CH_3OH , $HCOOH$, et CH_3CHO . Une taille de source de 15" est adoptée.

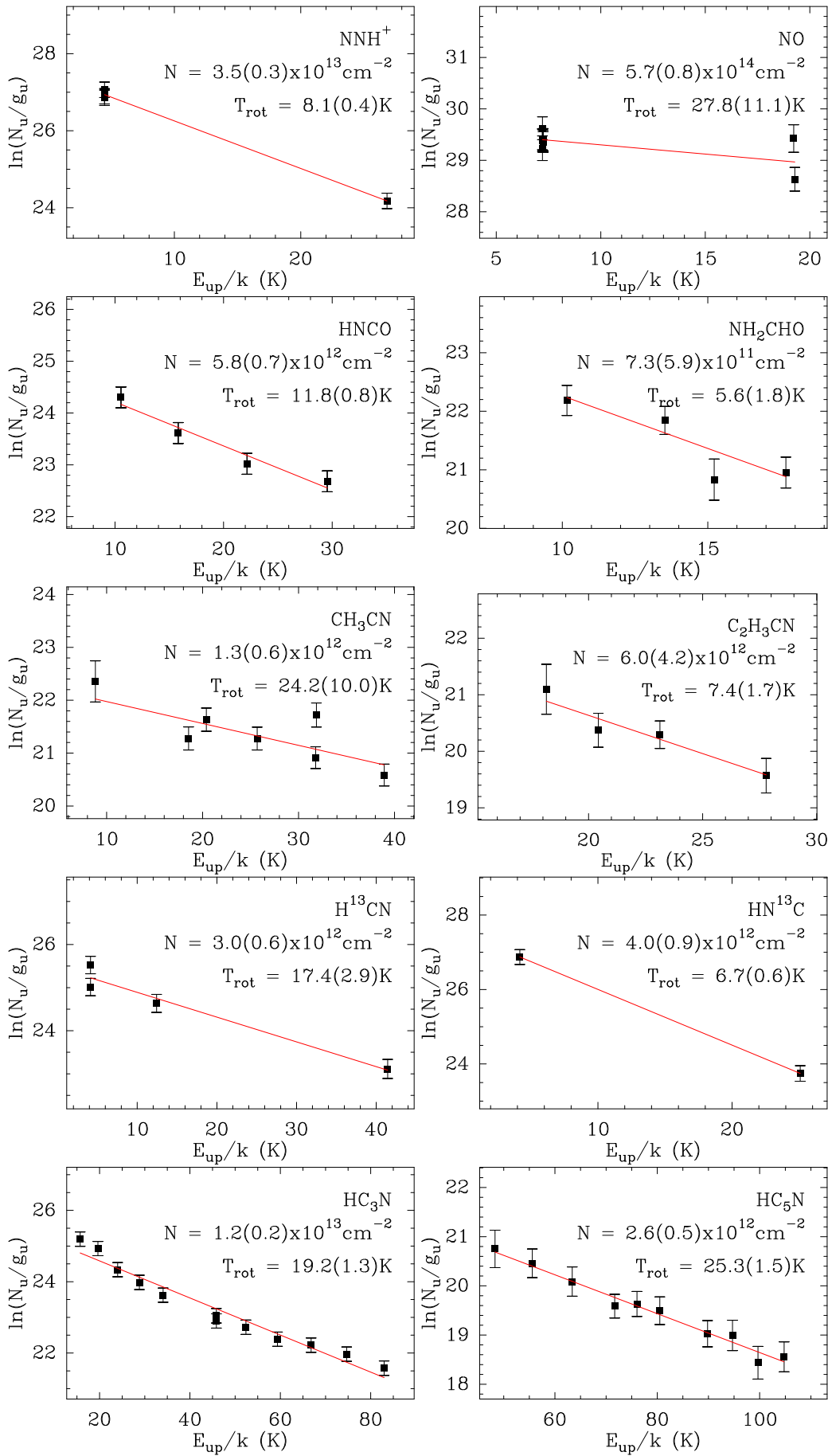


FIGURE IV.12. : Analyse de l'émission de molécules de la famille de l'Azote. (de gauche à droite et de haut en bas) Diagrammes rotationnel de HNCO et de populations de N_2H^+ NO, NH_2CHO , CH_3CN , $\text{C}_2\text{H}_3\text{CN}$, H^{13}CN , HN^{13}C , HC_3N , HC_5N . Une taille de source de 15" est adoptée.

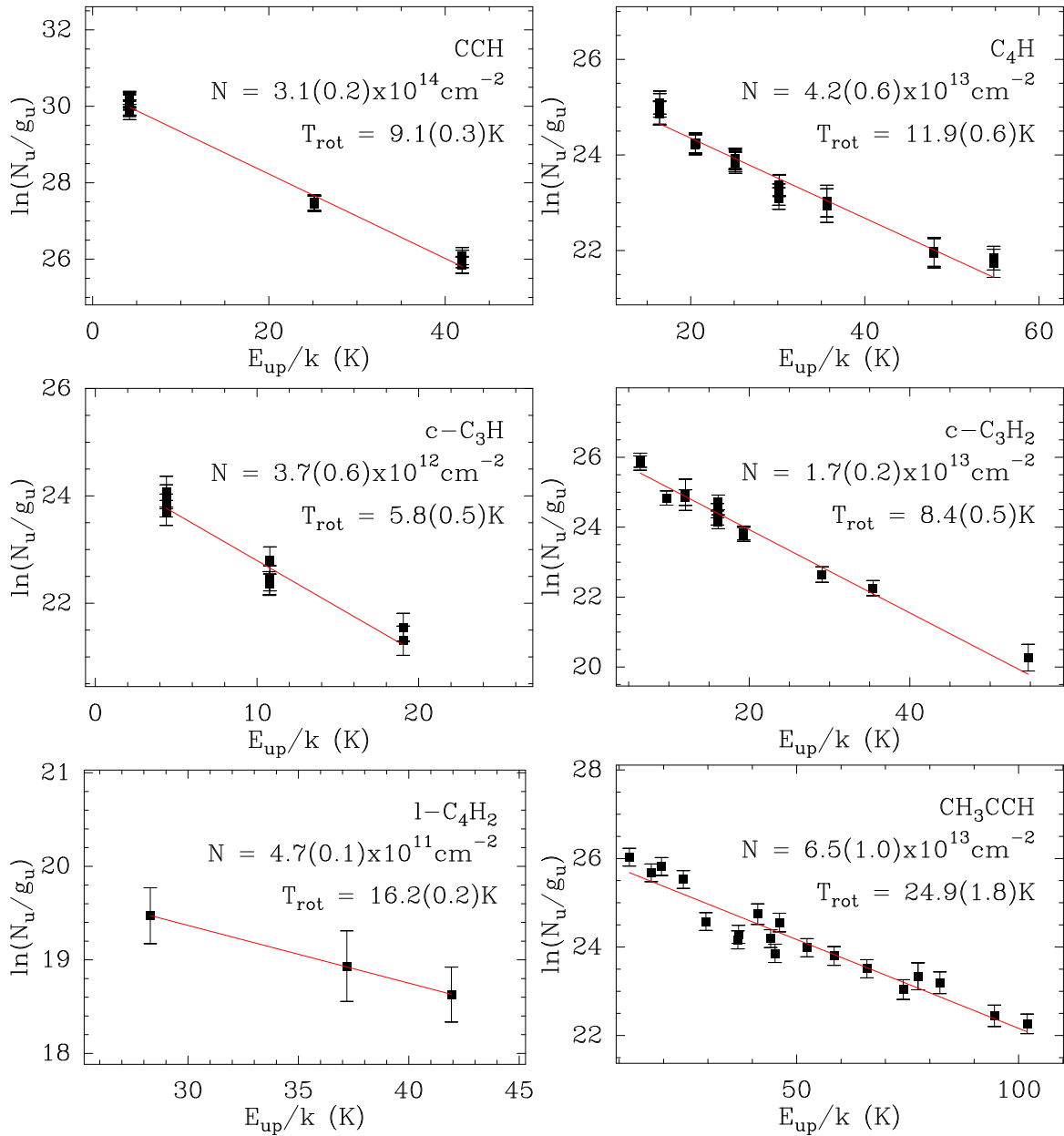


FIGURE IV.13. : Analyse de l'émission de molécules de la famille du Carbone. (de gauche à droite et de haut en bas) Diagrammes rotationnels de CCH, C_4H et $c-C_3H$ et de population de $c-C_3H_2$, $l-C_4H_2$ et CH_3CCH . Une taille de source de 15" est adoptée.

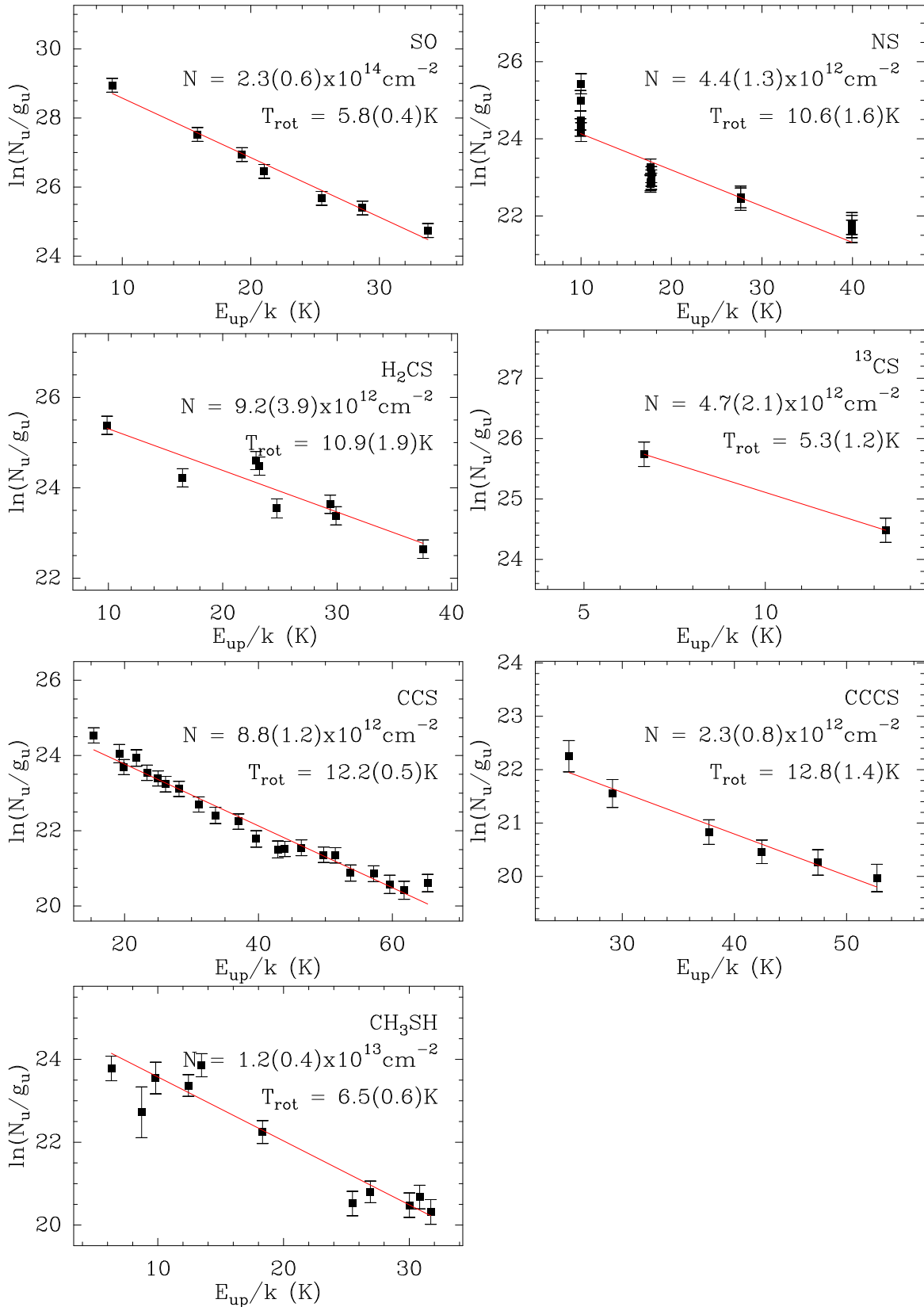


FIGURE IV.14. : Analyse de l'émission de molécules de la famille du Soufre. (de gauche à droite et de haut en bas) Diagrammes rotationnel de NS et de population de SO, H₂CS, ¹³CS, CCS, CCCS et CH₃SH. Une taille de source de 15" est adoptée.

TABLE IV.4. : Propriétés physiques de l'émission moléculaire dans l'enveloppe étendue de Cep E-mm : température rotationnelle T_{rot} , densité de colonne N et abondance moléculaire X relative à H_2 . Une densité de colonne totale $N(\text{H}_2) = 9.4 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ et une taille de source de $15''$ ont été adoptées.

Species	T_{rot} (K)	N (cm^{-2})	X (10^{-10})
CO^α	8.1 ± 1.8	$(2.8 \pm 0.9)(18)$	$(1.7 \pm 1.1)(5)$
HCO^*	10	$(5.0 \pm 1.0)(12)$	0.5 ± 0.1
$\text{HCO}^{+\dagger}$	11.8 ± 2.3	$(3.3 \pm 1.4)(14)$	35 ± 15
HOCO^{+*}	10	$(7.0 \pm 1.4)(11)$	0.08 ± 0.02
CH_3OH	9.7 ± 2.8	$(7.7 \pm 1.8)(13)$	8.2 ± 2.0
H_2CO	9.3 ± 6.0	$(5.0 \pm 4.9)(13)$	5.4 ± 5.2
H_2CCO	11.9 ± 1.3	$(7.8 \pm 2.5)(12)$	0.9 ± 0.3
HCOOH	10.3 ± 1.4	$(3.3 \pm 0.8)(12)$	0.4 ± 0.1
CH_3CHO	13.4 ± 1.0	$(9.8 \pm 1.7)(12)$	1.0 ± 0.2
NNH^+	8.1 ± 0.4	$(3.5 \pm 0.3)(13)$	3.7 ± 0.3
NO	27.8 ± 11.1	$(5.7 \pm 0.8)(14)$	60 ± 1
HNCO	11.8 ± 0.8	$(5.8 \pm 0.7)(12)$	0.6 ± 0.1
NH_2CHO	5.6 ± 1.8	$(7.3 \pm 5.9)(11)$	0.08 ± 0.06
CH_3CN	24.2 ± 10.0	$(1.3 \pm 0.6)(12)$	0.2 ± 0.1
$\text{C}_2\text{H}_3\text{CN}$	$7.4 \pm .17$	$(6.0 \pm 4.2)(12)$	0.7 ± 0.5
$\text{CN}^{*\dagger}$	10	$(2.1 \pm 0.4)(14)$	22 ± 4
HCN^\dagger	17.4 ± 2.9	$(2.1 \pm 0.4)(14)$	22 ± 4
HNC^\dagger	6.7 ± 0.6	$(2.8 \pm 0.6)(14)$	30 ± 7
HC_3N	19.2 ± 1.3	$(1.2 \pm 0.2)(13)$	1.3 ± 0.3
HC_5N	25.3 ± 1.5	$(2.6 \pm 0.5)(12)$	0.3 ± 0.1
CCH	9.1 ± 0.3	$(3.1 \pm 0.2)(14)$	33 ± 3
C_4H	11.9 ± 0.6	$(4.2 \pm 0.6)(13)$	4.5 ± 0.7
$\text{c-C}_3\text{H}$	5.8 ± 0.5	$(3.7 \pm 0.6)(12)$	0.4 ± 0.1
$\text{c-C}_3\text{H}_2$	8.4 ± 0.5	$(1.7 \pm 0.2)(13)$	1.8 ± 0.3
$\text{l-C}_4\text{H}_2$	16.2 ± 0.2	$(4.7 \pm 0.1)(11)$	0.050 ± 0.001
CH_3CCH	24.9 ± 1.8	$(6.5 \pm 1.0)(13)$	7 ± 1
SO	5.8 ± 0.4	$(2.3 \pm 0.6)(14)$	25 ± 7
SO^{+*}	10	$(4.0 \pm 0.8)(12)$	0.4 ± 0.1
SO_2^*	10	$(6.0 \pm 1.2)(12)$	0.7 ± 0.2
NS	10.6 ± 1.6	$(4.4 \pm 1.3)(12)$	0.5 ± 0.2
H_2S^*	10	$(4.0 \pm 0.8)(13)$	4 ± 1
H_2CS	10.9 ± 1.9	$(9.2 \pm 3.9)(12)$	1.0 ± 0.4
CS^\dagger	5.3 ± 1.2	$(3.3 \pm 1.5)(14)$	35 ± 16
CCS	12.2 ± 0.5	$(8.8 \pm 1.2)(12)$	0.9 ± 0.2
CCCS	12.8 ± 1.4	$(2.3 \pm 0.8)(12)$	0.3 ± 0.1
CH_3SH	6.5 ± 0.6	$(1.2 \pm 0.4)(13)$	1.3 ± 0.4

α : Obtenu à partir de l'isotope ^{18}O .

\dagger : Obtenu à partir de l'isotope ^{13}C .

* : Déterminé en fixant $T_{\text{ex}} = 10 \text{ K}$ à l'ETL.

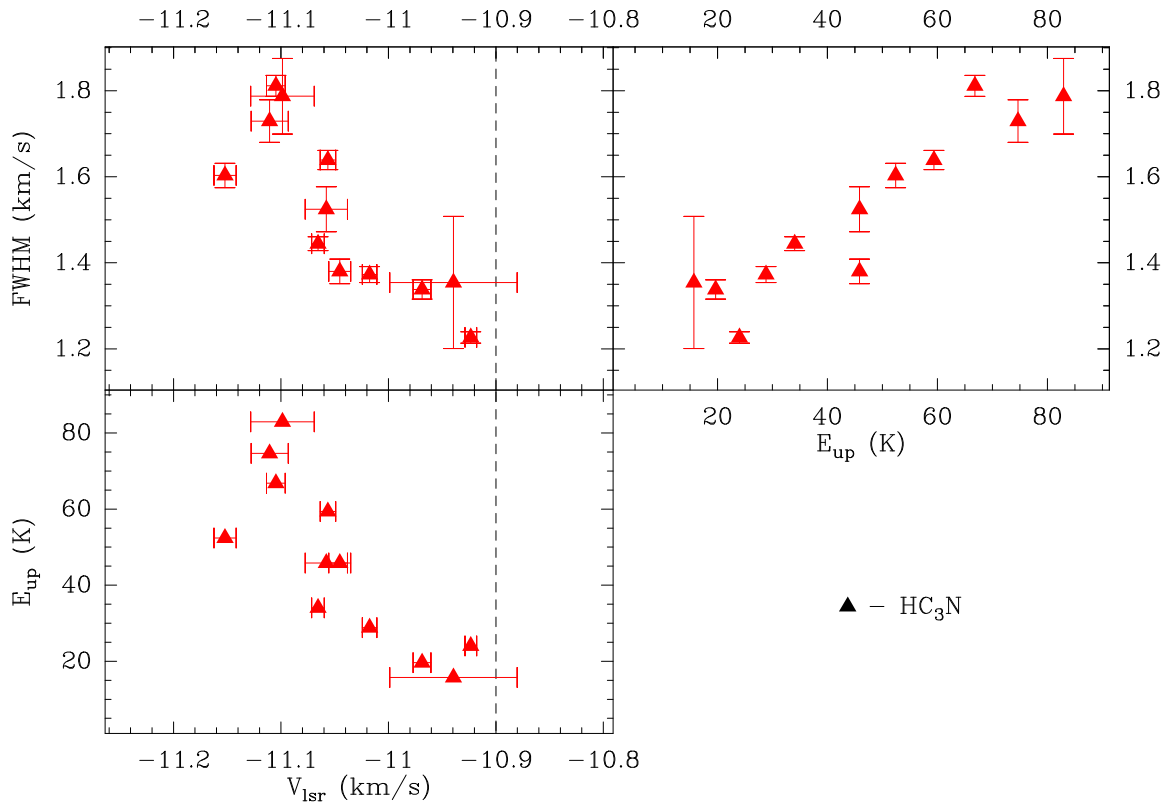


FIGURE IV.15. : Distribution des largeurs de raies (FWHM) et de la vitesse d'émission au pic des transitions de HC_3N dans la composante NL.

On observe un léger élargissement systématique la largeur de raie de 1.3 à 1.8 km s^{-1} en fonction du niveau d'énergie supérieur. Il est tentant d'attribuer cette tendance à une augmentation des mouvements non-thermiques dans les régions internes de l'enveloppe, qui signerait l'interaction entre l'enveloppe et le flot moléculaire. On observe un léger déplacement de la vitesse au pic de l'émission en fonction du E_{up} . Néanmoins, les barres d'erreurs sur la vitesse du pic sont très largement supérieures aux variations observées. Une analyse détaillée de l'émission de la composante NL dans les cartes obtenues avec le télescope de 30m de l'IRAM et avec l'interféromètre NOEMA devrait permettre de clarifier la nature de la tendance observée.

IV.4.1.3 Deutération à grande échelle

Les travaux d'Alonso-Albi et al. (2010) sur la déplétion de CO et la deutération de N_2H^+ nous ont incité à entreprendre une recherche systématique des isotopes deutérés des espèces moléculaires détectées dans Cep E-mm. Nous avons ainsi détecté les formes simplement deutérées des espèces oxygénées HCO^+ , H_2CO , CH_3OH , azotées NH_3 , N_2H^+ , HCN , HNC et HC_3N , soufrées H_2CS et carbonées CCH , $\text{c-C}_3\text{H}_2$ dans l'enveloppe protostellaire. Les signatures de quelques espèces doublement deutérées ont pu être identifiées : D_2CO , D_2CS , $\text{c-C}_3\text{D}_2$. La méthode décrite précédemment a été employée pour analyser les conditions d'excitation et déterminer l'abondance des espèces deutérées détectées. Les Figures IV.16 et IV.17 montrent les diagrammes issus de l'analyse et la Table IV.5 récapitule les propriétés physiques obtenues (T_{rot} et N) ainsi que le rapport R d'abondances entre l'espèce deutérée et l'isotopologue principal.

Les températures rotationnelles trouvées varient entre 6 à 15 K et sont comparables aux températures estimées pour les espèces non-deutérées. CH_2DOH semble une exception, avec une T_{rot} plus élevée ($26 \pm 7 \text{ K}$). Dans l'ensemble, les abondances relatives des espèces deutérées par rapport à l'isotopologue principal sont élevées, avec des valeurs de l'ordre de quelques 10^{-2} , et atteignant

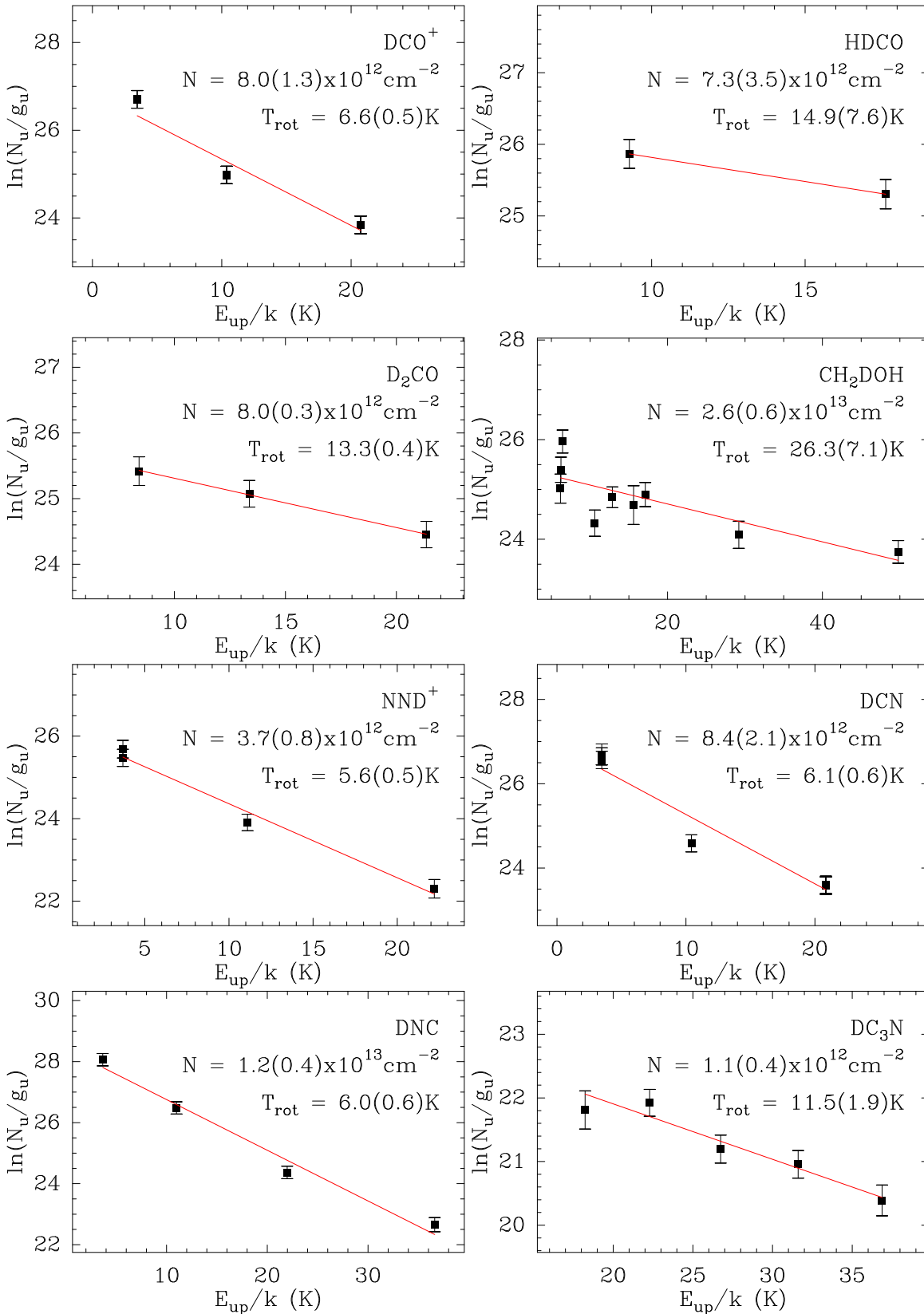


FIGURE IV.16. : Deutération moléculaire dans l'enveloppe protostellaire : familles de l'Oxygène et de l'Azote. (de gauche à droite et de haut en bas) Analyse en diagrammes rotationnels de DCO⁺ et DCN et en diagrammes de population de HDCO, D₂CO, CH₂DOH, N₂D⁺, DCN, DNC et DC₃N. Une taille de source de 15" est adoptée.

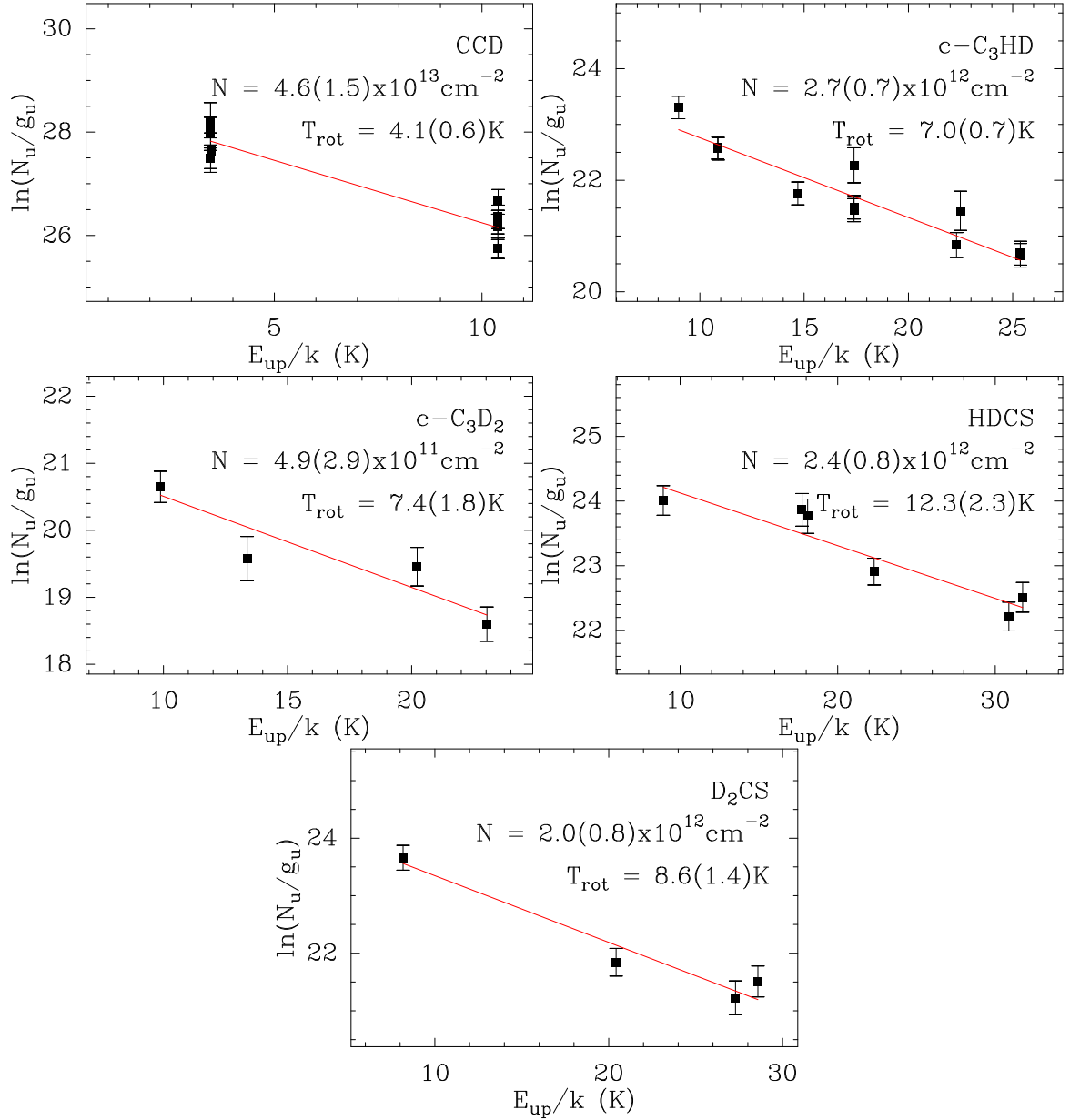


FIGURE IV.17. : Deutération moléculaire dans l'enveloppe protostellaire : familles du Soufre et du Carbone. (de gauche à droite et de haut en bas) Analyse en diagrammes de population de CCD, c-C₃HD, c-C₃D₂, HDCS, D₂. Une taille de source de 15" est adoptée.

TABLE IV.5. : Propriétés physiques des espèces deutérés dans l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm : température rotationnelle T_{rot} , colonne de densité N et le rapport R d'abondance relative à l'isotopologue principal. Une taille de source de $15''$ a été adoptée en accord avec les cartes d'émission moléculaire de l'enveloppe.

Species	T_{rot} (K)	N (cm^{-2})	R (%)
DCO ⁺	6.6 ± 0.5	$(8.0 \pm 1.3)(12)$	2 ± 1
HDCO	15 ± 8	$(7.3 \pm 3.5)(12)$	15 ± 14
D ₂ CO	13 ± 1	$(8.0 \pm 0.3)(12)$	16 ± 15
CH ₂ DOH	26 ± 7	$(2.6 \pm 0.6)(13)$	34 ± 11
NH ₂ D*	10	$(5 \pm 1)(13)$	–
NND ⁺	5.4 ± 0.4	$(3.7 \pm 0.5)(12)$	11 ± 2
DCN	6.1 ± 0.6	$(8.4 \pm 2.1)(12)$	4 ± 1
DNC	6.0 ± 0.6	$(1.2 \pm 0.4)(13)$	4 ± 2
DC ₃ N	12 ± 2	$(1.1 \pm 0.4)(12)$	9 ± 4
CCD	4.1 ± 0.6	$(4.6 \pm 1.5)(13)$	15 ± 5
c-C ₃ HD	7.0 ± 0.7	$(2.7 \pm 0.7)(12)$	16 ± 5
c-C ₃ D ₂	7.4 ± 1.8	$(4.9 \pm 2.9)(11)$	3 ± 2
HDCS	12 ± 2	$(2.4 \pm 0.8)(12)$	26 ± 14
D ₂ CS	8.6 ± 1.4	$(2.0 \pm 0.8)(12)$	22 ± 13

* : Déterminé en fixant $T_{\text{ex}} = 10$ K à l'ETL.

~ 20% pour CH_3OH et H_2CS . Les isotologues deutérés du formaldéhyde présentent eux-aussi des abondances relatives élevées ($\simeq 15\%$) mais les barres d'erreurs sont plus importantes en raison d'une plus grande incertitude sur l'estimation de $N(\text{H}_2\text{CO})$. On observe que ce sont les espèces azotées et HCO^+ qui présentent le taux de deutération le moins élevé (quelques %).

Les taux de deutération de HCN et HNC sont très proches, d'environ 0.04 dans les deux cas. On note également que les abondances de HCN et HNC sont aussi très proches. Ces valeurs sont typiques des conditions rencontrés dans les cœurs denses et froids (voir par exemple la discussion de Roueff et al. (2007)). Ceci est en accord avec les faibles valeurs de température rotationnelle ($\sim 6\text{ K}$) mesurées. Comme le contrainst Roueff et al. (2007), les routes de deutération de HCN et HNC sont asymétriques. La protonation de HCN conduit à HCNH^+ alors que la protonation de HNC conduit à cet ion et à H_2NC^+ . La deutération de HCN conduit à l'ion DNCH^+ qui par recombinaison électronique conduit à $\text{HCN} + \text{D}$, $\text{DNC} + \text{H}$ et $\text{CN} + \text{H} + \text{D}$. Au contraire, la deutération de HNC conduit à DCNH^+ et DHNC^+ . La recombinaison dissociative de DCNH^+ conduit à $\text{DCN} + \text{H}$ et la recombinaison dissociative de DHNC^+ peut conduire à $\text{DNC} + \text{H}$. Ainsi la deutération de HCN conduit à DCN et DNC . La similarité des rapports peut s'expliquer par un rôle miroir du canal de formation via HCNH^+ .

IV.4.2 Hot corino

L'émission de transitions de haute excitation de COMs est une signature caractéristique des hot cores, comme dans Orion KL (Fuente et al., 2014), et des hot corinos, comme dans IRAS16293B (Jørgensen et al., 2016). Le relevé spectral de Cep E-mm présente de telles signatures spectroscopiques associées à la composante BL. Les cartes des transitions moléculaires obtenues avec le télescope de 30m de l'IRAM montrent que la région émettrice de la composante BL est centrée sur la protoétoile, compacte et non-résolue par le lobe du télescope à une résolution angulaire de $\theta_{30\text{m}} = 10''$. Grâce à des observations à $1.4''$ de résolution avec l'interféromètre du Plateau de Bure, qui seront présentées au Chapitre VII, nous avons détecté la région associée à la composante BL, et montré qu'elle était centrée sur la position nominale de la protoétoile. Nous avons pu en estimer la taille $\simeq 0.7''\text{--}1.2''$ (500 – 850 ua). Ce résultat prouve directement l'existence du hot corino de Cep E-mm.

L'analyse ci-après des propriétés du hot corino s'appuie sur les propriétés de l'émission moléculaire dans la composante BL. Les diagrammes rotationnels et de population des COMs et d'espèces chimiques associées sont présentés dans les Figures IV.18 – IV.20. Les abondances moléculaires relatives à H_2 ont été estimées en adoptant une colonne de densité totale $N(\text{H}_2) = 4.0 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$, obtenue à partir de l'analyse de l'émission continuum de la poussière au Chapitre VII.

Une limite supérieure des densités de colonne du méthoxy CH_3O et de l'acide acétique CH_3COOH (isomère du formiate de méthyle HCOOCH_3) ont été estimées. Cette estimation a été menée à l'aide des intensités des raies non détectées (estimation de l'intensité à 3σ du bruit spectral). Pour cela, on suppose que les espèces se trouvent à l'équilibre thermodynamique. D'autre part, les largeurs de raies, les températures rotationnelles et la taille de la région émettrice prises en compte sont celles mesurées par les autres molécules. Ainsi, on suppose que l'émission du hot corino de ces deux molécules provient d'une région de $0.7''$, dont la largeur de raie typique vaut 5 km s^{-1} (composante BL) et on considère deux températures rotationnelles 30 K et 60 K cohérentes avec les températures dérivées des diagrammes rotationnelles des autres espèces.

Les résultats de notre analyse (températures rotationnelles, colonnes densité moyennées, abondances moléculaires) sont présentés dans la Table IV.6.

TABLE IV.6. : Propriétés physiques de l'émission moléculaire détectée dans le hot corino de Cep E-mm : température rotationnelle, densité de colonne et abondance moléculaire X relative à H_2 . La densité de colonne $N(H_2) = 4 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ est estimée à partir d'observations avec l'interféromètre du Plateau de Bure (Chapitre VII). Une taille de source de $1.2''$ a été adoptée pour H_2CO , $1.0''$ pour HC_3N et $0.7''$ pour toutes les autres espèces moléculaires, en accord avec les observations interférométriques de la région (Chapitre VII).

Species	T_{rot} (K)	N (10^{15} cm^{-2})	X (10^{-9})
CH_3OH^\dagger	27.3 ± 5.3	490 ± 150	1230 ± 390
CH_3O	30 – 60	< 1.0	< 2.5
H_2CO^\dagger	14.0 ± 2.4	35 ± 14	90 ± 35
H_2CCO	19.6 ± 1.2	3.2 ± 0.5	8 ± 1
CH_3OCH_3	37.9 ± 1.9	14.4 ± 1.5	36 ± 4
$HCOOCH_3$	29.8 ± 6.8	10.2 ± 2.5	26 ± 6
CH_3COOH	30 – 60	< 300	< 750
CH_3CN	32.2 ± 4.4	1.4 ± 0.5	3.5 ± 1.2
HC_3N	115 ± 35	0.2 ± 0.1	0.5 ± 0.2
CS	25.4 ± 2.3	48 ± 9	121 ± 22
OCS	44.4 ± 3.4	11 ± 2	28 ± 5

† Obtenu à partir de l'isotope ^{13}C .

IV.4.2.1 Propriétés physiques de CH_3OH

Les diagrammes rotationnels des deux conformères E- et A- CH_3OH sont présentés (en noir) dans la Figure IV.18. Les effets de la dilution du flux dans le lobe principal de l'antenne ont été corrigés en tenant compte d'une taille de source égale à $0.7''$ (510 ua ; voir Chapitre VII).

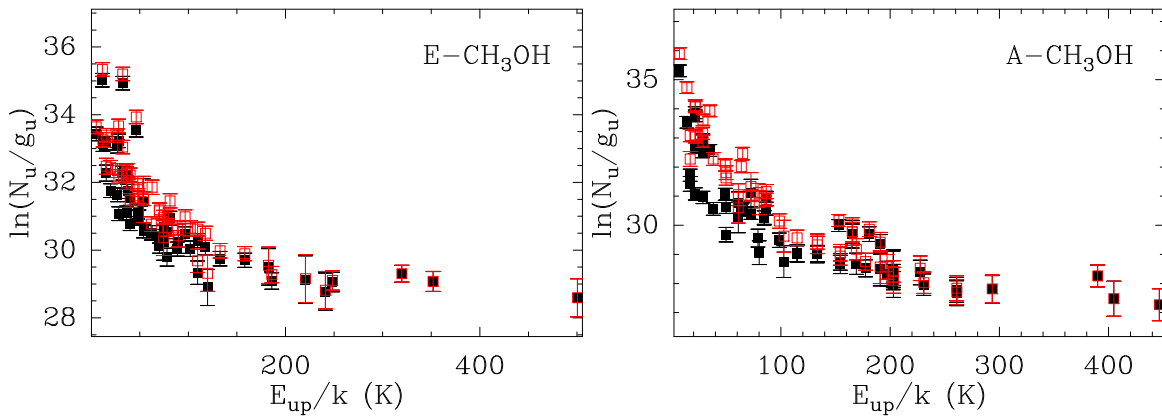


FIGURE IV.18. : Analyse de l'émission des deux conformères E- (gauche) et A- (droite) du méthanol dans le hot corino de Cep E-mm à partir des flux mesurés dans la composante BL. Une taille de source de $0.7''$ (510 ua ; voir Chapitre VII) a été adoptée. Le diagramme rotationnel (de population) est présenté en noir (rouge).

La distribution (SLED) présente une forte déviation à la linéarité, ce qui peut être dû à plusieurs effets (éventuellement combinés) : a) une opacité importante, b) un gradient d'excitation, c) des conditions non-ETL, d) des effets (non-ETL) de pompage radiatif (voir e.g. Leurini et al., 2016).

La Figure iv.18 présente en rouge la SLED corrigée des effets d'opacité en appliquant la méthode des diagrammes de population Goldsmith and Langer (1999). On remarque que la correction est beaucoup plus prononcée pour les transitions de bas E_{up} , avec des valeurs d'opacités allant jusqu'à $\tau = 3.2$ et 5.8 pour les conformères E- et A-, respectivement. Malgré cette correction, la SLED reste encore fortement non-linéaire. Les opacités calculées par la méthode des diagrammes de population ne suffisent donc pas pour expliquer la non-linéarité observée. Ceci indique un gradient important d'excitation dans le hot corino, peut être lié au gradient de température causé par la protoétoile dans les régions internes.

Nous avons estimé la densité de colonne de méthanol à partir de l'isotopologue $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ et en adoptant un rapport d'abondances typique $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 70$ à une distance galactocentrique de 8.3 kpc (Wilson and Rood, 1994). Les opacités des transitions communes des deux isotopologues (c'est à dire avec les mêmes nombres quantiques) ont été estimées à partir du rapport de leurs intensités (voir Annexe D). La Table iv.7 présente les opacités ainsi estimées. Pour les transitions à faible E_{up} (< 40 K), les raies de l'isotope ^{13}C sont optiquement minces tandis que celles de l'isotope principal sont optiquement épaisses. Le $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ peut donc être utilisé pour déterminer la densité de colonne du méthanol dans le hot corino.

TABLE IV.7. : Opacités des isotopes ^{12}C et ^{13}C du méthanol estimées à partir du rapport entre les températures au pic d'intensité (voir texte). Les propriétés spectroscopiques appartiennent à l'isotope principal. Les intensités sont exprimées en température d'antenne T_A^* .

ν (GHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5}s^{-1})	T_{pic}^{12} (mK)	T_{pic}^{13} (mK)	τ^{12}	τ^{13}
145.1	$3_{0,+} - 2_{0,+}$	13.9	1.2	216	13	4.3	0.061
170.1	$3_2 - 2_1$	28.3	2.5	195	11	3.8	0.054
241.8	$5_{-1} - 4_{-1}$	32.5	5.8	252	10	2.6	0.038
241.7	$5_0 - 4_0$	40.0	6.0	119	8	4.6	0.066
241.8	$5_{2,-} - 4_{2,-}$	72.5	5.1	33	10	20	0.29
251.6	$7_{3,-} - 7_{2,+}$	114.8	7.7	20	8	30	0.42

À la différence de l'isotope principal, le diagramme de population de $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ peut être ajusté avec une seule composante de température, comme on peut le voir Figure iv.19. On en déduit la densité de colonne et la température rotationnelle $N(^{13}\text{CH}_3\text{OH}) = (7.0 \pm 2.2) \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ et $T_{rot} = 27 \pm 5$ K. Les opacités déduites sont toutes inférieures à $\tau^{13} < 0.4$, et les transitions correspondantes sont donc optiquement minces. En conséquence, il a été utilisé les raies optiquement minces de l'isotope ^{13}C du méthanol pour déterminer la densité de colonne totale (E- + A- CH_3OH) de l'isotope principal. Nous avons ainsi obtenu une densité de colonne totale de méthanol $N(\text{CH}_3\text{OH}) = (4.9 \pm 1.5) \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$.

Les SLEDs des deux conformères montrent la présence de plusieurs transitions avec des énergies de niveau supérieur élevés $E_{up} > 200$ K (voir Figure iv.18). On détecte huit et six transitions du E- et du A- CH_3OH , respectivement. Les conditions physiques estimées à partir de $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ ne permettent pas de reproduire les flux mesurés. Pour ce faire, des conditions d'excitation plus élevées sont nécessaires. Une analyse en diagramme de population de ces transitions a été conduite. L'ajustement linéaire dans le diagramme de population du conformère E-(A)- CH_3OH permet d'estimer une densité de colonne $N = (4.2 \pm 1.1) \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$ ($(1.3 \pm 0.4) \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$) et une température rotationnelle $T_{rot} = 460 \pm 220$ K (440 ± 210 K). Même en tenant en compte des incertitudes sur les températures rotationnelles, la conclusion demeure : les transitions de haute excitation du méthano-

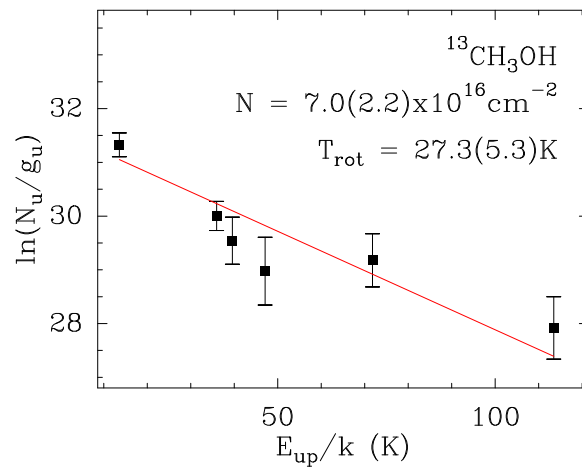


FIGURE IV.19. : Diagramme de population de $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ dans le hot corino. Une taille de 0.7' a été adoptée pour la région d'émission.

nol proviennent d'une région très chaude, dont la température cinétique du gaz T_{cin} est supérieure à 200 K.

À des températures aussi élevées, on s'attend à un rapport proche de l'unité entre les colonnes densité des deux conformères. Nos résultats indiquent une colonne de densité pour l'espèce E- trois fois plus grande que pour l'espèce A- CH_3OH . Toutefois, en tenant en compte des incertitudes, nos estimations des densité de colonne sont alors cohérentes à 2σ près. Ceci permet d'estimer une densité de colonne totale de méthanol (E- plus A-) à $N(\text{CH}_3\text{OH}) \sim 5 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$, soit un ordre de grandeur plus faible que celle estimée par l'isotope $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$. Les transitions fortement excitées de l'isotope principal du méthanol ($E_{\text{up}} > 200 \text{ K}$) tracent donc les régions internes plus petites et plus chaudes ($T_{\text{cin}} > 200 \text{ K}$) du hot corino.

IV.4.2.2 Autres espèces moléculaires

Les diagrammes rotationnels et de population des autres espèces moléculaires détectées dans le hot corino (H_2^{13}CO , H_2CCO , HCOOCH_3 , CH_3OCHO , CH_3OCH_3 , CH_3CN , HC_3N , ^{13}CS et OCS) sont présentés dans la Figure IV.20. Les tailles des sources ont été déterminées à partir d'observations avec l'interféromètre de l'IRAM (voir Chapitre VII) et sont égales à 1.2" pour H_2CO , 1.0" pour HC_3N et 0.7" pour les autres espèces.

Les spectres des transitions du H_2CO présentent des effets importants d'opacité. Pour estimer les propriétés physiques du formaldéhyde dans le hot corino, on a analysé son isotope H_2^{13}CO suivant la même procédure que pour le méthanol (voir Chapitre IV.4.2.1).

Comme pour $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, les diagrammes de ces espèces moléculaires sont raisonnablement bien ajustés avec une seule composante d'excitation. Les résultats de notre analyse (températures rotationnelles, densité de colonne moyennées dans la taille du hot corino, ainsi que les abondances moléculaires relatives à H_2) sont présentés dans la Table IV.6.

Dans l'ensemble, un contenu riche et abondant en COMs a été détecté dans le hot corino de Cep E-mm à partir du relevé single-dish. Les colonnes densités des espèces oxygénées et soufrées sont relativement similaires de l'ordre de quelques $10^{15-16} \text{ cm}^{-2}$, tandis que les espèces azotées sont moins abondantes d'un ordre de grandeur.

Les températures rotationnelles des COMs sont toutes comparables et se trouvent dans une gamme de valeur $T_{\text{rot}} = 20 - 40 \text{ K}$. La seule exception est HC_3N pour laquelle on a estimé une température beaucoup plus élevée $T_{\text{rot}} = 115 \pm 40 \text{ K}$. Cette température plus importante peut s'expliquer par la différente gamme sondée des niveau d'énergie supérieur (130 – 220 K) par HC_3N par rapport aux COMs qui eux sont sondées par des niveaux d'énergies moins excités ($E_{\text{up}} \in$

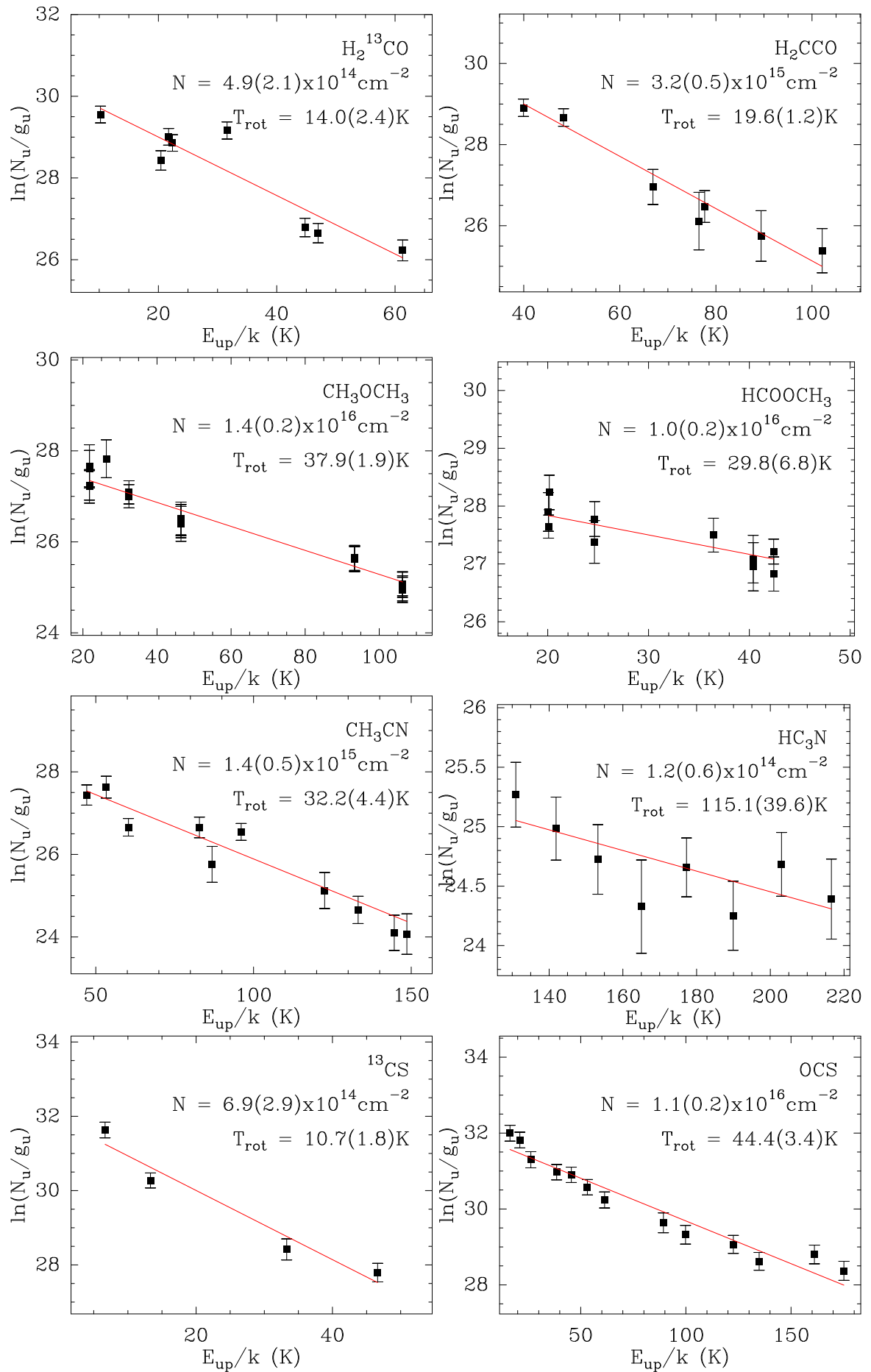


FIGURE IV.20. : Diagrammes rotationnels (CH_3OCH_3 , ^{13}CS et OCS) et de population (toutes les autres espèces) de l'émission moléculaire dans la direction du hot corino. Une taille de source de $1.2''$ pour H_2^{13}CO et de $0.7''$ pour les autres molécules ont été adoptées.

[20 K, 150 K]). L'émission de la composante BL du HC₃N provient donc d'une composante de gaz plus chaude du hot corino par rapport aux autres COMs.

iv.4.2.3 Deutération à petite échelle

Les diagrammes de population du formaldéhyde simplement (HDCO) et doublement deutéré (D₂CO) ainsi que du méthanol deutéré CH₂DOH ont été obtenus et sont présentés Figure IV.21. La Table IV.8 résume les résultats de cette analyse ainsi que le rapport R d'abondance relative de la forme deutérée à l'isotopologue principal.

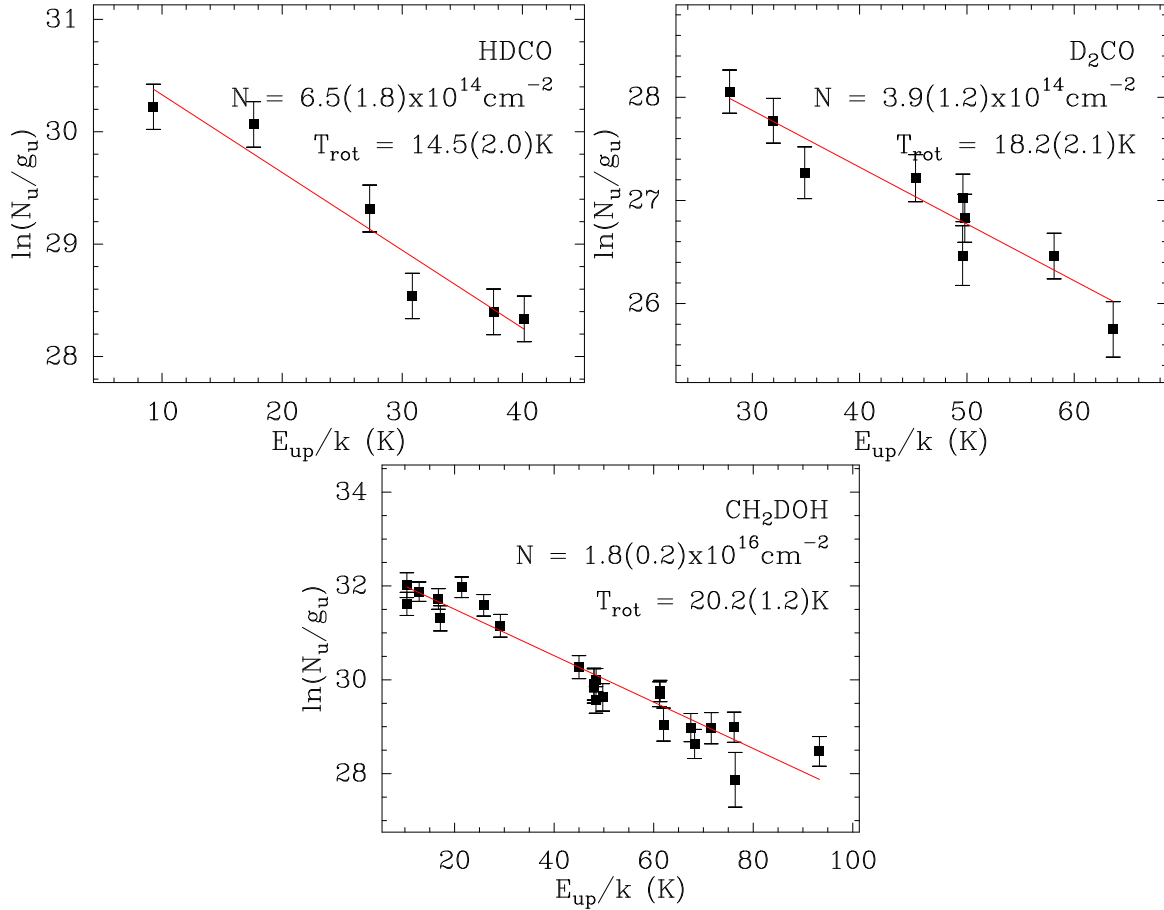


FIGURE IV.21. : Diagramme rotationnel (HDCO) et de population (D₂CO et CH₂DOH) vers le hot corino. Des tailles de source de 1.2" et 0.7" sont adoptées pour le formaldéhyde deutéré et pour le méthanol deutéré, respectivement.

TABLE IV.8. : Propriétés physiques de l'émission des espèces deutérées de l'émission du hot corino Cep E-A : température rotationnelle T_{rot} , colonne de densité N et abondance R relative à l'isotopologue principal. Une taille de source de 1.2" a été adoptée pour HDCO et D₂CO et de 0.7" pour CH₂DOH.

Species	T_{rot} (K)	N (cm^{-2})	R (%)
HDCO	15 ± 2	$(6.5 \pm 1.8)(14)$	19 ± 9
D ₂ CO	18 ± 2	$(3.9 \pm 1.2)(14)$	11 ± 6
CH ₂ DOH	20 ± 1	$(1.8 \pm 0.2)(16)$	4 ± 1

Les températures rotationnelles des espèces deutérées sont similaires aux températures des espèces principales (Table [iv.6](#)). Dans l'ensemble, les abondances relatives des isotopologues deutérés par rapport à l'isotopologue principale sont élevées, de l'ordre du %. Les incertitudes sur les densités de colonne du formaldéhyde sont cependant élevées. Dans le cas du méthanol, le rapport d'abondance est déterminé avec une bonne précision = $4\% \pm 1\%$. La comparaison avec la composition de l'enveloppe froide (composante NL, voir Section [iv.4.1.3](#)) montre que le taux de deutération est élevé dans la partie externe de l'enveloppe protostellaire ($R = 34\% \pm 11\%$) et décroît de manière significative dans la région du hot corino. Les larges incertitudes sur la deutération du formaldéhyde empêchent de conclure si la même tendance est présente ou non.

PROPRIÉTÉS CHIMIQUES DE L'ENVELOPPE PROTOSTELLAIRE

Sommaire

1.	Introduction	90
2.	Déplétion de CO	90
3.	Deutération moléculaire	91
4.	Comparaison avec la phase préstellaire	92
5.	Comparaison avec les sources WCCC	95

V.1 Introduction

Le relevé spectral de Cep E-mm obtenu au télescope de 30m de l'IRAM a mis en évidence un riche contenu chimique avec la détection de 45 espèces moléculaires, dont 37 sont présentes dans l'enveloppe protostellaire étendue, associée à la composante NL (Chapitre [iv.2.3](#)). L'émission de cette composante est particulièrement brillante dans les transitions des espèces carbonées. Comme il a été vu précédemment (Chapitre [iv.4.1](#)), les abondances des espèces moléculaires présentes dans l'enveloppe étendue ont été estimées à partir d'une analyse en diagramme rotationnel ou de population pour laquelle nous avons adopté une taille moyenne d'enveloppe de 15" (11000 ua) estimée à partir des cartes de diverses transitions moléculaires (Chapitre [iv.3](#)). La colonne densité de gaz $N(\text{H}_2) = 9.4 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ a été estimée à partir du profil de densité du gaz modélisé par [Crimier et al. \(2010\)](#).

En dehors de CO, espèce la plus abondante, les abondances moléculaires dans le gaz varient entre quelques 10^{-11} et 10^{-9} (voir la Table [iv.4](#) au chapitre précédent). Si nous classons les espèces moléculaires en fonction de leur abondance au sein de chacune des familles associées aux éléments atomiques (définies au Chapitre [iv.1](#)), il apparaît qu'un nombre réduit d'espèces domine de manière prononcée chaque famille, c'est à dire que les espèces suivantes ont une abondance plus faible d'un facteur 5 – 6 *au moins*. On obtient ainsi un recensement des principales espèces moléculaires de chaque famille :

(O) : HCO⁺, CH₃OH, H₂CO

(N) : NO, HNC, HCN, CN

(C) : CCH

(S) : CS, SO

Le monoxyde d'azote NO est la deuxième molécule la plus abondante dans l'enveloppe, après CO.

Dans un premier temps, nous commençons par revisiter et quantifier la déplétion de CO dans l'enveloppe de Cep E-mm, dont les premières indications observationnelles avaient été données par le travail de [Alonso-Albi et al. \(2010\)](#). Il s'agit d'un résultat important car la déplétion de CO affecte directement l'équilibre thermique du gaz quand CO se condense sur les grains de poussière ([Goldsmith, 2001](#)). Par ailleurs, la disparition de CO de la phase gaz a des conséquences directes sur la composition de l'enveloppe, en particulier sur la chimie du carbone comme on le verra aux Chapitres [v.4](#) et [v.5](#), ci-dessous, sur la chimie du deutérium.

V.2 Déplétion de CO

La densité et la température du gaz dans l'enveloppe de Cep E-mm à une échelle de 11000 ua sont estimées à $\sim 4 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ et 17 K, respectivement ([Crimier et al., 2010](#)), en accord avec l'intensité des transitions millimétriques de CO, optiquement épaisses. Ces conditions de haute densité et basse température favorisent une déplétion moléculaire importante dans le gaz moléculaire ([Bacmann et al., 2003](#); [Maret et al., 2004](#); [Ceccarelli et al., 2007](#)).

L'émission ¹³CO provenant de Cep E-mm est étendue, d'avantage que l'enveloppe protostellaire, car elle comporte aussi l'émission du nuage parent. Une détermination rigoureuse de la colonne densité du gaz de l'enveloppe nécessiterait une modélisation détaillée prenant en compte la structure de l'enveloppe protostellaire et la contribution du nuage parent. Cependant, pour C¹⁸O, la contribution du nuage est négligeable en première approximation, car l'émission est optiquement mince ($\tau_{\text{C}^{18}\text{O}} = 0.3$ pour la transition $J = 1 - 0$). L'analyse en diagramme rotationnel de C¹⁸O (voir Chapitre [iv.4.1](#)) permet d'estimer une colonne densité $N(\text{C}^{18}\text{O}) = 5.4 \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ (pour une

taille de source de 15"). En adoptant un rapport $[^{16}\text{O}]/[^{18}\text{O}] = 525$ (Wilson and Rood, 1994) à une distance galactocentrique de 8.3 kpc, on en déduit la colonne densité $N(\text{CO}) = 2.7 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. Soit une abondance $X(\text{CO}) = 3 \times 10^{-5}$ en prenant $N(\text{H}_2) = 4.9 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ estimé dans une région de 15" (11000 ua) dans le modèle de Crimier et al. (2010).

D'après la définition donnée par Bacmann et al. (2003), le facteur de déplétion f_D peut s'exprimer par :

$$f_D = \frac{X(\text{CO})_{\text{can}}}{X(\text{CO})} \quad (\text{v.1})$$

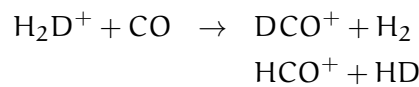
avec $X(\text{CO})_{\text{can}} = 9.8 \times 10^{-5}$ l'abondance canonique de CO à une distance de 8.3 kpc par rapport au centre galactique (Miettinen et al., 2011). Le facteur de déplétion f_D de CO est ainsi de l'ordre de 3 dans l'enveloppe étendue de Cep E-mm. En prenant la colonne de densité au pic de la carte continuum à 1.3 mm $N(\text{H}_2) = 1.8 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ (Lefloch et al., 1996), le facteur de déplétion f_D vaut environ 7.

Dans des travaux antérieurs, Alonso-Albi et al. (2010) se sont intéressés à la déplétion moléculaire de CO dans l'enveloppe de quelques protoétoiles de masse intermédiaire. Leur approche diffère de celle suivie ici par le fait qu'ils considèrent une taille d'émission étendue pour C^{18}O et adoptent un *filling factor* de 1. Ces hypothèses conduisent les auteurs à sous-estimer la colonne densité de C^{18}O , pour laquelle ils obtiennent une valeur 2 fois plus faible que notre estimation ($2.5 \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ contre $5.4 \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ ici) et un facteur de déplétion de l'ordre de 10. Néanmoins, les conclusions de Alonso-Albi et al. (2010) et les nôtres sont similaires : CO apparaît déplété dans l'enveloppe étendue de Cep E-mm.

Avec une méthodologie similaire, Bacmann et al. (2002) ont estimé des taux de déplétion moléculaire de l'ordre de 5 – 16 dans un échantillon de cœurs préstellaires du Taureau et de ρ Ophiuchus (Bacmann et al., 2002). Plus généralement, le taux de déplétion mesuré ici apparaît modéré mais cohérent avec les valeurs mesurées dans les cœurs préstellaires et protostellaires (voir Ceccarelli et al., 2007, pour une revue).

V.3 Deutération moléculaire

Le principal réservoir moléculaire du deutérium dans le gaz est HD. Cette molécule réagit avec H_3^+ pour former H_2D^+ (et H_2) par une réaction exothermique, donc favorisée à basse température. Ainsi, H_2D^+ est l'agent de base du fractionnement du deutérium dans le gaz (Ceccarelli et al., 2007, 2014), dont CO et l'oxygène atomique O sont parmi les principaux agents de destruction dans le gaz moléculaire dense :



La déplétion de CO sur les grains de poussière induit une augmentation de l'abondance de H_2D^+ en phase gaz. Par suite, de manière schématique, le deutérium est transféré aux autres espèces moléculaires, comme H_2CO , ou NH_3 , par réaction avec H_2D^+ , voire HD_2^+ ou D_3^+ , pour former les isotopologues deutérés, simples ou multiples. Le mécanisme brièvement décrit ci-dessus conduit à la "superdeutération" observée dans les cœurs préstellaires et protostellaires. Le lecteur intéressé pourra trouver une discussion détaillée des mécanismes de fractionnement du deutérium en phase gaz et sur les manteaux des grains de poussière dans les revues de Ceccarelli et al. (2007, 2014).

Le recensement des espèces deutérées dans l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm a été présenté au Chapitre précédent (Chapitre IV.4.1.3). Comme il a été vu, 14 isotopologues simplement

et doublement deutérés de 11 espèces moléculaires ont été détectés avec des abondances relatives élevées variant de quelques % jusqu'à atteindre 20% pour CH_3OH et H_2CS . On observe que ce sont les espèces azotées et HCO^+ qui présentent le taux de deutération le moins élevé (quelques %).

La modélisation de la deutération observée pour H_2CO et CH_3OH au moyen du code GRAINOBLE (Taquet et al., 2012) nous permettrait de poursuivre cette étude en remontant à l'histoire de la formation des manteaux de glace au cours de la phase précédant la formation de la protoétoile.

V.4 Comparaison avec la phase préstellaire

La déplétion de CO, le fractionnement du deutérium, mais aussi l'abondance de chaînes carbonées sont les premiers résultats de l'analyse du contenu moléculaire de l'enveloppe de Cep E-mm, et qui ne sont pas sans rapport avec les propriétés des cœurs préstellaires. Ainsi, Cep E-mm pourrait avoir gardé des traces des conditions initiales de sa formation dans les parties externes de l'enveloppe. Afin d'explorer cette hypothèse, nous avons comparé la composition chimique de l'enveloppe de Cep E-mm avec deux cœurs préstellaires bien caractérisés observationnellement, TMC-1 et L1544, et dont les propriétés chimiques continuent de faire l'objet de nombreuses études, en particulier dans le cadre d'ASAI. Après une brève présentation des deux sources, nous résumons et comparons les abondances des espèces moléculaires détectées conjointement dans les trois sources dans la Table v.1.

Comparaison avec TMC-1

TMC-1 (*Taurus Molecular Cloud*) est situé dans la région du Taureau à 140 pc (Elias, 1978). C'est un nuage sombre et calme, avec une température d'environ 10 K et des densités comprises entre 4×10^3 et $2 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ (Markwick et al., 2000). Cette source est considérée comme un excellent proxy pour l'étude de la chimie dans les nuages sombres peu évolués. On note que TMC-1 est particulièrement riche en chaînes carbonées (Kalenskii et al., 2004). TMC-1 pourrait être une superposition de fragments à différents stades d'évolution préstellaire comme suggéré par Garrod et al. (2007). Les abondances de la Table v.1 ont été mesurées à la position du pic de cyanopolyynes. La composition chimique de TMC-1 et sa modélisation sont présentées dans la revue de Agúndez and Wakelam (2013).

Dans l'ensemble, les espèces moléculaires sont moins abondantes dans Cep E-mm que dans TMC-1 d'un ordre de grandeur, et, dans quelques cas comme H_2CO , HC_3N , HC_5N , C_4H et $\text{l-C}_4\text{H}_2$, jusqu'à deux ordres de grandeur. Ceci vaut en particulier pour CO, qui ne présente pas d'évidence de déplétion dans TMC-1. On remarque que quelques espèces (HCO^+ , CH_3OH , NNH^+ , CN, H_2S et CS) ont une abondance comparable entre les deux sources.

L'ammoniac deutéré, NH_2D , n'a pas été détectée dans TMC-1 et serait au moins 100 fois moins abondant que dans Cep E-mm. Marcelino (2007) remarque que dans un échantillon de cœurs préstellaires, TMC-1 est l'objet dans lequel les espèces deutérées sont les moins abondantes. Saito et al. (2002) relie l'enrichissement de deutération avec l'état évolutif des nuages préstellaires, qui est corrélé avec la déplétion moléculaire (Bacmann et al., 2003). L'enveloppe étendue de Cep E-mm apparaît ainsi chimiquement plus évoluée que TMC-1.

HCOOH est la seule autre espèce qui soit plus abondante, d'un ordre de grandeur, dans Cep E-mm.

TABLE V.1. : Comparaison des abondances moléculaires par rapport à H₂ dans l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm avec les coeurs préstellaires TMC-1 (au pic d'émission des cyanopolynes) et L1544.

Molécule	Cep E-mm ^a IM protoétoile	TMC-1 préstellaire	L1544 préstellaire
CO	2(-5)	2(-4) ^b	1(-5) ^r
HCO	5(-11)	8(-10) ^c	6(-11) ^c
HCO ⁺	4(-9)	9(-9) ^b	8(-10) ^s
HOCO ⁺	8(-12)	–	5(-11) ^t
CH ₃ OH	1(-9)	3(-9) ^b	6(-9) ^u
H ₂ CO	5(-10)	5(-8) ^d	2(-10) ^v
H ₂ CCO	1(-10)	6(-10) ^d	1(-9) ^u
HCOOH	4(-11)	≤ 4(-12) ^c	1(-10) ^u
CH ₃ CHO	1(-10)	6(-10) ^e	1(-10) ^u
NH ₂ D	5(-10)	≤ 7(-12) ^c	1(-9) ^c
NNH ⁺	4(-10)	3(-10) ^b	2(-10) ^w
NO	6(-9)	3(-8) ^f	8(-9) ^w
HNCO	6(-11)	4(-10) ^g	5(-11) ^x
CH ₃ CN	2(-11)	6(-10) ^d	2(-11) ^c
C ₂ H ₃ CN	7(-11)	1(-9) ^d	4(-12) ^c
CN	2(-9)	7(-10) ^b	2(-9) ^w
HCN	2(-9)	1(-8) ^b	1(-9) ^w
HNC	3(-9)	3(-8) ^b	2(-9) ^w
HC ₃ N	1(-10)	2(-8) ^h	2(-10) ^c
HC ₅ N	3(-11)	4(-9) ^d	1(-10) ^p
CCH	3(-9)	7(-8) ⁱ	3(-9) ^c
C ₄ H	5(-10)	7(-8) ^j	1(-9) ^y
c-C ₃ H	4(-11)	1(-9) ^k	3(-11) ^c
c-C ₃ H ₂	2(-10)	6(-9) ^k	1(-10) ^z
l-C ₄ H ₂	5(-12)	7(-10) ^d	–
CH ₃ CCH	7(-10)	6(-9) ^l	5(-9) ^u
SO	3(-9)	1(-8) ^m	6(-11) ^{aa}
SO ₂	7(-11)	2(-10) ⁿ	2(-11) ^{aa}
NS	5(-11)	4(-10) ^o	1(-11) ^{aa}
H ₂ S	4(-10)	1(-10) ^p	≥ 1(-11) ^{aa}
H ₂ CS	1(-10)	3(-9) ^q	4(-11) ^{aa}
CS	4(-9)	7(-9) ^q	3(-11) ^{aa}
CCS	1(-10)	5(-9) ^q	6(-11) ^{aa}
CCCS	3(-11)	7(-10) ^q	7(-12) ^{aa}

On adopte la notation a(b) pour $a \times 10^b$.

a : Voir Table IV.4 pour plus d'informations. b : Pratap et al. (1997). c : Marcelino (2007). d : Ohishi and Kaifu (1998). e : Matthews et al. (1985). f : Gerin et al. (1993). g : Marcelino et al. (2009). h : Takano et al. (1998). i : Sakai et al. (2010). j : Agúndez et al. (2008). k : Fossé et al. (2001). l : Ohishi et al. (1992). m : Lique et al. (2006). n : Cernicharo et al. (2011). o : McGonagle et al. (1994). p : Résultats non publiés provenant des relevés spectraux ASAI (Lefloch et al., 2018). q : Gratier et al. (2016). r : Caselli et al. (1999). s : Caselli et al. (2002). t : Vastel et al. (2016). u : Vastel et al. (2014). v : Bacmann et al. (2003). w : Hily-Blant et al. (2010). x : López-Sepulcre et al. (2015). y : Gupta et al. (2009). z : Chantzos et al. (2018). aa : Vastel et al. (2018).

Comparaison avec L1544

L1544 est une condensation dense ($n(\text{H}_2) \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$; Caselli et al., 1999) et froide ($T_{\text{ex}} = 12.5 \text{ K}$; Tafalla et al., 1998), qui est localisée dans le nuage moléculaire du Taureau à une distance de 140 pc (Elias, 1978). L1544 est un nuage préstellaire typique d'un stade relativement évolué, ce qui est suggéré par une déplétion importante en CO $f_{\text{D}} \simeq 10$ (Caselli et al., 1999), un taux de deutération élevé ($\simeq 20\%$) et une moindre abondance en chaînes carbonées. Finalement, Tafalla et al. (1998) ont signalé un effondrement du nuage à partir des vitesses observées du gaz, alors qu'aucune source protostellaire ne s'est encore formée. L1544 est ainsi une source fréquemment utilisée pour modéliser la chimie des cœurs préstellaires.

En dehors de quelques exceptions, comme $\text{C}_2\text{H}_3\text{CN}$, H_2CCO et la famille du Soufre, les abondances moléculaires de Cep E-mm et L1544 diffèrent tout au plus d'un facteur de quelques unités. Elles sont donc généralement en bon accord. Le cas des espèces soufrées est surprenant car il s'agit d'une tendance systématique dans les abondances de Cep E-mm qui sont plus élevées que dans L1544 (mais inférieures aux abondances reportées dans TMC-1).

La déplétion importante de CO et le taux de deutération élevé dans L1544 indiquent que c'est une source évoluée. Il est fréquent que les espèces soufrées soient fortement déplétées dans les cœurs préstellaires (Wakelam and Herbst, 2008). Le réchauffement progressif de l'enveloppe de Cep E-mm par l'objet pourrait réinjecter ces espèces soufrées dans le gaz, ce qui expliquerait la variation d'abondances observées. Cependant, nous n'avons pas détecté OCS dans l'enveloppe étendue de Cep E-mm, qui est pourtant présente dans L1544 avec une abondance $X(\text{OCS}) = 3 \times 10^{-11}$ (Vastel et al., 2018), comparable à CS, CCS et H_2CS .

Nous proposons donc que la différenciation observée soit due à des conditions initiales différentes dans la composition du nuage parent. Il serait intéressant de contraindre les conditions initiales de la phase préstellaire de Cep E-mm en modélisant les abondances des espèces soufrées avec un code de chimie dépendant du temps, couplant les processus en phase gaz et sur les grains.

Chaînes carbonées

La présence de chaînes carbonées (C_2H , etc...) est aussi caractéristique des nuages sombres et des cœurs préstellaires jeunes et denses avec un contenu très abondant (voir par exemple Herbst and Leung, 1989). La production de ces espèces nécessite un contenu très riche en carbone neutre (C I), une condition qui est satisfaite dans les phases précoces des cœurs préstellaires, avant que le carbone ne soit consommé pour former CO (Sakai et al., 2009).

Certains modèles chimiques prédisent cependant un deuxième pic de formation de C_2H dans les objets préstellaires évolués, grâce à l'augmentation de la densité du gaz et à la déplétion de CO sur les grains de poussière (Ruffle et al., 1997). Le rapport des abondances entre C_2H et C_4H pourrait être un traceur de l'évolution chimique dans les nuages préstellaires avec la formation accrue de C_2H dans les étapes les plus évoluées. La Table v.2 présente le rapport des abondances $\text{C}_2\text{H}/\text{C}_4\text{H}$ mesuré dans Cep E-mm et les deux cœurs préstellaires TMC-1 (jeune) et L1544 (évolué). On voit immédiatement une corrélation entre le rapport d'abondances et l'état évolutif des sources, plus précisément que le rapport d'abondances augmente de TMC-1 à Cep E-mm. Le rapport $\text{C}_2\text{H}/\text{C}_4\text{H}$ pourrait ainsi être un traceur de l'évolution chimique du gaz des régions de formation stellaire.

TABLE V.2. : Abondances observées de C_2H relatives à C_4H dans l'enveloppe protostellaire étendue de Cep E-mm et les enveloppes préstellaire TMC-1 et L1544.

	TMC-1	L1544	Cep E-mm
C_2H/C_4H	1	3	6

V.5 Comparaison avec les sources WCCC

Sakai et al. (2008) ont apporté les premières indications d'une diversité chimique importante dans les enveloppes des protoétoiles de faible masse, avec la détection des sources WCCC (*Warm-Carbon-Chain-Chemistry*; Sakai and Yamamoto, 2013), dont le prototype est la protoétoile L1527, dans la région du Taureau.

L'analyse des chaînes carbonées du relevé spectral montre que l'enveloppe étendue de Cep E-mm est riche en chaînes carbonées, typiques de ces sources WCCC. Sakai et al. (2009) ont signalé la ségrégation chimique existant entre les sources WCCC et les hot corinos lorsque l'on compare les colonnes densités de C_4H et de H_2 . La Figure v.1 montre ce diagramme, dans lequel on a ajouté la valeur mesurée pour l'enveloppe étendue de Cep E-mm. Dans ce diagramme, Cep E-mm se trouve dans un régime intermédiaire, similaire à Serpens SMM4 et TMC-1 A, où les signatures des deux familles chimiques sont également observées. Sakai et al. (2009) suggèrent que les deux activités chimiques (WCCC et hot corino) coexistent dans les protoétoiles de faible masse, et que L1527 et IRAS16293 sont des cas extrêmes d'une chimie "pure" WCCC et hot corino, respectivement. La présence de ces deux chimies dans Cep E-mm, protoétoile de masse intermédiaire, suggère que cette coexistence peut également être étendue aux protoétoiles de masse intermédiaire.

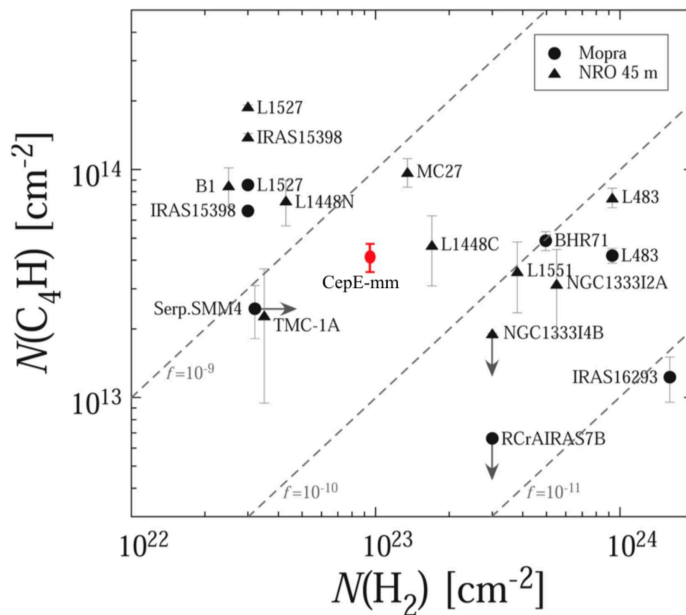


FIGURE V.1. : Densités de colonne de C_4H et H_2 des protoétoiles de faible masse (Sakai and Yamamoto, 2013). Cep E-mm est reporté en rouge.

Dans une étude systématique de 16 protoétoiles de faible masse, Graninger et al. (2016) ont proposé que la ségrégation entre les deux chimies WCCC et hot corino peut être caractérisée par le rapport des abondances entre C_4H et CH_3OH , deux molécules représentatives de chacune des chimies. Ils prétendent voir une relation entre les abondances de ces deux espèces, et concluent que les deux chimies peuvent coexister spatialement. La Figure v.2 présente un diagramme qui compare

les abondances de CH_3OH et C_4H dans l'échantillon des sources observées. Dans ce diagramme, Cep E-mm apparaît à nouveau dans un régime intermédiaire.

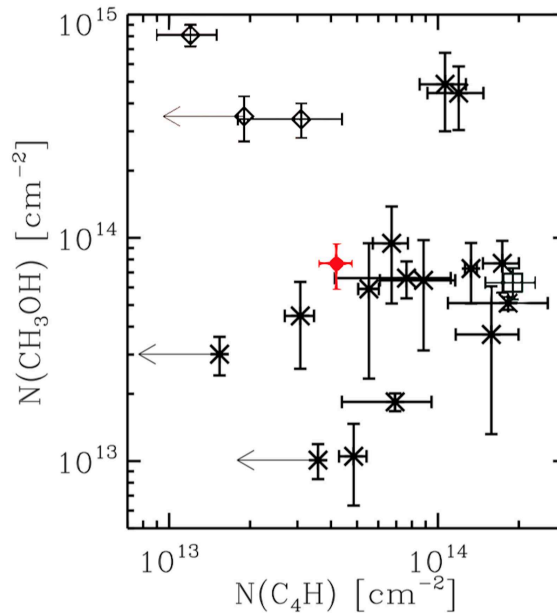


FIGURE V.2. : Densités de colonne de CH_3OH et C_4H des protoétoiles de faible masse (Graninger et al., 2016). Cep E-mm est reporté en rouge.

Cependant, les auteurs supposent que l'émission de ces deux espèces proviennent de la même région physique. L'émission moléculaire du méthanol dans Cep E-mm résulte des contributions de l'enveloppe étendue, des flots moléculaires et du hot corino. Et ce n'est qu'après une analyse fine des signatures spectrales que nous avons pu séparer les contributions de chacune de ces composantes physiques.

L'analyse de la structure chimique dans Cep E-mm montre que les deux chimies WCCC et hot corino existent, mais qu'elles ne coexistent pas spatialement comme le prétendent Graninger et al. (2016) : l'enveloppe froide et étendue est riche en chaînes carbonées, tandis que la région interne contient un hot corino avec un déficit de chaînes carbonées. En ré-analysant les résultats de Graninger et al. (2016) et en complétant avec 16 autres protoétoiles, Lindberg et al. (2016) soutiennent que les émissions moléculaires provenant de C_4H et CH_3OH ne sont pas corrélées. En effet, CH_3OH est sublimé des manteaux de glace dans les régions de gaz et de poussière chauffées ($\sim 70 - 100$ K) où la production des chaînes carbonées est inhibée. Dans les régions chaudes et denses, l'eau sublimée des manteaux de glace des grains de poussière et injectée dans le gaz réagit efficacement avec C^+ , ce qui inhibe la réaction entre C^+ et CH_4 (et donc la formation de chaînes carbonées). C_4H , lui, provient d'une région plus froide (~ 30 K) qui favorise la formation des chaînes carbonées. C'est exactement la situation que nous observons dans Cep E-mm.

JET PROTOSTELLAIRE

Dans le domaine millimétrique, les jets protostellaires de Classe 0 sont essentiellement détectés dans les raies de CO, SO et SiO. Cependant, il existe quelques jets "chimiquement actifs" tels que L1448-mm et IRAS 04166+2706, dans lesquels d'autres espèces moléculaires comme CS, HCN, ou H₂CO ont été détectées (Tafalla et al., 2010). Il y a eu peu d'études systématiques sur le sujet de sorte que ni les membres de cette classe de jets, ni leur composition chimique précise n'est en réalité bien contrainte. Le jet haute vitesse de Cep E est un nouvel exemple de cette classe de jets moléculaires et le relevé spectral systématique avec le télescope de 30m de l'IRAM permet d'apporter quelques éléments de réponse.

Plusieurs hypothèses ont été proposées pour expliquer la présence de molécules : a) formation directe à la base d'un jet atomique à partir de réactions ions-neutres (Glassgold et al., 1991), b) formation moléculaire dans la région post-choc de chocs de type J dans un jet atomique (Raga et al., 2005), c) éjection de molécules du disque protostellaire dans un vent MHD (Panoglou et al., 2012). L'interféromètre ALMA commence à dévoiler la distribution spatiale et la cinématique du jet près du disque protostellaire, compatibles avec un vent de disque MHD (voir par exemple le cas de HH30 Louvet et al., 2018) mais à ce jour, l'origine des molécules dans les jets protostellaires reste une énigme. On note aussi qu'il existe de nombreux cas de jets moléculaires monopolaires, dont IRAS2A dans NGC1333 fournit un exemple typique (Codella et al., 2014).

Outre CO, notre relevé spectral de Cep E-mm révèle la présence de SO, SiO, H₂CO, CS, HCO⁺ et HCN dans le jet protostellaire. Nous avons trouvé que les lobes Nord et Sud du jet (ou jet Nord/jet Sud) montrent une différenciation chimique importante : CS, H₂CO et HCN sont détectés uniquement dans le dans le jet Nord ; HCO⁺ est très brillant dans le jet Sud.

Les conditions physiques et les abondances moléculaires dans les jets Nord et Sud ont été déterminées dans l'approximation de Large Gradient de Vitesses (LVG) avec le code de transfert de rayonnement MADEx (Cernicharo et al., 2012). Il est fréquemment fait l'hypothèse d'une distribution de brillance gaussienne centrée dans le lobe principal du télescope pour modéliser le transfert de rayonnement dans une source protostellaire. Cette hypothèse permet de remonter simplement à la *température de brillance* de la source à partir de la *température main-beam* T_{MB} . Elle n'est évidemment plus valable dans le cas d'un jet protostellaire ou d'une cavité de flot, comme c'est le cas ici. Ainsi, dans le cas de Cep E-mm, nous avons développé une approche spécifique, semi-analytique en modélisant la distribution de brillance du jet et du flot au moyen de formes géométriques simples, permettant de calculer la convolution de la distribution de brillance avec le lobe principal du télescope, supposé gaussien. Nous avons ainsi montré que la cavité de flot peut être modélisée par une parabole dont l'apex coïncide avec le centre du lobe du télescope. Cette méthode semi-analytique nous a permis d'estimer le *filling-factor* (ou facteur de couplage). Cette approche est décrite dans l'Annexe E.

En ce qui concerne le jet protostellaire, nous avons supposé dans un premier temps que sa distribution de brillance pouvait être modélisée par un cylindre de diamètre faible devant la taille

du lobe principal du télescope. Le calcul du produit de convolution conduit alors à une expression analytique simple du facteur de couplage $ff \simeq 0.94d/\text{HPBW}$, où d est le diamètre du jet en arcsec et HPBW la taille du lobe principal à mi-puissance (en arcsec). On voit ainsi que le facteur de couplage varie alors de manière inversement proportionnelle à la taille du lobe du télescope, contrairement au cas d'une source gaussienne compacte. En pratique, il est apparu rapidement que l'hypothèse d'un cylindre (semi-)infini était trop grossière pour estimer correctement le facteur de couplage entre la source et le lobe principal du télescope. Les images de l'émission CO obtenues avec l'interféromètre du Plateau de Bure montrent que la distribution d'intensité est très inhomogène, avec la présence de plusieurs knots le long du jet. Plus embêtant, l'analyse de l'émission moléculaire en fonction de la vitesse le long du jet montre que celui-ci est accéléré près de la source et atteint sa vitesse terminale à quelques arcsec de la protoétoile. La conséquence est que la distribution d'émission intégrée dans l'intervalle de vitesses terminales du jet trace un cylindre tronqué près de la source : le facteur de couplage décroît plus rapidement que prédit par la relation analytique ci-dessus dès que la taille du lobe est inférieure à environ 2 fois la distance de la protoétoile au jet tronqué, c'est à dire dès que la fréquence est supérieure à 200 GHz. Pour ces deux raisons, nous avons décidé d'appliquer une correction *a minima*, qui est essentiellement le rapport de l'angle solide de la région du jet CO interceptée par le lobe principal à l'angle solide du lobe principal du télescope.

Nous avons ainsi pu estimer les abondances des espèces moléculaires détectées dans les jets Nord et Sud, que nous trouvons de l'ordre de 10^{-8} relativement à H_2 , avec un contenu atypique où CS, SO et H_2CO sont les espèces moléculaires les plus abondantes après CO. Une analyse similaire de la composition du flot basse vitesse montre que les abondances des traceurs du jet sont comparables dans les cavités de flot Nord et Sud, *contrairement à ce qui est observé dans le jet*. Par exemple, HCO^+ est 7 fois plus abondant dans le jet Sud que dans le jet Nord et H_2CO est 20 fois plus abondant dans le jet Nord que dans le jet Sud. Le jet présente donc une composition chimique spécifique, différente de celle du gaz entraîné.

La carte de l'émission CO $J = 2-1$ à $1''$ de résolution que nous avons obtenue avec l'interféromètre de l'IRAM montre que le jet à haute vitesse est en fait résolu avec une taille transverse $\simeq 1200$ ua ($1.7''$). Un tel diamètre est très large par rapport aux tailles typiques des jets protostellaires rapportées dans la littérature, qui sont plutôt de l'ordre de 100 ua. Citons l'exemple de HH212 (90 ua, [Cabrit et al., 2012](#)) ou L1157 (60–125 ua, [Podio et al., 2016](#)). Nous suggérons que l'émission détectée tracerait une couche turbulente de gaz moléculaire entraînée par le jet à l'intérieur de la cavité de flot, plutôt que le jet lui-même.

Sur la base d'une comparaison avec les prédictions d'un modèle photochimique de l'interface jet/nuage par [Viti et al. \(2002\)](#), nous proposons que les espèces moléculaires détectées dans notre relevé spectral sont en fait les signatures spécifiques de la photochimie induite par le rayonnement UV généré dans l'enveloppe turbulente, à la suite de chocs. On observe un accord encourageant entre la nature des espèces les plus abondantes et leurs abondances pour des conditions d'illumination modérées dans le gaz ($A_v = 0.5$, $\chi = 10$ fois le champ de rayonnement interstellaire, $T = 30 - 100$ K).

Afin de valider notre hypothèse, il serait intéressant de reprendre la modélisation de [Viti et al. \(2002\)](#) en considérant des conditions physiques et chimiques qui décrivent mieux l'environnement dans lequel le jet de Cep E-mm se propage.

L'article qui suit (bientôt soumis) présente l'étude que nous avons menée de la composition chimique de ce jet inhabituel.

Molecules in the Cep E-mm jet: evidence for shock-driven photochemistry ?

Juan Ospina-Zamudio et al.¹, B. Lefloch¹

¹*CNRS, IPAG, Univ. Grenoble Alpes, F-38000 Grenoble, France*

Accepted Yesterday. Received Tomorrow

ABSTRACT

The Cep E-mm protostellar system is the prototype of a jet-driven outflow. We have carried out a systematic search for molecular emission in the protostellar jet with the IRAM 30m telescope and used complementary JCMT CO $J=3-2$ and Plateau de Bure CO $J=2-1$ observations at $1''$ scale. In addition to CO, we have detected bright emission in the rotational transitions of SO, SiO, H₂CO, CS, HCO⁺ and HCN. The Southern and Northern jet components exhibit different spectral signatures. The non-detection of CS, H₂CO and HCN in the Southern jet, implies a strong chemical differentiation with respect to the Northern jet. Radiative transfer analysis in the Large Velocity Gradient approximation yields typical molecular abundances of the order of 10^{-8} . Overall, the jet exhibit an unusual chemical composition, as CS, SO and H₂CO are found to be the most abundant species in the jet, with a typical abundance of $(3-4)\times 10^{-8}$. The transverse size of the jet CO emission estimated from interferometric observations is about 1000 AU. We conclude that we are detecting a turbulent layer of entrained gas in the course of the jet propagation and not the jet itself. We propose that the molecular species detected by us are the signatures of the specific photochemistry driven by the UV radiation field generated in the turbulent envelope.

Key words: physical data and processes: astrochemistry – ISM: jets and outflows – molecules-abundances – Stars:formation

1 INTRODUCTION

Protostellar outflows are one of the most spectacular manifestations of the mass-loss phenomena which take place along the protostellar evolution, from the early, embedded Class 0 to the late Class I phase. Many protostellar outflows show evidence for molecular jets. The origin of molecules in protostellar jets is strongly debated and observational constraints are lacking.

The Large Program CALYPSO has investigated the emission of a few molecular tracers between 92 and 232 GHz with the IRAM Plateau de Bure interferometer towards a sample of 16 nearby ($d \leq 300$ pc) Class 0 protostars objects (Maury et al. 2015). It comes out that jets are often associated with SiO and SO, in addition to CO (see Codella et al. 2014; Santangelo et al. 2015). Until now, there have been very few attempts to investigate the molecular content of these jets. Tafalla & Hacar (2010) have led a molecular survey of the content of two protostellar outflows of L1448-mm and IRAS 04166+2706, from which they reported the detection of SiO, SO, HCN, and CH₃OH. The molecular composition differs markedly between the low-velocity bipolar outflow and the protostellar jet itself. This point is well illustrated by the chemically active L1157 outflow (Bachiller

& Perez-Gutierrez 1997; Codella et al. 2010; Lefloch et al. 2017) and the jet, who was recently detected in the lines of SiO and CO *only* (Tafalla et al. 2015; Podio et al. 2016).

The molecular composition of the jet could bring useful constraints on the gas dynamics in the jet, and possibly on the launching mechanism itself. Turbulent entrainment from the surrounding envelope is not efficient enough to explain the CO column densities (Taylor et al. 1995). Several other mechanisms have been proposed : formation by ion chemistry at the base of an atomic stellar wind (Glassgold et al. 1991), formation behind atomic jet shocks (Raga et al. 2005), direct MHD ejection of molecules from the disk (Panoglou et al. 2012). It is therefore important to obtain more information and a census as complete as possible of the composition of protostellar jets.

The outflow from the intermediate-mass Class 0 source Cep E-mm ($L = 100 L_{\odot}$; Lefloch et al. 1996, Chini et al. 2001) in the Cepheus OB3 association at a distance of 730 pc (Sargent, 1977) is exceptionally powerful and luminous. Both the protostar and the outflow have long been studied in the millimeter to far-infrared wavelength range since their discovery (Eisloffel et al. 1996; Lefloch et al. 1996; Noriega-Crespo et al. 1998; Hatchell et al. 1999b; Moro-Martín et al. 2001; Smith et al. 2003). Recently, Ospina-Zamudio have

2 *J. Ospina-Zamudio et al.*

shown that the CepE outflow is one of the few members of the chemically active outflow class (Ospina-Zamudio et al. 2018). A high-velocity molecular jet appears to drive the low-velocity outflow (Lefloch et al. 2015). A multi-line analysis of the CO jet emission between $J=1-0$ and $J=16-15$, reveals the presence of a hot, dense CO gas component in the jet, which could be the signature of internal shocks (Lefloch et al. 2015).

In this article, we report on an unbiased search for molecular emission from the protostellar jet of CepE, between 80 and 350 GHz, with the IRAM 30m telescope. The article is organized as follows. In Section 2, we present the observations carried out with the IRAM 30m telescope. In Section 3, we present the results on the jet molecular content. In addition to the previously known molecules in the jet (CO, SiO), we report on the detection of SO, H₂CO, HCO⁺ and HCN. In Section 4, we derive the physical conditions and the molecular abundances of the various tracers detected in both jet lobes. The jet composition for each lobe is compared with that of the low-velocity outflowing gas as well as other chemically active jets. A simple comparison with jet chemistry models is presented. Our conclusions are summarized in Section 5.

2 OBSERVATIONS

2.1 IRAM 30m

The observational data have already been presented in Ospina-Zamudio et al. (2018). We briefly recall them. Observations of CepE-mm were obtained with the IRAM 30m telescope near Pico Veleta (Spain) on coordinates $\alpha(2000) = 23^{\text{h}}03^{\text{m}}12^{\text{s}}.8$, $\delta(2000) = 61^{\circ}42'26''$. Unbiased spectral coverage was carried out at 3 mm (80-116 GHz), 2 mm (129-173 GHz), 1.3 mm (200-300 GHz) and 0.9 mm (330-350 GHz) in Winter 2010 & 2015 and in Summer 2016 using the Eight Mixer Receiver (EMIR). The Fourier Transform Spectrometer (FTS) units were connected to the receivers on the 3 and 2 mm bands, providing a resolution of 195 kHz ($\Delta V \sim 0.6$ and 0.4 km s^{-1} respectively). The Wideband Line Multiple Autocorrelator (WILMA) was connected to the higher frequency bands, providing a resolution of 2 MHz ($\Delta V \sim 2.5$ and 1.8 km s^{-1} for the 1.3 and 0.9 mm bands respectively).

The observations were performed in wobbler switching mode with a throw of $180''$ ($90''$ for the 2 mm) in order to ensure a flat baseline. The telescope beam size ranges from $34''$ at 72 GHz to $7''$ at 350 GHz.

Calibration uncertainties in the 3, 2, 1.3 and 0.9mm bands are typically 10, 15, 20 and 30%, respectively. The data were reduced using the GILDAS-CLASS software¹. Intensities are expressed in units of antenna temperature corrected for the atmospheric absorption T_A^* . The rms noise per velocity interval of 1 km s^{-1} expressed in units of T_A^* lies in the range 2–5 mK in the 3mm band, 3–7 mK in the 2mm and 1.3mm band, and 15–20 mK in the 0.9mm band.

The observational parameters and the parameters of all the detected lines are given in Table 1. Line intensities are expressed in units of antenna temperature corrected for the atmospheric absorption (T_A^*).

¹ <http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

Molecular line brightness temperatures T_B were estimated from main-beam temperatures T_{MB} , following the procedure described in Lefloch et al. (2015) to estimate the filling factor of the molecular jet emission in the telescope main-beam. We adopted the main-beam efficiency values η_{mb} , as monitored by IRAM².

2.2 JCMT

The observations have already been presented in Lefloch et al. (2015). The CO lines $J=3-2$ 345.796 GHz and $J=4-3$ 461.041 GHz were carried out at the JCMT in June 1997. The outflow emission was mapped at $6''$ sampling in the $J=3-2$ line over an area $42'' \times 60''$, centered on the position of the protostar Cep E-mm.

At the frequency of the $J=3-2$ line, the HPBW of the telescope is $\approx 15''$, and the main-beam efficiency of the telescope is 0.67. This map permitted us to obtain the spectrum of the CO $J=3-2$ line in a beam of $21''$ (HPBW). The observations were carried out in wobbler switching mode with a throw of $3'$ using receiver RxB3 and the Digital Autocorrelating Spectrometer (DAS) in its 625 kHz resolution mode corresponding to a velocity resolution of $\approx 0.54 \text{ km s}^{-1}$. The data were converted from FITS to GILDAS format, and subsequently reduced with CLASS.

3 THE HIGH-VELOCITY JET

A systematic search down to the 3σ level yielded detection of the following molecular species in the jet: CO, SiO, SO, HCO⁺, HCN, and CS (Fig. 1). All the molecular transitions detected in the jet are listed in Table 1 and a montage of the lowest excitation transitions of molecular species is displayed in the right panel of Fig. 1. The spectra of all the transitions detected are displayed in Figs. A.1-A4. As discussed in Lefloch et al. (2015), the jet molecular gas emission lies in the range $+50$ to $+80 \text{ km s}^{-1}$ in the Northern lobe (or the "Northern jet") and in the range -150 to -100 km s^{-1} in the Southern lobe (or the "Southern jet").

Inspection of the line profiles in Fig. 1- and Figs. A1-A4 immediately show

- different chemical properties, as supported by the relative emission of tracers like H₂CO, CS and HCN, which can be bright or undetected depending on the jet component, Northern or Southern.
- different physical structures, as supported by the different line profiles between and inside the Northern and Southern jets. For instance SiO and SO line profiles can be fitted by a Gaussian function in the Northern jet whereas they strongly deviate from gaussianity in the Southern jet.

3.1 CO

Our single-dish observations of CO lines towards the offset positions $(0,+12'')$ and $(0,0)$ show that the CO emission ranges between -150 km s^{-1} and $+80 \text{ km s}^{-1}$ (Fig. 1). The complex structure of the outflowing gas is evidenced by the presence of several high-velocity components in both

² <http://www.iram.fr>

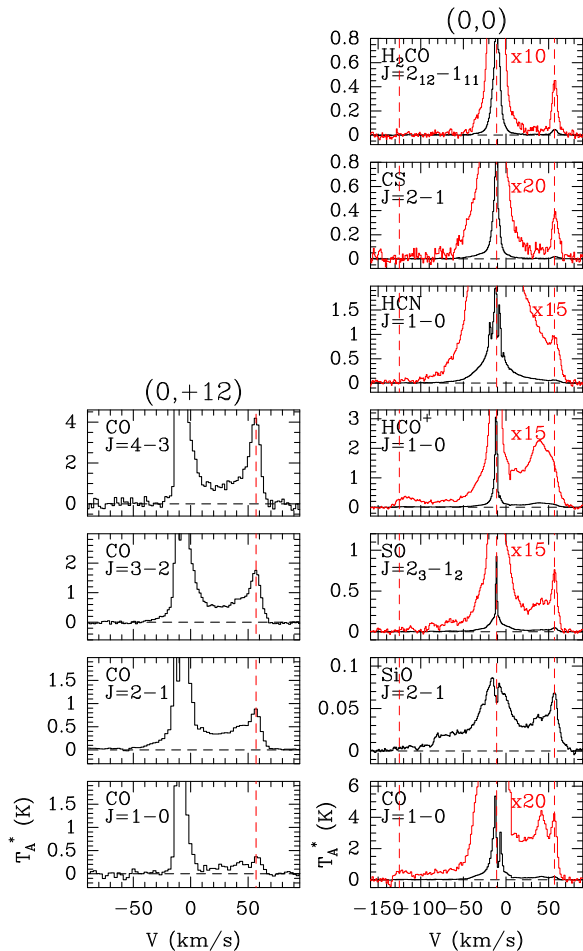


Figure 1. Montage of molecular line spectra detected towards the Northern jet of Cep E. (*left*) CO line emission detected towards the offset position (0,+12). (*right*) Molecular line emission detected towards the offset position (+0,+0). Original spectra are displayed in black. Spectra with a magnifying factor are drawn in thin red lines. Fluxes are expressed in units of antenna temperature T_A^* , corrected for atmospheric absorption. The ambient cloud velocity ($v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$) and the mean jet velocity in the northern and southern lobes ($v_{\text{lsr}} = +57 \text{ km s}^{-1}$ and -125 km s^{-1} , respectively) are marked by a red, dashed line.

outflow lobes, and the various spectral signatures detected with different molecular gas tracers. Whereas the ambient cloud emission peaks at $v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$, the emission of the protostellar jet lies in the velocity intervals $[+50; +80] \text{ km s}^{-1}$ and $[-150; -100] \text{ km s}^{-1}$ for the redshifted and blueshifted lobe, respectively and peaks at $+56 \text{ km s}^{-1}$ and -125 km s^{-1} , respectively (see also Lefloch et al. 1996, 2015). A map of the CO $J=2-1$ jet velocity-integrated emission between $[+50; +80] \text{ km s}^{-1}$ and $[-150; -100] \text{ km s}^{-1}$, respectively, obtained with the PdBI at $1''$ resolution is displayed in Fig. 2. The overall emission of both jet lobes is rather similar, with a clumpy structure suggestive of internal shocks and multiple ejections (see also Lefloch et al. 2015). We note however that the CO $J=2-1$ emission in

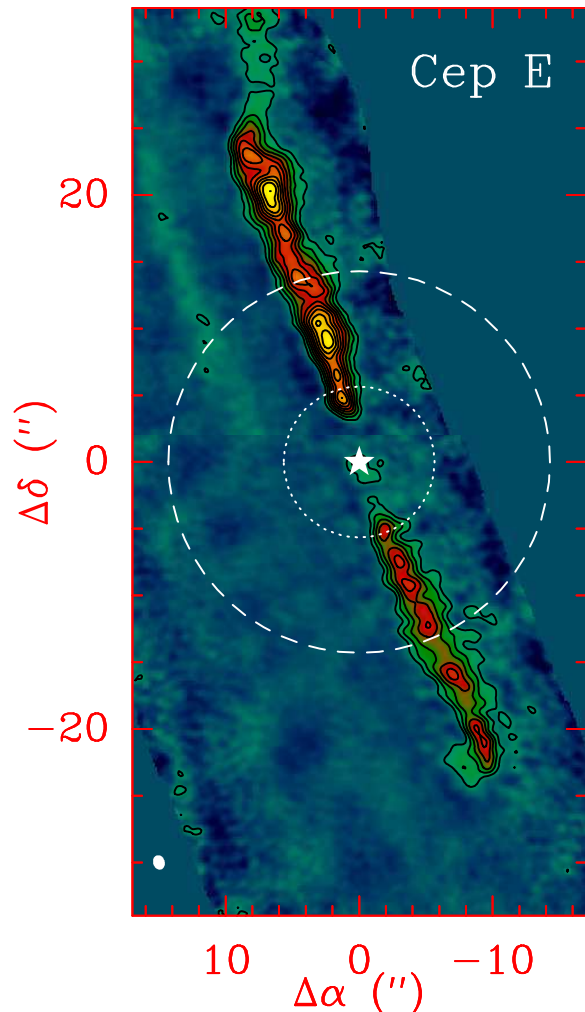


Figure 2. CO $J=2-1$ velocity-integrated emission of the protostellar jet observed with the PdBI at $1''$ resolution (from Lefloch et al. 2015). The emission is integrated between -135 and -110 km s^{-1} and between $+30$ and $+80 \text{ km s}^{-1}$ towards the southern (blue contours) and northern lobes (red contours), respectively. The first contour and contour interval are 20% and 10% of the peak intensity. The synthetic beam (HPBW) is drawn by a filled ellipse. The IRAM 30m telescope beam (HPBW) at the frequency of the SiO $J=2-1$ and $J=5-4$ is drawn by a dashed and dotted circle, respectively.

the Northern lobe is brighter than in the Southern lobe by a factor 5–10.

3.2 SiO

The jet signature at $v = +56 \text{ km s}^{-1}$ in the Northern lobe is unambiguously detected only in the $J=2-1$ and $3-2$ transitions. We failed to detect any SiO signature from the jet in the higher- J ($J > 3$) transitions. This is probably because the telescope beam size (HPBW) is less than $11''$ at the frequency of the high-excitation lines of SiO, hence, it encompasses a very small emitting region from the jet

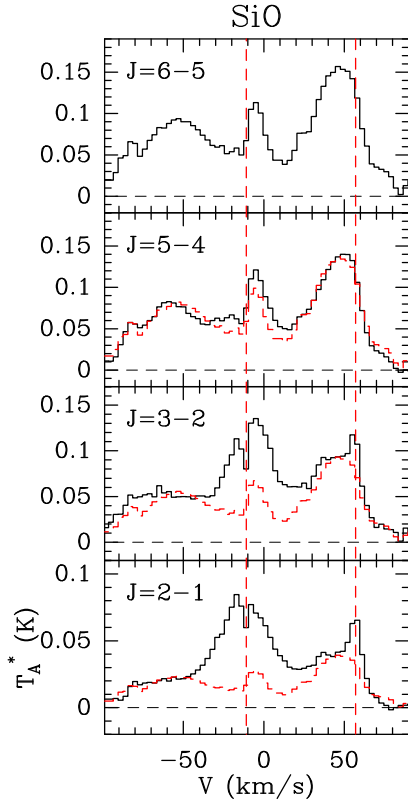
4 *J. Ospina-Zamudio et al.*

Figure 3. Montage of the SiO transitions $J=2-1$, $3-2$, $5-4$ and $6-5$, detected with the IRAM 30m telescope. The jet emission peak velocity is marked with a black dashed line. The SiO $J=6-5$ line profile is superimposed in dashed red on the different SiO spectra. A scaling factor has been applied to the $J=6-5$ line profile so to match the emission of the high-velocity gas. Fluxes are expressed in units of antenna temperature T_A^* , corrected for atmospheric absorption.

(see Fig. 2). Also, as can be seen in Fig. 3, the profiles of all the transitions $J \geq 5$ show an excellent agreement once they are scaled to match the intensity of the high-velocity range, both blue- and redshifted. This suggests that the different transitions are tracing a component of high-excitation, which spans a broad velocity range over 50 km s^{-1} . Since the line profile is independent of the transition and the telescope beam size, we conclude that the size of this component must be small in front of the telescope beam.

In comparison, the same procedure shows the $J=2-1$ and $3-2$ line profiles as the sum of this high-excitation, broad line component and a “narrow” ($\Delta v \simeq 9 \text{ km s}^{-1}$) line, which peaks at the jet velocity. This is illustrated in Fig. 3, in which we have superposed the $J=6-5$ line profile (red dashed) upon the $J=2-1$ and $J=3-2$ line spectra. We identify the signature of the jet with this narrow(er) line component, which can be fitted by a gaussian peaking at $+56 \text{ km s}^{-1}$ and linewidth (FWHP) of $\approx 9 \text{ km s}^{-1}$.

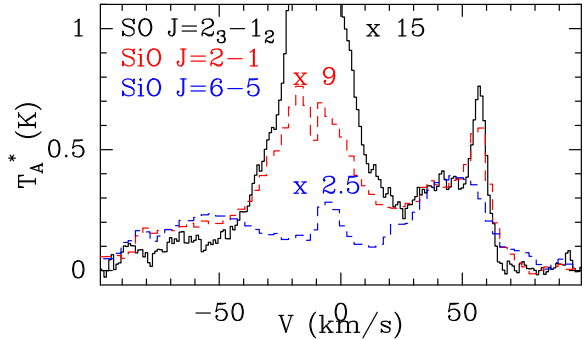


Figure 4. Comparison of the profiles of SO $J=2_3-1_2$ transition (solid black) with SiO $J=2-1$ (dashed red) and SiO $J=6-5$ (dashed blue). Magnifying factors of 15, 9 and 2.5, respectively, have been applied in order to enhance and match the high-velocity emission in the jet. Fluxes are expressed in units of antenna temperature T_A^* , corrected for atmospheric absorption.

3.3 SO

For SO, we detected all the transitions with A_{ij} larger than 10^{-5} s^{-1} in the 3mm band and 10^{-4} s^{-1} in the 2mm and 1.3mm bands, respectively.

We observe an excellent match in the profiles of low-excitation SO lines like $J=2_3-1_2$ or $J=3_4-2_3$ and the SiO $J=2-1$ transition (see Fig. 1; also Fig. A3), showing that SO is tracing the same physical components as SiO. In the spectra of the 3mm and 2mm transitions (left column in Fig. A3), the jet signature appears superimposed upon the emission of a broad line component. Proceeding like for the SiO analysis, we find that the jet emission can be fitted by a gaussian peaking at about $+56 \text{ km s}^{-1}$ and linewidth (FWHP) of $\approx 9 \text{ km s}^{-1}$ (see Table 1). These parameters are similar to those of the SiO jet emission. As for the transitions in the 1.3mm band (right column in Fig. A3), a large diversity of profiles is observed, which makes it difficult to disentangle with confidence the contribution of the jet from the broad line component. The situation is more complicated than for SiO. Again, it is quite likely that the beam filling factor of the SO emission is very small and is very sensitive to calibration and pointing errors. We do not take into account these transitions. High-angular resolution with NOEMA are required to clarify this issue.

3.4 Other species

Five transitions of H_2CO (1 para- and 4 ortho-) were detected at 2mm and 1.3mm. As can be seen in Fig. A2, the line profiles look all very similar. This is probably because they arise from transitions with similar A_{ij} and E_{up} . Interestingly, the line profiles also look very different from those of SiO and SO, as can be seen in Fig. 1 for instance. The broad line component detected in the former tracers emits very weakly in the H_2CO lines, permitting disentanglement of the jet emission.

The CS $J=2-1$ and $J=3-2$ lines were detected in the jet (Fig. A2). Like for H_2CO , the jet emission is easily disentangled from the broad line component.

The jet signature could be identified in the ground state

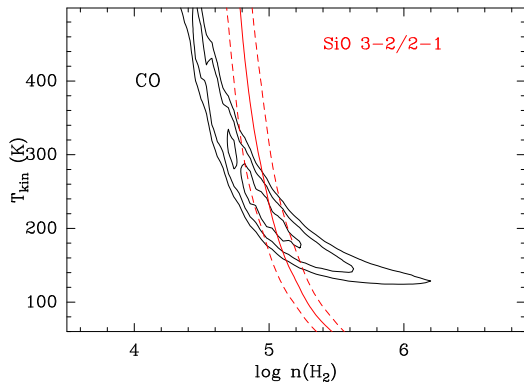


Figure 5. χ^2 distribution of LVG slab models for the CO emission in the plane $(n(\text{H}_2), T)$. Contour levels of 0.25, 0.50, 0.75 are drawn. The solid red curve draws the observed SiO 3-2/2-1 line intensity ratio as a function of $n(\text{H}_2)$ and T . An interval of 20% around the ratio is delineated by the dashed curves.

transition of HCN and HCO^+ as a weak component superimposed upon the broad line emission. Unlike the other tracers, the HCN intensity distribution decreases continuously with increasing velocity.

4 DISCUSSION

4.1 Physical conditions and molecular abundances

We have constrained the physical conditions and the abundance of the detected molecular species from the modelling of the line fluxes using the radiative transfer code MADEX in the large velocity gradient (LVG) approximation (Cernicharo 2012). For each molecular species, we have built a grid of models with density between 10^4 cm^{-3} and 10^8 cm^{-3} and temperature between 30 K and 800 K to determine the region of minimum χ^2 as a function of density and temperature.

4.1.1 The jet

As explained in the previous Section, the fluxes and the linewidths of the Northern jet molecular line emission were obtained from a simple Gauss fit to the line profiles. The results of the fits are summarized in Table 1. In order to derive the intrinsic brightness temperatures of the molecular transitions detected in the jet, the main-beam brightness temperature obtained from our simple Gauss fit analysis was corrected from the coupling between the jet and the telescope main-beam. The latter was estimated following the approach described in Lefloch et al. (2015) in their analysis of the Southern lobe of the CO jet. In a first step, the solid angle of the jet is estimated from the intersection between the half-power contour of the CO distribution mapped with the PdBI and the telescope main-beam. The former is modeled as a disk centered at the position of the protostar, of diameter equal to the HPBW.

In a second step, the corresponding beam filling factor is obtained from the ratio of the source solid angle to the telescope main beam. In our LVG calculations, we have

adopted a linewidth $\Delta v = 10 \text{ km s}^{-1}$ for CO, CS and SiO, and $\Delta v = 8 \text{ km s}^{-1}$ for H_2CO and SO, in agreement with the results of our Gauss fits to the line profiles (Table 1).

Our NOEMA CO map shows that the Northern jet emission is detected from a few arcsec away from the protostar (Fig. 2). The pointing uncertainties, which are typically $2''$ – $3''$, cast some uncertainties on the actual beam filling factor for the observations in the 1.3mm band, when the telescope beam (HPBW) is $\approx 10''$ and the covered jet length becomes smaller than the pointing uncertainties. For this reason, we have considered only the millimeter transitions detected in the 3mm and 2mm bands.

Our best fit model of the CO flux in the transitions $J=1-0$ to 4-3 yields a temperature $T_{\text{kin}} \approx 220 \text{ K}$, a gas column density $N(\text{CO}) = 2.7 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$, and a gas density $n(\text{H}_2) \approx 1.0 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$. We report in Fig. 5 our χ^2 analysis of the solutions in the plane (n, T) . Degeneracy is observed and possible solutions are found in the range $T_{\text{kin}} = 180$ – 300 K and $n(\text{H}_2) = (0.6$ – $2.0) \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$. The beam size is large enough to encompass material close to the protostar at the offset position $(+0'', +0'')$, so these physical conditions should represent a good approximation to those at the origin of the jet. Our radiative transfer code predicts a CO $J=1-0$ line intensity in reasonable agreement with the observations, when taking into account the jet-beam coupling. In what follows, we will adopt these values for the jet physical parameters in the direction of the protostar.

Analysis of the SO emission brings a very good constraint on the H_2 gas density, with $n(\text{H}_2) = (1$ – $2) \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$. Analysis of the CS, SiO and H_2CO lines are consistent with these results. This is illustrated in Fig. 5, in which we have reported the value of the SiO 3-2/2-1 line intensity ratio in the parameter space (n, T) . This ratio is a good probe of $n(\text{H}_2)$, whereas it is barely sensitive to the kinetic temperature. In the case of HCN and HCO^+ for which only one transition was detected, we ran our LVG code to determine the gas column density, adopting a kinetic temperature $T = 220 \text{ K}$ and a gas density $n(\text{H}_2) = 10^5 \text{ cm}^{-3}$. The molecular abundances were obtained from the ratio of gas column density of each species with respect to CO, assuming a standard CO abundance of 10^{-4} with respect to H_2 . They are summarized in Table 7. At the exception of HCO^+ , which is about one order of magnitude less, all the molecular species display similar abundances, of the order of 10^{-8} with respect to H_2 . We also note that the molecular gas density estimates are all very similar, $\approx 10^5 \text{ cm}^{-3}$.

As for the Southern lobe, we have considered only the molecular transitions detected in the 3mm and 2mm bands, and for each species we have determined the molecular gas column density adopting the kinetic temperature derived from the CO multi-transition analysis of Lefloch et al. (2015). As mentioned before and as can be seen in Fig. 1, several molecular line profiles deviate strongly from gaussianity, like SiO $J=2-1$ or SO. For this reason, we have measured only the flux integrated in the jet emission velocity range, between -150 and -100 km s^{-1} . The velocity-integrated fluxes are reported in Table 2. The gas density $n(\text{H}_2)$ derived from the SiO lines is of the order of $(2$ – $4) \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$. An upper limit was estimated for the species missed in Southern jet: HCN, CS and H_2CO . The results are summarized in Tables 5–7.

6 *J. Ospina-Zamudio et al.***Table 1.** Observational and spectroscopic properties of the molecular transitions detected in the Northern jet. The observational properties are obtained from a gauss fitting to the line profiles. Intensities are expressed in units of antenna temperature corrected for atmospheric absorption (T_A^*).

	ν (MHz)	E_{up} (K)	HPBW ($''$)	η_{MB}	W (K km s $^{-1}$)	V_0 (km s $^{-1}$)	Δv (km s $^{-1}$)	T_A^* (mK)	ff	
(+0'',+12'')										
CO	1-0	115271.202	5.5	21.7	0.83	2.87(.26)	57.7(.4)	9.4(1.0)	290	0.11
	2-1 ¹	230538.000	16.5	21.7	0.64	10.49(.10)	56.0(.1)	11.5(.1)	890	0.11
	3-2 ²	345795.990	33.2	14.3	0.67	37.07(.78)	56.0(.1)	10.4(.3)	3.35×10^3	0.17
	4-3 ²	461040.768	55.3	10.7	0.45	42.77(1.70)	56.5(.2)	9.4(.4)	4.4×10^4	0.21
(+0'',+0'')										
CO	1-0	115271.202	5.5	21.7	0.83	2.87(.26)	57.7(.4)	9.4(1.0)	205	0.043
SiO	2-1	86846.986	6.3	28.6	0.85	0.33(.01)	56.5(.2)	9.4(.4)	35(2.7)	0.043
	3-2	130268.687	12.5	18.9	0.81	0.32(.01)	55.9(.2)	9.4(.4)	33(4.2)	0.043
	5-4	217104.920	31.3	11.3	0.65	-	-	-	< 3.9 (*)	-
SO	2 ₂ -1 ₁	86093.957	19.3	28.6	0.85	0.102(.010)	55.5(.5)	10.9(1.4)	8.7(1.6)	0.043
	2 ₃ -1 ₂	99299.886	9.2	24.8	0.83	0.450(.008)	56.6(.1)	8.6(.2)	49.2(1.6)	0.043
	3 ₂ -2 ₁	109252.181	21.1	22.5	0.82	0.096(.012)	56.4(.6)	9.1(1.5)	9.9(2.0)	0.043
	3 ₃ -2 ₂	129138.901	25.5	19.1	0.81	0.246(.015)	57.1(.2)	8.2(.6)	28.2(3.3)	0.043
	3 ₄ -2 ₃	138178.654	15.9	17.8	0.80	0.772(.010)	56.5(.1)	8.2(.2)	88.2(2.0)	0.043
	4 ₃ -3 ₂	158971.811	28.7	15.5	0.76	0.364(.010)	56.7(.1)	7.9(.3)	43.1(2.3)	0.043
	4 ₄ -3 ₃	172181.403	33.8	14.3	0.74	0.346(.020)	53.6(.5)	8.8(.7)	37.1(4.0)	0.042
CS	2-1	97.980953	7.1	25.1	0.84	0.193(.009)	58.0(.2)	9.6(.5)	18.6(1.6)	0.043
	3-2	146.969026	14.1	16.7	0.78	0.223(.008)	57.1(.2)	9.4(.4)	22.3(2.6)	0.043
	5-4	244935.555	35.4	10.0	0.62	0.076(.027)	55.1(.2)	5.8(3)	12.3(2.1)	0.031
H ₂ CO	2 _{1,2} -1 _{1,1}	140839.516	6.8	17.5	0.80	0.371(.008)	57.2(.1)	7.7(.2)	45.1(2.6)	0.043
	2 _{0,2} -1 _{0,1}	145602.951	10.5	16.9	0.78	0.218(.006)	57.5(.1)	7.9(.3)	25.9(2.1)	0.043
	2 _{1,1} -1 _{1,0}	150498.335	7.5	16.3	0.76	0.271(.022)	57.2(.3)	7.3(.7)	34.8(1.8)	0.043
	3 _{1,3} -2 _{1,2}	211211.449	16.9	11.6	0.66	0.202(.030)	56.3(.8)	10.9(1.9)	17.4(3.1)	0.039
	3 _{1,2} -2 _{1,1}	225697.772	18.3	10.9	0.65	0.155(.027)	55.6(.4)	8.4(1.6)	17.3(3.8)	0.036
HCO ⁺	1-0	89.188526	4.3	27.6	0.85	0.197(.015)	56.2(.3)	7.9(.7)	23.5(1.5)	0.043
HCN	1-0	88.631602	4.3	27.7	0.85	0.090(.013)	57.9(.5)	7.1(1.0)	12.1(1.3)	0.043

¹Convolved at the resolution of the CO 1-0 line.²Observations with the JCMT.4.1.2 *The outflow*

The detection of carbon chains CCH, cyanopolyynes HC₃N, and Complex Organic Molecules like acetaldehyde CH₃CHO or methyl cyanide CH₃CN among many other species in the bipolar, low-velocity outflowing gas (the "outflow") by Ospina-Zamudio et al. (2018) makes it a member of the class of chemically active outflows, whose prototype for low-mass sources is the L1157 outflow (Bachiller et al. 2001). We have estimated the molecular abundance of the various jet tracers in both low-velocity outflow lobes following the same methodology as for the jet. In order to avoid contamination from the hot corino whose line profiles have a typical linewidth of 5–6 km s $^{-1}$ (see Ospina-Zamudio et al. 2018), the molecular transition fluxes from the outflowing gas were measured in the velocity intervals [-20;-14] km s $^{-1}$ and [-8;-2] km s $^{-1}$ for the Southern and Northern lobes, re-

spectively. The velocity-integrated fluxes measured in both outflow lobes are summarized in Table 3.

The filling factor was obtained from computing the convolution of the telescope main beam with the brightness distribution of the outflow cavity. The latter was assumed to be uniform and the shape of the outflow cavity close the protostar could be satisfactorily fitted by a parabola $z = 0.44r^2$ where the height z and radius r are expressed in arcsec units (see Fig. B1).

Our LVG analysis of the CO transitions $J=1-0$, $2-1$ and $3-2$ indicate similar physical conditions in both lobes with a gas kinetic temperature $T_{kin} \simeq 50$ K and a column density $N(\text{CO}) \simeq 1.2 \times 10^{17}$ cm $^{-2}$. These values are consistent with the physical conditions estimated towards the terminal bow shock HH377 in the Southern outflow lobe by Lefloch et al. (2015). Multi-line analysis of the other molecular tracers (SiO, SO, CS) indicate typical densities $n(\text{H}_2)$ in the range (1-4) $\times 10^5$ cm $^{-3}$ and (1-8) $\times 10^5$ cm $^{-3}$ in the Northern and

Table 2. Velocity-integrated flux and spectroscopic properties of the molecular transitions detected at 3mm and 2mm in the Southern jet. Line fluxes W are integrated between -150 and -100 km s $^{-1}$. Intensities are expressed in units of antenna temperature corrected for atmospheric absorption (T_A^*).

		ν (MHz)	E_{up} (K)	HPBW ($''$)	η_{MB}	W (K km s $^{-1}$)	ff
CO	1-0	115271.202	5.5	21.7	0.83	0.67	0.043
SiO	2-1	86846.986	6.3	28.6	0.85	0.10	0.043
	3-2	130268.687	12.5	18.9	0.81	0.18	0.043
SO	2 ₂ - 1 ₁	86093.957	19.3	28.6	0.85	0.03	0.043
	2 ₃ - 1 ₂	99299.886	9.2	24.8	0.83	0.04	0.043
	3 ₂ - 2 ₁	109252.181	21.1	22.5	0.82	-	0.043
	3 ₃ - 2 ₂	129138.901	25.5	19.1	0.81	-	0.043
	3 ₄ - 2 ₃	138178.654	15.9	17.8	0.80	0.05	0.043
	4 ₃ - 3 ₂	158971.811	28.7	15.5	0.76	0.04	0.043
	4 ₄ - 3 ₃	172181.403	33.8	14.3	0.74	0.04	0.042
CS	2-1	97.980953	7.1	25.1	0.84	-	0.043
	3-2	146.969026	14.1	16.7	0.78	-	0.043
H ₂ CO	2 _{1,2} -1 _{1,1}	140839.516	6.8	17.5	0.80	-	0.043
	2 _{0,2} -1 _{0,1}	145602.951	10.5	16.9	0.78	-	0.043
	2 _{1,1} -1 _{1,0}	150498.335	7.5	16.3	0.76	-	0.043
HCO ⁺	1-0	89.188526	4.3	27.6	0.85	0.39	0.043
HCN	1-0	88.631602	4.3	27.7	0.85	0.02	0.043

Southern outflow lobes, respectively. These values are consistent with the physical conditions derived towards HH377 in the Southern outflow lobe by Lefloch et al. (2015).

SiO: It is not possible to fit the whole SLED with one single gas component, as already discussed by Lefloch et al. (2015). These authors reported evidence for a gradient of excitation conditions in the outflow (see their Table 4). Their analysis of the CO gas indicates that the emission is dominated by a low-excitation component with $T_{\text{kin}} \approx 55$ –85 K. Therefore, we have modelled only the emission of the lower-excitation SiO lines $J=2-1, 3-2$.

H₂CO: All four ortho transitions 2_{1,2}-1_{1,1}, 2_{1,1}-1_{1,0}, 3_{1,3}-2_{1,2} and 3_{1,2}-2_{1,1} were fitted simultaneously. We then adopted the same temperature and density and we determined the column density N(p-H₂CO) necessary to reproduce the flux of the para transition 2_{0,2}-1_{0,1}. We obtain an ortho to para ratio of 2.5, which is compatible with the canonical value of 3, taking into account the flux uncertainties.

4.2 Chemical differentiation

How different are the physical and chemical conditions between the Northern and the Southern jets ?

The physical conditions estimated in the Northern jet indicate a higher temperature ($T \simeq 200$ K), a higher density ($n \simeq 10^5$ cm $^{-3}$) and a higher CO column density, three times as large in the Southern lobe. The CO gas distribution, as observed with the PdBI (Fig. 2) displays the same knotty structure in both jet lobes. A detailed multi-transition analy-

sis of the CO emission in the Southern jet, from millimeter to far-infrared wavelengths, showed evidence for the presence of gradients of excitation conditions, with dense ($\sim 10^6$ cm $^{-3}$) gas at high temperature (750–1200 K). Lefloch et al. (2015) interpreted as this hot gas component as the signature of internal shocks along the jet, acting as a local source of gas heating. We speculate that similar excitation components are also present in the Northern jet.

The jet dimensions (length and transverse size) as determined from the brightness contour at half power are found similar in both the Northern and Southern jets, and can be fitted approximately by an ellipse of $20'' \times 1.7''$, which implies a typical radius of $0.85''$ or 620 au for the jet. The radius of the high-velocity CO jet does not display significant variations with distance to the protostar, significantly much larger than the values reported towards molecular jets of low-mass protostars like HH212 (90AU, Cabrit et al. 2012) or L1157 (60-125AU, Podio et al. 2016). The CO brightness distribution appears rather loose at low intensity levels, suggesting the presence of a complex structure at subarcsec scale. The Parallactic Angle is different between the two lobes however, with values of $+64^\circ$ and $+69^\circ$, respectively. We note that the gas distribution extends to larger radii, up to about $1.7''$ ($2.0''$) in the Southern (Northern) jet, which is suggestive of *entrained gas* along the jet.

Comparison of the molecular abundances in the Northern and Southern jets shows that they are similar within a factor of 2. Differences in the relative composition are detected however: the most abundant species in the Northern jet are SO and H₂CO, with an abundance of about 4×10^{-8}

8 *J. Ospina-Zamudio et al.***Table 3.** Velocity-integrated emission of the jet tracers in the Northern and Southern outflow cavity lobes. The fluxes are integrated in the velocity intervals $[-20; -14]$ km s^{-1} and $[-8; -2]$ km s^{-1} , associated with the Southern and Northern outflow lobes, respectively. Intensities are expressed in units of antenna temperature corrected for atmospheric absorption (T_A^*).

		ν (MHz)	E_{up} (K)	HPBW ($''$)	η_{MB}	W($[-20; -14]$) (K km s^{-1})	W($[-8; -2]$) (K km s^{-1})	ff
CO	1-0	115271.202	5.5	21.7	0.83	11.9	9.8	0.20
	2-1	230538.000	16.5	21.7	0.64	23.2	20.7	0.20
	3-2	345795.990	33.2	14.3	0.67	27.2	25.0	0.24
SiO	2-1	86846.986	6.3	28.6	0.85	0.48	0.44	0.17
	3-2	130268.687	12.5	18.9	0.81	0.52	0.75	0.21
	5-4	217104.920	31.3	11.3	0.65	0.38	0.71	0.26
	6-5	260518.018	43.8	9.4	0.58	0.31	0.62	0.28
	7-6	303926.814	58.4	8.1	0.52	0.21	0.87	0.29
	8-7	347330.592	75.0	7.1	0.43	0.18	0.41	0.31
SO	2 ₂ -1 ₁	86093.957	19.3	28.6	0.85	0.11	0.15	0.17
	2 ₃ -1 ₂	99299.886	9.2	24.8	0.83	0.78	0.69	0.18
	3 ₂ -2 ₁	109252.181	21.1	22.5	0.82	0.19	0.15	0.19
	3 ₃ -2 ₂	129138.901	25.5	19.1	0.81	0.26	0.34	0.21
	3 ₄ -2 ₃	138178.654	15.9	17.8	0.80	0.89	1.20	0.22
	4 ₃ -3 ₂	158971.811	28.7	15.5	0.76	0.32	0.52	0.23
	4 ₄ -3 ₃	172181.403	33.8	14.3	0.74	0.31	0.56	0.24
	5 ₄ -4 ₃	206.176005	38.6	11.9	0.67	0.45	0.67	0.26
	5 ₅ -4 ₄	215.220650	44.1	11.4	0.66	0.27	0.86	0.26
	5 ₆ -4 ₅	219.949388	35.0	11.2	0.66	0.78	1.25	0.27
	6 ₅ -5 ₄	251.825759	50.7	9.8	0.60	0.24	0.89	0.28
	6 ₆ -5 ₅	258.255826	56.5	9.5	0.58	0.20	0.72	0.29
6 ₇ -5 ₆	261.843705	47.6	9.4	0.58	0.71	1.16	0.29	
CS	2-1	97.980953	7.1	25.1	0.84	1.50	0.96	0.14
	3-2	146.969026	14.1	16.7	0.78	1.59	1.58	0.18
	5-4	244935.555	35.4	10.0	0.62	0.85	1.51	0.22
	6-5	293912.089	49.4	8.4	0.52	0.53	2.22	0.24
	7-6	342882.854	65.8	7.2	0.43	0.41	0.96	0.25
H ₂ CO	2 _{1,2} -1 _{1,1}	140839.516	6.8	17.5	0.80	1.89	1.88	0.17
	2 _{0,2} -1 _{0,1}	145602.951	10.5	16.9	0.78	1.47	1.13	0.18
	2 _{1,1} -1 _{1,0}	150498.335	7.5	16.3	0.76	1.77	1.51	0.18
	3 _{1,3} -2 _{1,2}	211211.449	16.9	11.6	0.66	1.93	1.74	0.21
	3 _{1,2} -2 _{1,1}	225697.772	18.3	10.9	0.65	1.33	1.80	0.22
HCO ⁺	1-0	89.188526	4.3	27.6	0.85	1.88	1.13	0.17
HCN	1-0	88.631602	4.3	27.7	0.85	4.37	3.65	0.17

Table 4. Collisional coefficients adopted for LVG calculations with MADEX

Species	Collisional coefficients
CO	CO-H ₂ Yang et al. (2010)
SiO	SiO-p-H ₂ Dayou & Balança (2006)
SO	SO-He Lique et al. (2006)
H ₂ CO	H ₂ CO-H ₂ from Green (1991)
CS	CS-He Lique et al. (2007)
HCN	HCN-He Dumouchel et al. (2010)
HCO ⁺	HCO ⁺ -H ₂ Flower et al. (1999)

relative to H₂; on the contrary, the most abundant species in the Southern jet are SO and SiO, with a relative abundance

Table 5. Physical conditions determined in the Northern and Southern lobes for the high-velocity jet and the low-velocity outflow from a LVG analysis of the CO emission with the MADEX radiative transfer code.

	Jet		Outflow	
	North	South	North	South
T_{kin} (K)	180-300	80-100	50	50
$n(\text{H}_2)$ (10^5 cm^{-3})	0.6-2.0	0.5-1.0	1-4	1-7
$N(\text{CO})$ (10^{17} cm^{-2})	2.7	0.9	1.2	1.4

of 2×10^{-8} . Also, HCO⁺, appears to be more abundant by a factor of 2 in the Southern jet. CS and H₂CO, which are

Table 6. Molecular gas column densities (in cm^{-2}) determined in the Northern and Southern lobes for the high-velocity jet and the low-velocity outflow from a LVG analysis with the MADEX radiative transfer code.

	Jet		Outflow	
	North	South	North	South
CO	2.7(17)	0.9(17)	1.2(17)	1.4(17)
SiO	1.7(13)	1(13)	6(12)	5.5(12)
SO	1.0(14)	1(13)	8.5(13)	5.5(13)
H ₂ CO	1.2(14)	< 2(12)	7.0(13)	8.1(13)
CS	3.3(13)	< 3(12)	3.7(13)	5.5(13)
HCN	3.3(12)	< 5(11)	(4.0-7.5)(13)	1.0(14)
HCO ⁺	4.7(12)	1(13)	(5.5-8.0)(12)	1.7(13)

Table 7. Molecular abundances determined in the Northern and Southern lobes for the high-velocity jet and the low-velocity outflow, assuming a standard abundance ratio $[\text{CO}]/[\text{H}_2] = 10^{-4}$.

	Jet		Outflow	
	North	South	North	South
SiO	0.6(-8)	1(-8)	0.5(-8)	0.4(-8)
SO	3.7(-8)	1(-8)	7.1(-8)	3.9(-8)
H ₂ CO	4.4(-8)	< 0.2(-8)	5.8(-8)	5.8(-8)
CS	1.2(-8)	< 0.3(-8)	3.1(-8)	3.9(-8)
HCN	0.12(-8)	< 0.05(-8)	(3.3-6.3)(-8)	7.1(-8)
HCO ⁺	0.17(-8)	1(-8)	(0.46-0.67)(-8)	1.2(-8)

both undetected in the Southern jet, are underabundant by a factor of 4 *at least* with respect to the Northern jet.

Our analysis shows that the physical and chemical conditions in the Northern and Southern outflow lobes are very similar. As a matter of fact, the abundances of the jet molecular species vary by less than a factor of 2 between both outflow lobes (see Table 7).

Our unbiased spectral line survey of CepE-mm shows that the jet is often not detected in the tracers of the chemically-rich outflow gas, which proves a strong chemical differentiation between the jet and the outflow. As an example, none of the carbon chains, cyanopolynes or COM detected in the outflow, display any detectable signature in the protostellar jet. It is rather surprising that molecular species such as H₂CO and CS, which are detected in both outflow lobes with similar abundances, are only detected in the Northern jet, with an abundance similar to that of the outflow gas. Conversely, the abundances of molecular species detected both in the outflow and the jet are similar within a factor of a few (Table 7). The only exception is HCN, which is found much lower in the jet by one order of magnitude.

The question arises as to whether such a chemical differentiation is caused by the different physical conditions between the jet and the outflow or by a fundamentally different origin between the high-velocity material and the low-velocity outflow gas.

4.3 Origin of the emission

4.3.1 Evidence for jet entrained gas

Analysis of the molecular line emission reveals the presence of several species with abundances of the order of 10^{-8} . The detection of these various molecular species makes CepE-mm one of the richest molecular jets reported until now, together with L1448 and I04166 (Tafalla et al. 2010). Several observational facts are intriguing and are difficult to reconcile with an origin of the molecular emission in the protostellar jet. First, the jet diameter derived from the CO emission is about one order of magnitude larger than the values measured in typical Class 0 jets or predicted by models, which are usually of the order of a few 10 AU. This suggests that CO is not tracing the protostellar jet alone. Second, some of the most abundant species, like H₂CO (4.4×10^{-8} in the Northern jet) or HCO⁺ (10^{-8} in the Southern jet) are usually not detected in young protostellar jets. Last, a strong degree of chemical differentiation is observed between the Northern and Southern jets, which is difficult to understand if the jet is made of pristine material taken away from the protostellar disk or formed in the jet itself.

Therefore, it is quite likely that the emission detected in our spectral survey does *not* originate from the protostellar jet itself. We note that both the jet and the low-velocity outflow are dense, with a density $n(\text{H}_2) \approx$ a few 10^5 cm^{-3} in the jet up to $\sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$ in the entrained gas of the outflow. Under such conditions, the formation of a turbulent molecular layer at the interface between the jet and outflow cavity gas is to be expected.

The results of our study are biased by the lack of angular resolution of the IRAM 30m spectral line survey and we cannot exclude that different species are actually tracing different regions of the jet/outflow system. This hypothesis is supported by the differences observed between the line profiles of the molecular tracers (see Fig. 1). Interferometric observations at arcsec scale are required to clarify this point and better understand the chemical differentiation along the jet.

4.3.2 Shock-driven photochemistry at work?

Several of the measured molecular abundances are similar in the jet and the outflow and it is not clear whether this similarity is coincidental or it reflects the nature of the molecular-rich high-velocity gas, i.e. entrained gas from the outflow cavity. Even so, this hypothesis does not explain why some species are present in one lobe and not the other, as illustrated by HCO⁺ and H₂CO. Conversely, the HCN abundance in the jet is about one order of magnitude less than in the low-velocity outflow.

We propose that the unusual chemistry observed in/around the CepE-mm could be driven by internal shocks along the jet or in the turbulent layer of outflow gas entrained by the protostellar jet. As discussed by Lefloch et al. (2015) and in this work, there is strong evidence for the propagation of shocks and instabilities along the jet. The dynamical age of the jet is short enough, of the order of 1000 yr, that shocks are expected to display mixed C- and J-type components. We speculate that these shock components create a diffuse UV radiation field which will also illuminate the surrounding outflow gas.

10 *J. Ospina-Zamudio et al.*

Viti et al. (2002) have investigated the impact of such a shock-driven UV field on the chemical composition of the parental cloud gas at the interface with the outflow. Their modelling cannot be directly applied to the present situation as the chemical and physical conditions in the outflow gas are different from the quiescent envelope considered by them. On the one hand, the outflow gas is warmer than the envelope, and, on the other hand, dust grains have already been processed and a fraction of their icy mantles eroded through the bowshock responsible for the formation of the outflow. However, this modelling can bring some insight on processes at work in the Cep E-mm outflow/jet system. In their modelling, Viti et al (2002) consider a shock producing a UV radiation field with an intensity of $\chi = 10$ times the Habing radiation field (Habing, 1968). The shock-induced photoionization drives a rich photochemistry in the immediate vicinity of the outflow and progresses into the core material. As can be seen in their Figure 2, H_2CO and SO are produced with similarly high abundances ($\sim 10^{-7}$) and remain for several 10 yr in the gas phase. Interestingly, they find that the most abundant species immediately after CO and H_2O provided the surrounding gas temperature is not too high (30-100 K); under such conditions, HCO^+ is predicted to reach an abundance of a few 10^{-9} . A higher temperature (~ 1000 K) extends the duration of the chemically-rich phase, resulting in HCO^+ abundance of $\sim 10^{-8}$. Therefore, we find a good qualitative agreement between our observations and the predictions of this model. This agreement is very encouraging and supports the scenario of a shock-driven chemistry in a turbulent layer around the high-velocity jet.

Interferometric observations at subarcsec scale are required to elucidate the chemical differentiation observed along the jet and the behaviour of the different tracers, so to confirm or not the role of shock-driven chemistry in the outflow.

5 CONCLUSIONS

We have carried out a systematic search for molecular line emission in the Cep E-mm protostellar jet using the IRAM 30m telescope. In addition to CO, we have identified several molecular species in the jet : SO , SiO , H_2CO , CS , HCO^+ and HCN . We find evidence for chemical differentiation between the Northern and Southern jet lobes. Whereas all these aforementioned species are detected in the Northern jet, only CO, SO , SiO and HCO^+ are detected in the Southern jet.

A radiative transfer analysis of the molecular line emission in the Large Velocity Gradient approximation with MADEX has permitted us to constrain the physical and chemical conditions in the jet and the low-velocity outflow. We find the Northern jet is made of hot (180–300 K), dense $((0.6-2.0)\times 10^5 \text{ cm}^{-3})$ gas. Overall, the jet material appears warmer and denser in the Northern than in the Southern jet, where a kinetic temperature of 80–100 K and density of $(0.5-1.0)\times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ were determined by Lefloch et al. (2015). Overall, the jet appears warmer and less dense than the entrained outflowing gas, with $T_{kin} \simeq 50$ K and $n(\text{H}_2) = (1-7)\times 10^5 \text{ cm}^{-3}$. Interestingly, the physical conditions in the low-velocity gas are very similar in both outflow lobes.

The molecular abundances derived in the jet are of the

order of 10^{-8} , and are found similar to those determined in the low-velocity outflow gas. They reveal an unusual chemical composition with respect to that commonly observed in protostellar jets. A strong chemical differentiation is observed between both jet lobes. In the Northern jet, we find that H_2CO and SO are the most abundant species, immediately after CO. In the Southern jet, the most abundant species are SO , SiO and HCO^+ .

The transverse size of the CO jet was estimated ≈ 1200 au from Plateau de Bure observations at $1''$ angular resolution. This is much larger than the values reported in protostellar jets and suggests that the jet entrains a turbulent gas envelope in the course of its propagation.

We propose that the detected molecular species are the signatures of the specific photochemistry driven by the UV field generated by shocks in the turbulent envelope.

A good qualitative agreement is observed between the jet chemical composition and the predictions of a simple model of a turbulent layer at the outflow/cloud interface by Viti et al. (2002).

Interferometric observations at arcsec scale are required to elucidate the origin of the jet molecular emission, the observed differentiation, to confirm or not the proposed scenario.

ACKNOWLEDGEMENTS

Based on observations carried out under project number 033-16 with the IRAM 30m telescope. IRAM is supported by INSU/CNRS (France), MPG (Germany) and IGN (Spain). This work was supported by a grant from LabeX Osug@2020 (Investissements d'avenir - ANR10LABX56). This work has made use of MADEX (Cernicharo, 2012).

REFERENCES

- Bachiller, R., Pérez Gutiérrez, M., 1997, ApJ, 487, L93
 Bachiller, R., Guilloteau, S., Gueth, F., Tafalla, M., Dutrey, A., Codella, C., Castets, A., 1998, A&A, 339, L49
 Bachiller, R., Pérez Gutiérrez, M., Kumar, M.S.N., Tafalla, M., 2001, A&A, 372, 899
 Cabrit, S., Codella, C., Gueth, F., Nisini, B., Gusdorf, A., Dougados, C., Bacciotti, F., 2012, A&A, 468, L29
 Cernicharo, J., 2012, ECLA, European Conference on Laboratory Astrophysics, Eds. C. Stehlé, C. Joblin, and L. d'Hendecourt. EAS Publications Series, Vol. 58, 2012, pp.251-261
 Codella, C., et al., 2010, A&A, 518, L112
 Codella, C., et al., 2012, 757, L12
 Codella, C., Maury, A.J., Gueth, F., Maret, S., Belloche, A., Cabrit, S., Andr  , P., 2014, A&A, 2014, 563, L3
 Codella, C., Fontani, F., Ceccarelli, C., Podio, L., Viti, S., Bachiller, R., Benedettini, M., Lefloch, B., 2015, MNRAS, 449, L11
 Codella, C., et al., 2016, A&A, 586, L3
 Dayou, F., Balan  a, C., 2006, A&A, 459, 297
 Dumouchel, F., Faure, A., Lique, F., 2010, MNRAS, 406, 2488
 Flower, D., 1999, MNRAS, 305, 651
 Glassgold, A.E., Mamon, G.A., Huggins, P.J., 1991, ApJ, 373, 254
 G  mez-Ruiz, A.I., Wyrowski, F., Gusdorf, A., Leurini, S., Menten, K. M., 2013, A&A, 555, 8
 G  mez-Ruiz, A., et al., 2015, MNRAS, 446, 3346
 Green, S., 1991, ApJS, 76, 979

- Gusdorf, A., Pineau Des Forêts, G., Cabrit, S., Flower, D. R., 2008, *A&A*, 490, 695
- Hatchell, J., Fuller, G. A., Ladd, E.F., 1999, *A&A*, 346, 278
- Lefloch, B., Eisloffel, J., Lazareff, B., 1996, *A&A*, 313, L17
- Lefloch, B., et al., 2015, *A&A*, 581, 4
- Lefloch, B., et al., 2016, *MNRAS*, 462, 3937
- Lefloch, B., Ceccarelli, C., Codella, C., Favre, C., Podio, L., Vastel, C., Viti, S., Bachiller, R., 2017, *MNRAS*, 469, L73
- Lique, F., Spielfiedel, A., Dhont, G., Feautrier, N., 2006, *A&A*, 458, 331
- Lique, F., Spielfiedel, A., 2007, *A&A*, 462, 1179
- Moro-Martin, A., Noriega-Crespo, A., Molinari, S., Testi, L., Cericharo, J., Sargent, A., 2001, *ApJ*, 555, 146
- Noriega-Crespo, A., Garnavich, P.M., Molinari, S., 1998, *AJ*, 116, 1388
- Noriega-Crespo, A., et al., 2014, *New J. Phys.*, 16, 1005008
- Ospina-Zamudio, J., Lefloch, B., Ceccarelli, C., Kahane, C., Favre, C., López-Sepulcre, A., Montarges, M., 2018, *A&A*, 618, 145
- Panoglou, D., Cabrit, S., Pineau Des Forêts, G., Garcia, P.J.V., Ferreira, J., Casse, F., 2012, *A&A*, 538, 2
- Podio, L., et al., 2016, *A&A*, 593, L4
- Raga, A.C., Williams, D.A., Lim, A.J., 2005, *RMxAA*, 41, 137
- Sargent, A., 1977, *ApJ*, 218, 736
- Santangelo, G., et al., 2015, *A&A*, 584, 126
- Smith, M.D., Froebrich, D., Eisloffel, J., 2003, *ApJ*, 592, 245
- Tafalla, M., Santiago-García, J., Hacar, A., Bachiller, R., 2010, 522, 91
- Tafalla, M., Bachiller, R., Lefloch, B., Rodríguez-Fernández, N., Codella, C., López-Sepulcre, A., Podio, L., 2015, *A&A*, 573, L2
- Taylor, S.D., Raga, A.C., 1995, *A&A*, 296, 823
- Viti, S., Natarajan, S., Williams, D.A., 2002, *MNRAS*, 336, 797
- Yang, B., Stancil, P.C., Balakrishnan, N., Forrey, R.C., 2010, *ApJ*, 718, 1062

APPENDIX A: MOLECULAR TRANSITIONS DETECTED IN THE PROTOSTELLAR JET OF CEPE-MM.

APPENDIX B: MODELLING OF THE OUTFLOW CAVITIES

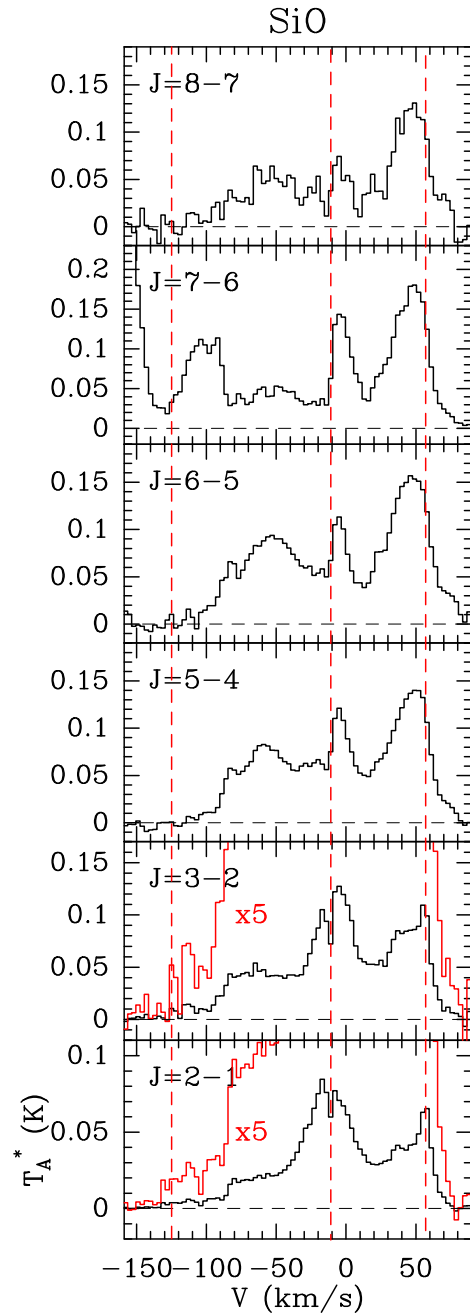


Figure A1. Montage of the SiO transitions detected with the IRAM 30m telescope. The jet emission peak velocity in the blue and redshifted lobe at $v_{lsr} = +57 \text{ km s}^{-1}$ and -125 km s^{-1} , respectively, is marked with a red dashed line. Fluxes are expressed in units of antenna temperature T_A^* , corrected for atmospheric absorption.

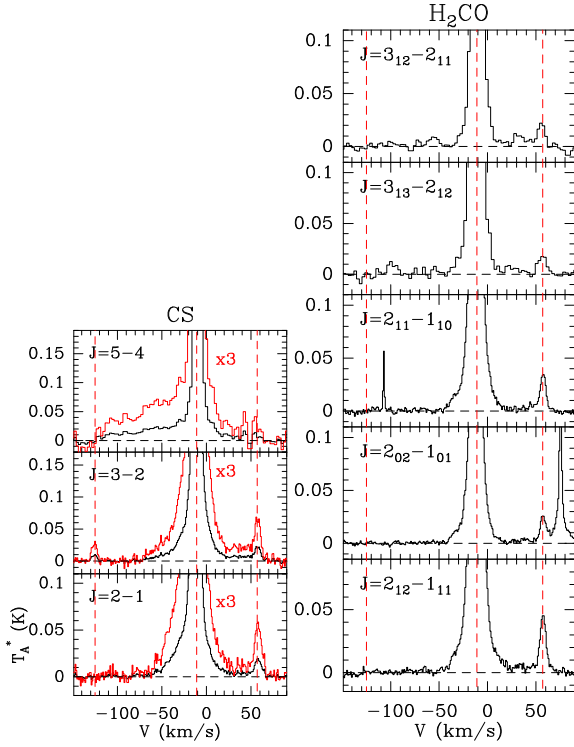
12 *J. Ospina-Zamudio et al.*

Figure A2. (*left*) Montage of the CS transitions (left) and H₂CO transitions (right) detected with the IRAM 30m telescope. The jet emission peak velocity in the blue- and redshifted lobe, at $v_{lsr} = -125 \text{ km s}^{-1}$ and $+57 \text{ km s}^{-1}$, respectively, is marked with a red dashed line. Fluxes are expressed in units of antenna temperature T_A^* , corrected for atmospheric absorption.

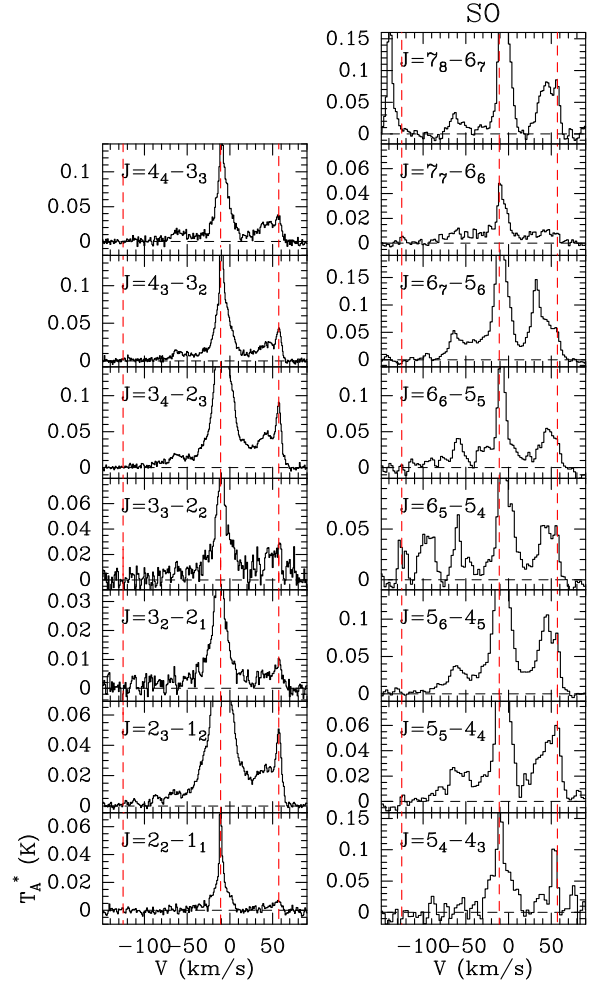


Figure A3. Montage of the SO transitions detected with the IRAM 30m telescope. The jet emission peak velocity in the blue- and redshifted lobe, at $v_{lsr} = -125 \text{ km s}^{-1}$ and $+57 \text{ km s}^{-1}$, respectively, is marked with a red dashed line. Fluxes are expressed in units of antenna temperature T_A^* , corrected for atmospheric absorption.

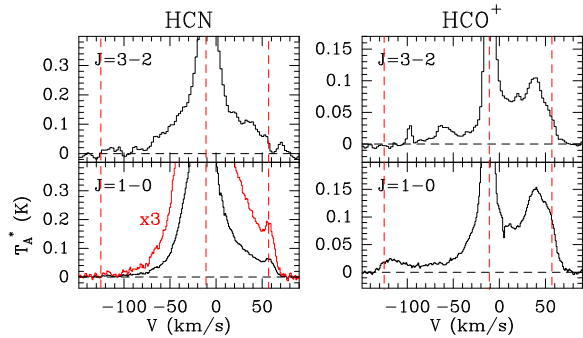


Figure A4. (Left) Montage of the HCN transitions detected with the IRAM 30m telescope. The jet emission peak velocity in the blue- and redshifted lobe, at $v_{l,sr} = -125 \text{ km s}^{-1}$ and $+57 \text{ km s}^{-1}$, respectively, is marked with a red dashed line. (Right) Montage of the HCO^+ transitions detected with the IRAM 30m telescope. The jet emission peak velocity in the blue- and redshifted lobe, at $v_{l,sr} = -125 \text{ km s}^{-1}$ and $+57 \text{ km s}^{-1}$, respectively, is marked with a red dashed line. Fluxes are expressed in units of antenna temperature T_A^* , corrected for atmospheric absorption.

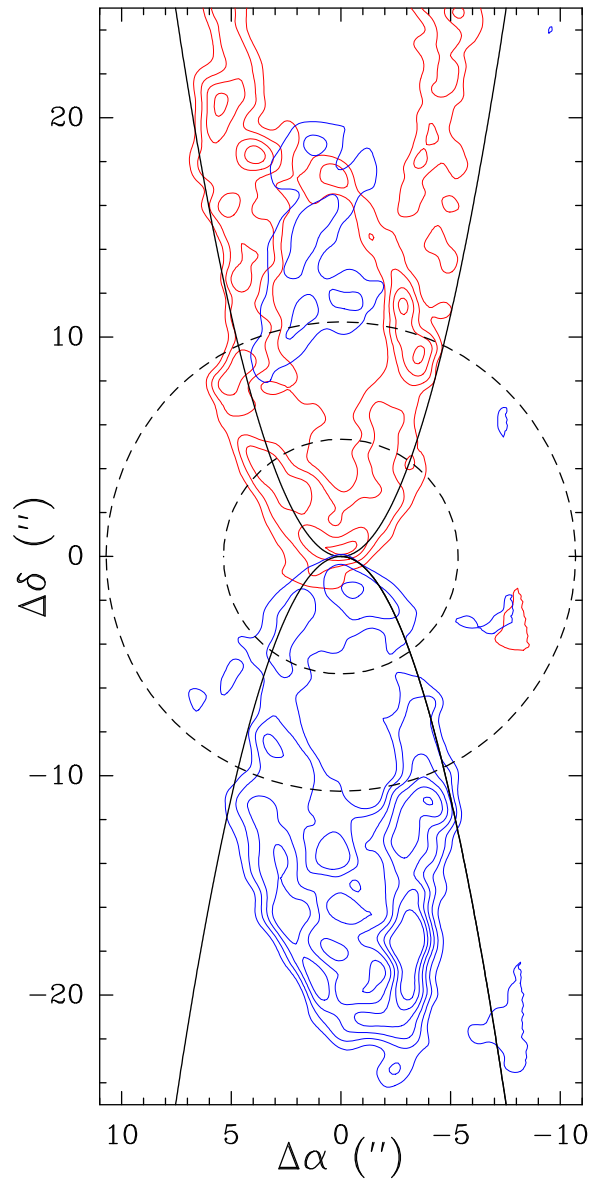


Figure B1. CO $J=2-1$ emission in the low velocity outflow cavity as observed with the Plateau de Bure interferometer at $1''$ resolution. The emission is displayed in a rotated frame so that the main axis of each outflow cavity coincides with the δ -axis. In the Northern lobe (red contours) the flux is integrated between -8 and -2 km s^{-1} and the rotation angle is 12° . In the Southern lobe (blue contours), the flux is integrated between -20 and -14 km s^{-1} and the rotation angle is 20° . First contour and contour interval are $1.3 \text{ Jy/beam km s}^{-1}$ in both lobes. The fit to the outflow cavities $\delta = \pm 0.44\alpha^2$ is superimposed in black. The size of the IRAM 30m main beam (HPBW) at the frequency of the CO $J=1-0$ and $2-1$ lines drawn by the circles in dashed.

Troisième partie

RÉGIONS PROTOSTELLAIRES INTERNES VUE PAR INTERFÉROMÉTRIE MILLIMÉTRIQUE

VII

CARTOGRAPHIES À 2.3'' ET 1.4'' DE RÉOLUTION ANGULAIRE

Sommaire

1.	Observations et réduction des données	116
2.	Émission continuum	116
2.1.	Distribution spatiale et multiplicité	117
2.2.	Propriétés physiques	121
3.	Émission moléculaire	123
3.1.	Distribution de l'émission moléculaire	125
3.2.	Flux filtré par l'interféromètre	125
3.3.	Différentiation chimique	127
3.4.	Hot Corino	131
3.4.1.	Taille du hot corino	131
3.4.2.	Paramètres physiques des espèces moléculaires	132
4.	SOLIS	133

VII.1 Observations et réduction des données

Le projet W14AF a été observé pendant l’hiver 2014–2015 dans les bandes à 3 mm et à 1.3 mm. À 3 mm, la bande spectrale couvrant les fréquences 85.9 – 89.7 GHz a été observée le 3 et le 12 Décembre 2014 ainsi que le 6 et 7 Mars 2015. Les observations ont été réalisées dans les configurations B et C de l’interféromètre, avec des lignes de base entre les antennes allant de 21 m à 443 m, ce qui a permis de récupérer l’émission des échelles spatiales comprises entre 34'' et 1.6''. Un unique champ de vue centré sur la position nominale de la protoétoile Cep E-mm a été observé. Pendant les observations de cette bande, la phase avait un rms $\leq 50^\circ$. La quantité de vapeur d’eau précipitable dans l’atmosphère (*precipitable water vapor*; pwv) était inférieure à 10 mm et la température du système était comprise entre 60 – 200 K. Les observations ont été réalisées dans des conditions convenables et seulement 1% des données n’a pas été utilisé pour la calibration et la création des cartes.

À 1.3 mm, la bande spectrale 216.8 – 220.4 GHz a été observée le 9 Décembre 2014, le 13 et 24 Avril 2015 et le 7 Décembre 2015. Les observations ont été réalisées dans les configurations compactes C et D avec des lignes de bases entre les antennes allant de 19 m à 176 mm, ce qui a permis de récupérer l’émission dans des échelles comprises entre 14.7'' et 1.5''. Une mosaïque de cinq champs de vue espacés d’un demi-lobe (HPFW) a été réalisée pour cartographier l’émission de la protoétoile et de l’ensemble de son flot. Les offsets des champs de vue par rapport à la position nominale de Cep E-mm sont : (−9'', −20.8''), (−4.5'', −10.4''), (0'', 0''), (+4.5'', +10.4'') et (+4.5'', +20.8''). Pendant les observations de cette bande, la phase était stable avec un rms $\leq 45^\circ$. La quantité de vapeur d’eau pwv était inférieure à 3 mm et la température du système était comprise entre 100 – 200 K. Les observations ont été réalisées dans des conditions convenables avec seulement 2% des données qui a été exclue du jeu final de données.

Le spectromètre *Wideband Express* (WideX) a été connecté aux récepteurs avec une résolution spectrale de 2 MHz, soit une résolution en vitesse radiale $\Delta v = 6.8 \text{ km s}^{-1}$ et 2.7 km s^{-1} dans la bande à 3 mm et 1.3 mm, respectivement. Certaines transitions moléculaires particulièrement intéressantes (SiO $J = 5 - 4$ par exemple) ont été observées parallèlement avec une plus haute résolution spectrale ($\Delta f = 625 \text{ kHz}$) en utilisant le mode *Narrow Band* du corrélateur.

La calibration (corrections des effets liés à l’instrumentation et à l’atmosphère) et la réduction des données ont été réalisées suivant la procédure standard avec le logiciel GILDAS¹. La reconstitution des images a été réalisée en adoptant un poids pour les visibilité dit *poids naturel* : le poids pour chaque visibilité $W(u, v)$ est égal à $W(u, v) = 1/\sigma_{u, v}$ avec $\sigma_{u, v}$ le bruit des visibilité. Ce poids naturel n’introduit donc aucun biais dépendant de la largeur des lignes de base. Ainsi, les tailles des lobes synthétiques Ω_{NOEMA} des cartes produites à 3 mm et à 1.3 mm sont égales à $2.38'' \times 2.13''$ (PA = 60°) et $1.46'' \times 1.39''$ (PA = 72°), respectivement. Les incertitudes de calibration du flux absolu sont $\leq 10\%$ et $\leq 20\%$ à 3 mm et 1.3 mm, respectivement. Enfin, le bruit rms typique par canal spectral est compris entre 3 – 5 mJy/beam dans la bande à 3 mm, et entre 1 – 3 mJy/beam dans la bande à 1.3 mm.

Les propriétés observationnelles sont résumées dans la Table VII.1.

VII.2 Émission continuum

À l’issue de la calibration, les cubes de données interférométriques sont composés de l’émission du continuum de la poussière ainsi que de l’émission des raies moléculaires. Afin d’analyser les deux contributions individuellement, il est important de séparer ces deux types d’émission et de

¹ <http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS>

TABLE VII.1. : Propriétés observationnelles du projet W₁₄AF avec NOEMA.

Fenêtre Spectrale (GHz)	Unité Spectrale	Résolution Δf (MHz)	Résolution δv (km s ⁻¹)	Config.	Ω_{NOEMA} (" × ")	PA (°)	rms (mJy/beam)
85.9 – 89.6	WideX	2	7.0 – 6.7	BC	2.38 × 2.13	60	1 – 3
86.0 – 86.2	Narrow	0.625	2.2	BC	2.46 × 2.20	52	3
86.7 – 86.9	Narrow	0.625	2.1	BC	2.46 × 2.19	48	3
88.5 – 88.7	Narrow	0.625	2.1	BC	2.39 × 2.07	-133	3
89.1 – 89.3	Narrow	0.625	2.1	BC	2.36 × 2.06	49	3
216.8 – 220.4	WideX	2	2.8 – 2.7	CD	1.46 × 1.39	72	3 – 5
217.3 – 217.6	Narrow	0.625	0.9	CD	1.42 × 1.41	40	10
218.7 – 218.9	Narrow	0.625	0.9	CD	1.46 × 1.37	-90	8

soustraire l'émission continuum du cube des données moléculaires. Pour ce faire, on commence par identifier les intervalles spectraux libres d'émission moléculaire. Une fois ces canaux choisis, on moyenne l'émission de chaque intervalle pour obtenir le flux continuum. Ensuite, la carte de l'émission continuum est soustraite à chaque canal (α , δ , v) du cube de données. Dans une dernière étape, on s'assure que les intervalles spectraux choisis pour estimer le flux du continuum sont en effet libres d'émission moléculaire. Si un des canaux en question montre de l'émission moléculaire, une nouvelle carte du continuum est créée sans tenir compte de ces canaux suivi de la soustraction de ce nouveau continuum dans le cube. La procédure est répétée jusqu'à obtenir un résultat cohérent. On récupère ainsi un cube d'émission moléculaire et une carte du continuum totalement séparés l'un de l'autre.

Les cartes continuum du projet W₁₄AF à 3 mm et à 1.3 mm sont présentées dans la Figure VII.1. Les cubes d'émission moléculaires sont présentés et analysés dans la Section VII.3.

VII.2.1 Distribution spatiale et multiplicité

La carte de l'émission à 3 mm révèle un cœur de poussière avec une géométrie elliptique en première approche. Le pic d'émission est localisé à la position nominale de Cep E-mm. La taille non-déconvoluée du cœur à mi-hauteur du pic d'émission ($S_{3\text{mm}} = 10.0 \pm 0.1$ mJy/beam) est égale à $2.8'' \times 2.2''$ avec un PA = 45°. La forme elliptique n'est pas un effet dû à la convolution de l'émission de la source avec le lobe synthétique ($2.38'' \times 2.13''$, PA = 60°) vis-à-vis de la différence du rapport des grands et petits axes de la source (1.3) et du lobe synthétique (1.1). La taille déconvoluée du cœur est marginalement résolue et est égale à $1.2''$, soit 870 ua. La carte montre aussi de l'émission peu brillante et étendue vers la direction nord-est de la protoétoile. En intégrant l'émission provenant de la région définie par le contour à 3σ (1^{er} contour en pointillés du panneau gauche de la Figure VII.1), le flux total de la condensation est égal à $S_{3\text{mm}} = 15.9$ mJy.

La carte du continuum à 1.3 mm est présentée dans le panneau de droite de la Figure VII.1. Comme pour la carte à 3 mm, le pic d'émission est localisé à la position nominale de Cep E-mm. Le cœur de l'émission a une géométrie elliptique avec une taille à mi-hauteur du pic d'émission égale à $1.56'' \times 1.08''$ avec un PA = 45° (déconvolué du lobe synthétique de dimension $1.46'' \times 1.39''$, PA = 72°), soit 1140×790 ua. La carte montre une émission de faible intensité vers l'ouest du cœur avec une forme d'aile. Cette émission suit la paroi de la cavité de flot du lobe Sud. Mais à

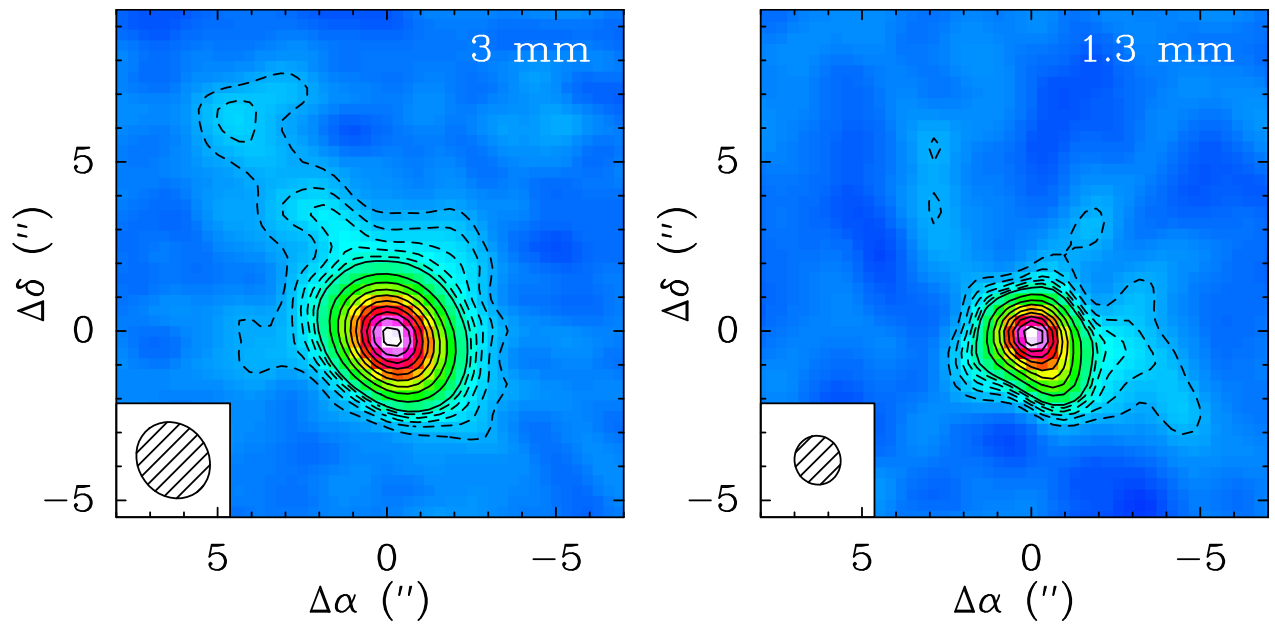


FIGURE VII.1. : Émission du continuum de Cep E-mm obtenue avec le projet W₁₄AF (2014 – 2015). Les contours en pointillés noirs affichent l'émission entre 3σ et 11σ par palier de 2σ . Les contours en noir continu affichent l'émission au delà de 3σ par palier de 6σ . La taille du beam synthétique Ω_{NOEMA} est représentée par l'ellipse grise. *Gauche* : Continuum à 3 mm. L'intensité au pic de l'émission et le bruit de la carte sont égaux à 10.0 et 0.1 mJy/beam, respectivement. La taille du beam synthétique vaut $2.38'' \times 2.13''$ avec un angle PA = 60° . *Droite* : Continuum à 1.3 mm. L'intensité au pic ainsi que le bruit de la carte sont égaux à 99.2 et 1.2 mJy/beam, respectivement. La taille du beam synthétique vaut $1.46'' \times 1.39''$ avec un angle PA = 72° .

la différence de la carte à 3 mm, le pic d'émission ne se trouve pas au centre de la distribution du flux continuum. Ceci suggère l'existence d'au moins une deuxième source à l'intérieur du cœur de poussière. Dans ce qui suit, nous déterminons les propriétés physiques des deux condensations de poussières, nommées Cep E-A et Cep E-B.

A partir du jeu de données à 1.3 mm il a été déterminé la position, la taille ainsi que le flux des deux condensations du continuum par un fit dans la table des visibilité. Pour faciliter la compréhension de la méthodologie appliquée, on nomme la table des visibilité à 1.3 mm *table AB*. Deux distributions Gaussiennes à 1D ont été adoptées pour fitter chacune des deux condensations. Premièrement, la composante la plus brillante, *A*, est ajustée dans la *table AB* et une nouvelle table de visibilité avec les résidus de cet ajustement est générée : la *table B*. Ensuite, la deuxième composante est ajustée à partir de cette *table B*. Le modèle de ce dernier ajustement est utilisé pour soustraire la contribution de la *table B* dans la *table AB*, et créer ainsi la *table A* résiduelle. De façon itérative on ajuste les distributions de chacune de ces composantes indépendamment et on soustrait les modèles résultants dans la *table AB*. La procédure est achevée quand les trois paramètres du modèle (position, taille et flux intégré $S_{1.3\text{mm}}$) varient de moins de 1% entre chaque itération, pour chacune des composantes. L'ajustement a convergé au bout de 9 itérations. Finalement, la reconstitution des images en adoptant un poids naturel a été réalisée pour déterminer le flux au pic de l'émission $S_{1.3\text{mm}}^{\text{beam}}$ de chacune des condensations, *A* et *B*, individuellement (voir Figure VII.2). Les paramètres physiques extraits de cette procédure sont récapitulés dans la Table VII.2. La composante la plus brillante, Cep E-A, se trouve à la position nominale de la protoétoile avec une taille de $1.20'' \pm 0.01''$ de diamètre (875 ua, déconvolué du lobe synthétique). Le flux au pic est égal à 97.1 mJy/1.4''-beam et un flux total égal à 168.8 ± 0.7 mJy. La composante la moins brillante, Cep E-B, se trouve décalée de la position nominale de la protoétoile par $(-0.8''; -1.5'')$, soit à $1.7''$ (1250 ua) dans la direction

TABLE VII.2. : Propriétés physiques du cœur Cep E-mm et des condensations A et B.

	Cep E-mm	Cep E-A	Cep E-B
Size ($''$) ^a	1.56×1.08	1.2	0.9
Size (au) ^a	1141×788	875	670
Peak Coordinates ($''$)	(+0, +0)	(+0, +0)	(-0.8, -1.5)
$S_{1.3\text{mm}}^{\text{beam}}$ (mJy/beam)	99.4	97.1	26.2
$S_{1.3\text{mm}}$ (mJy)	233	168.8^{b}	40.3^{b}

a :FWHM, beam-deconvolved.

b :Best fit results.

sud-ouest de Cep E-A. Cette composante a une taille en diamètre égale à $0.92'' \pm 0.02''$ (670 ua), marginalement résolue par la taille du lobe synthétique $\theta_{\text{NOEMA}} = 1.4''$. On a estimé le flux au pic de l'émission à $26.2 \text{ mJy}/1.4''\text{-beam}$ ainsi que le flux total à $40.3 \pm 0.6 \text{ mJy}$, soit un facteur quatre fois moins intense que la composante brillante.

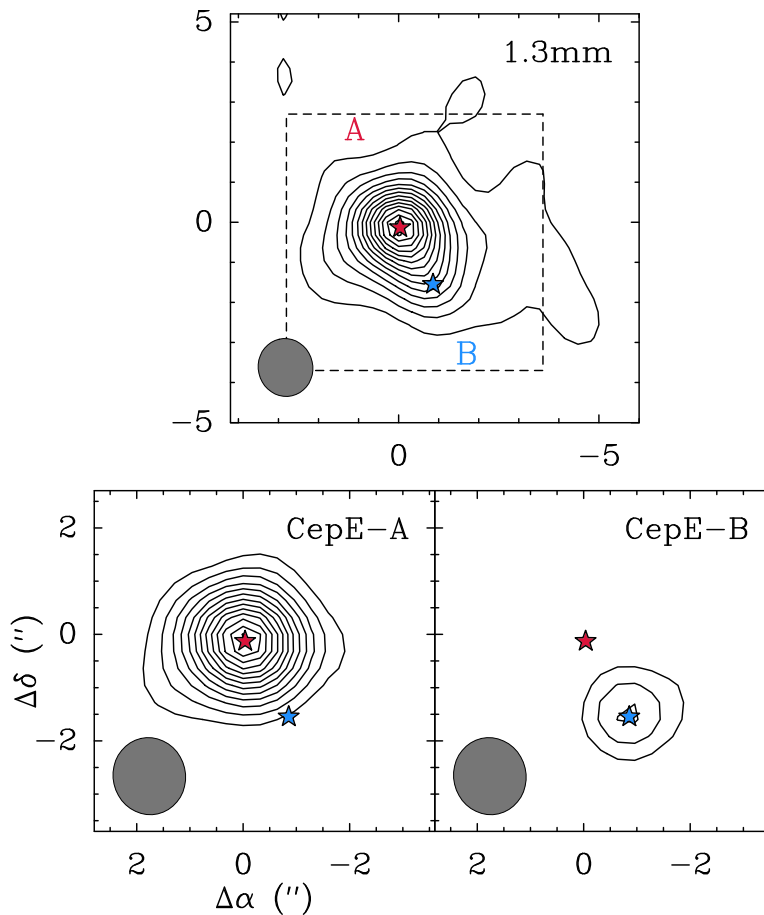


FIGURE VII.2. : **Haut** : émission du continuum de Cep E-mm à 1.3 mm. Le contour de base et l'espacement entre chaque contour correspondent à $3.6 (3\sigma)$ et $7.2 \text{ mJy}/\text{beam}$ (6σ). L'intensité au pic vaut $99.2 \text{ mJy}/1.4''\text{-beam}$. L'étoile rouge et l'étoile bleu pointent vers la position de Cep E-A et Cep E-B, respectivement. **Bas** : émission du continuum provenant de la condensation Cep E-A (gauche) et Cep E-B (droite) individuellement (voir texte). Le premier contour et l'espacement entre contours correspondent à $10.8 (9\sigma)$ et $7.2 \text{ mJy}/\text{beam}$ (6σ). L'intensité au pic des deux condensations A et B est égale à 97.1 et $26.2 \text{ mJy}/1.4''\text{-beam}$, respectivement.

Les observations interférométriques ci-dessus sont juste suffisantes pour résoudre marginalement les deux cœurs de continuum; cependant elles nous permettent déjà une première estimation de leurs propriétés physiques (position, taille et leur flux).

Pour clarifier la nature des deux condensations, préstellaire ou protostellaire, nous avons cherché des indications d'éjection de matière associée à l'une ou l'autre des sources à partir de l'émission SiO, un traceur moléculaire des jets associés aux jeunes protoétoiles (Lefloch et al., 1998). Lors du projet W₁₄AF, nous avons obtenu des cartes des transitions SiO J = 2 – 1 et J = 5 – 4. Je présente ici seulement des cartes de la transition J = 5 – 4, qui bénéficient d'une meilleure résolution spatiale, dans la Figure VII.3.

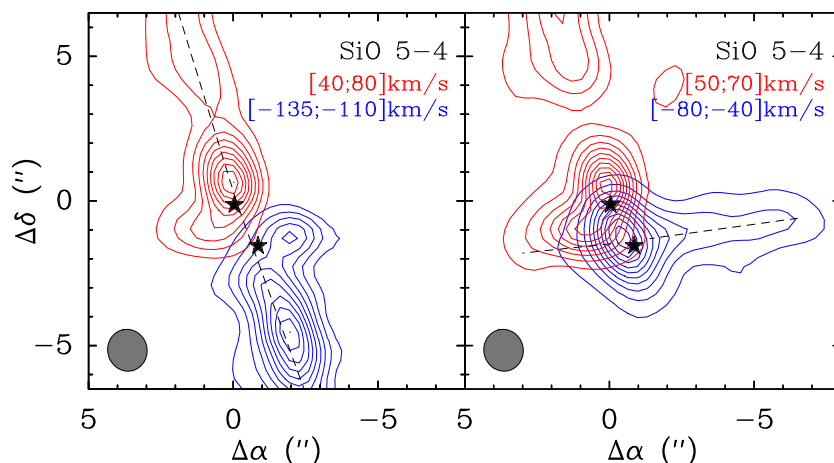


FIGURE VII.3. : L'émission du jet vue avec la transition J = 5 – 4 du SiO. Les étoiles en noir pointent vers les positions des deux cœurs de poussière Cep E-A et Cep E-B. *Gauche* : Les contours en bleu et en rouge représentent les émissions intégrées entre -135 et -110 km s⁻¹ et entre $+40$ et $+80$ km s⁻¹, respectivement. Le premier contour ainsi que l'espacement entre deux contours sont égaux à 10% de leurs intensités maximales. *Droite* : Les contours en bleu et en rouge représentent les émissions intégrées entre -80 et -40 km s⁻¹ et entre $+50$ et $+70$ km s⁻¹, respectivement. Le premier contour et l'espacement entre deux contours sont égaux à 5% et 10% de leurs intensités maximales, respectivement.

Le panneau de gauche de la Figure VII.3 montre l'émission de la transition SiO J = 5 – 4 intégrée entre -135 et -110 km s⁻¹ (contours en bleu) et entre $+40$ et $+80$ km s⁻¹ (contours en rouge). Dans ces intervalles de vitesse, on distingue clairement un jet bipolaire, collimaté dont l'axe est tracé par la ligne noire en pointillés, dans la direction NE-SW. On retrouve le jet haute vitesse associé à l'objet de Herbig Haro HH377 (Lefloch et al., 1996, 2011, 2015), et dont les deux lobes se rejoignent à la position de Cep E-A, ce qui confirme son association avec cette protoétoile.

Le panneau de droite de la Figure VII.3 montre l'émission de la même transition intégrée entre -80 et -40 km s⁻¹ (en bleu) et entre $+50$ et $+70$ km s⁻¹ (en rouge). On note qu'une partie seulement de l'émission provient du flot moléculaire de Cep E-A. L'émission dans le lobe *bleu* montre une structure de jet, collimatée, dans la direction W; dans le lobe *rouge*, on observe une structure plus petite mais avec la même orientation sur le ciel. Ces deux structures sont alignées dans la direction E-W avec un PA = 8°, suggestives de la présence d'un deuxième jet moléculaire, asymétrique. La ligne noire en pointillés marque l'axe du jet dont on remarque qu'il est décalé de Cep E-A d'approximativement 1.5''. Par contre, les deux lobes du jet se chevauchent légèrement à la position de Cep E-B.

On en conclut que Cep E-mm est un système binaire protostellaire, dont chaque membre, A et B, génère un jet moléculaire haute vitesse.

VII.2.2 Propriétés physiques

La structure physique à grande échelle de l'enveloppe de poussière de Cep E-mm a été étudiée par [Crimier et al. \(2010\)](#). Les auteurs ont estimé les profils de densité et de température de la poussière à partir d'un modèle unidimensionnel de l'émission du continuum observée avec SCUBA et Spitzer à 24, 70, 450, 850 et 1300 μm . Les observations ont été conduites avec des résolutions angulaires dans la gamme $7.5'' - 14.8''$. Leur modèle ne tient donc compte que des régions externes ($> 8''$) de l'enveloppe. Ils ont contraint un profil en loi de puissance pour la densité $n(r) \propto r^{-p}$, avec $p = 1.88$. Dans la région interne de leur modèle ($r < 500 \text{ ua}, 0.7''$), ils ont estimé de manière auto-cohérente le profil de température $T(r) \propto r^{-q}$, avec $q = 1.10$. Dans l'approximation de Rayleigh-Jeans et on considérant l'émission de la poussière optiquement mince, l'émission du continuum peut s'écrire aussi sous la forme d'un profil en loi de puissance $I(r) \propto r^{-(p+q-1)}$. Pour des observations interférométriques ceci se traduit par une distribution de visibilité $V(b) \propto b^{(p+q-3)}$ qui dépend uniquement des coefficients des lois de puissance de la densité et de la température. Le modèle de [Crimier et al. \(2010\)](#) prévoit donc $V(b) \propto b^{-0.02}$, soit une valeur $(p + q) = 2.98$ dans la région interne ($r < 0.7''$) de Cep E-mm.

La Figure [VII.4](#) montre l'ajustement d'un profil en loi de puissance aux visibilité du continuum à 3 et 1.3 mm des observations W14AF. Le flux observé par single-dish à 1.3 mm, 790 mJy ([Lefloch et al., 1996](#)), a été utilisé pour combler le flux provenant du *zero-spacing*. À 3 mm, nous avons adopté le flux prédit par le modèle de [Crimier et al. \(2010\)](#), 80 mJy. Il en résulte $V_{3\text{mm}}(b) \propto r^{(-0.44 \pm 0.01)}$ et $V_{1.3\text{mm}}(b) \propto r^{(-0.47 \pm 0.01)}$. Soit une valeur $(p + q) = 2.56 \pm 0.01$ et 2.53 ± 0.01 à 3 et 1.3 mm, respectivement. Ces deux valeurs sont en bon accord entre elles, et elles sont inférieures à celle de [Crimier et al. \(2010\)](#), 2.98. Une telle valeur plus basse est cohérente avec un profil de densité plus abrupt dans les régions internes sondées par l'interféromètre.

Parallèlement, l'ajustement des visibilité en loi de puissance a été faite vers les condensations Cep E-A et -B indépendamment. Les tables de visibilité à 1.3 mm résultantes de la séparation des deux cœurs (voir Chapitre [VII.2.1](#)) ont été ajustées. Il en résulte $(p + q) = 2.54$ et 2.25 pour Cep E-A et Cep E-B, respectivement. En adoptant le coefficient du profil de température $q = 1.1$ pour les deux cœurs ([Crimier et al., 2010](#)), nous obtenons des profils de densité $n_A \propto r^{-1.4}$ et $n_B \propto r^{-1.2}$. Ces valeurs sont à prendre avec précaution car l'estimation du coefficient q dans modèle de [Crimier et al. \(2010\)](#) ignore la structure physique à petite échelle.

Les paramètres physiques (T_{dust} , $n(\text{H}_2)$ et M) du cœur de poussière Cep E-mm et des deux condensations Cep E-A et -B ont été estimés à partir des observations à 1.3 mm en s'appuyant sur le modèle de [Crimier et al. \(2010\)](#). Nous avons adopté une opacité massique $\kappa_{1.3\text{mm}} = 0.0089 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ en bon accord avec les valeurs de [Ossenkopf and Henning \(1994\)](#) pour des grains couverts de glace dans un milieu de densité $n = 10^6 \text{ cm}^{-3}$ (modèle OH5).

Pour le cœur de poussière Cep E-mm, nous avons adopté une température $T_{\text{dust}} = 55 \text{ K}$ qui correspond à la température du modèle de [Crimier](#) à un rayon $r = 480 \text{ ua}$ du cœur. À partir des observations à 1.3 mm, on obtient ainsi une colonne densité moyennée sur le lobe synthétique ($1.4''$) $N(\text{H}_2) = (5.7 \pm 1.0) \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ et la densité du gaz moyennée sur la taille du cœur $n(\text{H}_2) = (4.0 \pm 0.8) \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$. Cette dernière valeur est cohérente avec la densité prédite par ([Crimier et al., 2010](#)) au même rayon : $4.3 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$. En prenant le flux intégré (233 mJy), on estime une masse de la condensation $M = 0.8 \pm 0.2 M_{\odot}$. L'opacité $\tau_{1.3\text{mm}}$ de l'émission du continuum est estimée à partir de l'opacité massique $\kappa_{1.3\text{mm}}$ et de l'estimation de la densité de colonne $N(\text{H}_2)$:

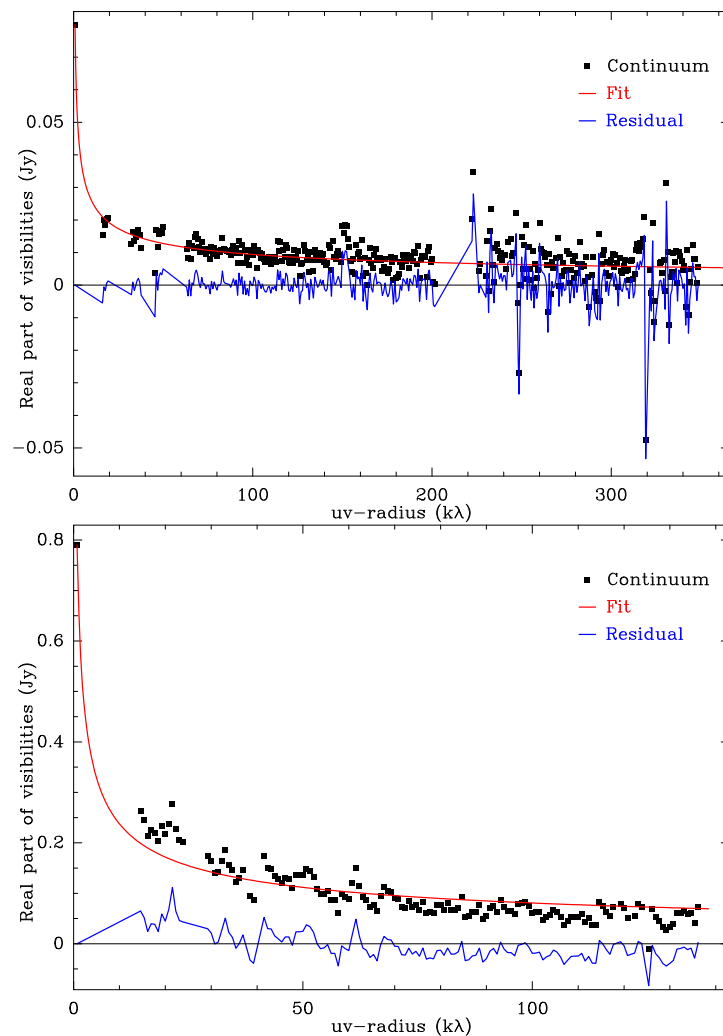


FIGURE VII.4. : Émission du continuum (partie réelle des visibilités) à 3 mm (en *haut*) et à 1.3 mm (en *bas*) des observations du projet W14AF. En rouge l'ajustement d'un profil en loi de puissance pour les visibilités moyennes par pas de 1 m, en fonction de la largeur de la base. Les résidus du fit sont affichés en bleu. Le flux au zero-spacing sont extrapolés du modèle de [Crimier et al. \(2010\)](#) à 3 mm (80 mJy) et de la carte continuum observée par [Lefloch et al. \(1996\)](#) à 1.3 mm (790 mJy).

$$\tau_{1.3\text{mm}} = N(\text{H}_2) \times \kappa_{1.3\text{mm}} \times \mu(\text{H}_2) \times m(\text{H}), \quad (\text{VII.1})$$

avec $\mu(\text{H}_2) = 2.33$ le poids moyen moléculaire et $m(\text{H}) = 1.67 \times 10^{-24}$ g la masse de l'hydrogène atomique. Il vient ainsi $\tau_{1.3\text{mm}} = (1.7 \pm 0.3) \times 10^{-2}$, ce qui permet de conclure que l'émission continuum est optiquement mince à 1.3 mm.

L'estimation des propriétés physiques de chaque condensation A et B est délicate car le profil de température T_{dust} de [Crimier et al. \(2010\)](#) ne tient pas compte de la nature binaire du système. En supposant que Cep E-A domine non seulement l'émission millimétrique mais l'ensemble de la SED, alors ce profil de température peut être appliqué directement pour estimer les paramètres de la condensation A. Il vient $T_{\text{dust}} = 60$ K (pour un rayon $r = 440$ ua), et l'on obtient $N(\text{H}_2) = (5.2 \pm 1.0) \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$, $n(\text{H}_2) = (4.0 \pm 0.8) \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ et la masse de poussière totale $M = 0.6 \pm 0.1 M_{\odot}$.

Pour Cep E-B on ne peut pas utiliser directement le modèle de température. Pour ce faire, on a imposé deux limites à la température : $T_{\text{dust,max}} = 60$ K similaire à celle de Cep E-A, et $T_{\text{dust}} = 25$ K qui correspond à la température prédite par le modèle de Crimier à la distance de Cep E-B (1.7"). On obtient ainsi la densité de colonne du gaz $N(\text{H}_2) = (1.3 - 4.0) \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$, la densité du gaz $n(\text{H}_2) = (1.3 - 4.0) \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ et la masse de la source B $M = (0.13 - 0.38) M_{\odot}$.

Les propriétés physiques du cœur de poussière Cep E-mm, ainsi que des deux condensations Cep E-A et -B, sont résumées dans la Table [VII.3](#).

TABLE VII.3. : Propriétés physiques du cœur de Cep E-mm et des condensations Cep E-A et -B dérivées du projet W14AF à 1.3 mm.

	Cep E-mm	Cep E-A	Cep E-B	
Taille (") ^a	1.6×1.1	1.2	0.9	
Taille (au) ^a	1150×800	875	670	
$S_{1.3\text{mm}}^{\text{beam}}$ (mJy/beam)	99.4	97.1	26.2	
$S_{1.3\text{mm}}$ (mJy)	233	168.8	40.3	
T_{dust} (K) ^b	55	60	25	60
$N(\text{H}_2)$ (10^{23} cm^{-2})	5.7	5.2	4.0	1.3
$n(\text{H}_2)$ (10^7 cm^{-3})	4.0	4.0	4.0	1.3
M (M_{\odot})	0.8	0.6	0.4	0.13

a :FWHM, déconvolué du lobe synthétique.

b :[Crimier et al. \(2010\)](#)

VII.3 Émission moléculaire

L'observation des bandes spectrales avec NOEMA a confirmé la richesse moléculaire de la source, en révélant 22 espèces moléculaires, avec une densité spectrale σ (raies/GHz) plus importante dans la bande à 1.3 mm ($\sigma = 15.1$) qu'à 3 mm ($\sigma = 6.7$). Parmi les espèces identifiées, deux d'entre elles n'ont pas été détectées dans notre relevé spectral avec le télescope de 30m de l'IRAM : l'*Ethyl Cyanide* $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$ et l'*Acétone* CH_3COCH_3 . La Table [VII.4](#) récapitule les molécules présentes dans les bandes observées, ainsi que le nombre de transitions détectées, la gamme correspondante d'énergies E_{up} et de coefficients d'émission spontanée A_{ul} .

TABLE VII.4. : Molécules présentes dans les observations interférométriques du projet W14AF avec le nombre de transitions détectées n , leur niveau d'énergie E_{up} et leur coefficients d'Einstein A_{ul} .

Molécule	n	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} \cdot s^{-1}$)
C ¹⁸ O	1	15.8	0.1
HCO ⁺	1	4.3	4.2
H ¹³ CO ⁺	1	4.2	3.4
H ₂ CO	3	21.0 – 68.1	15.7 – 28.2
H ₂ ¹³ CO	1	32.9	25.6
H ₂ CCO	1	76.5	11.9
HCOOH	1	58.6	11.5
E-CH ₃ OH	4	45.5 – 500.5	1.2 – 4.7
A-CH ₃ OH	2	373.9 – 745.6	1.9 – 4.3
CH ₂ DOH	4	10.6 – 58.7	0.5 – 3.3
HCOOCH ₃	7	20.1 – 111.5	1.0 – 15.3
CH ₃ CHO	1	18.3	1.5
CH ₃ OCH ₃	1	253.4	5.4
CH ₃ COCH ₃	2	119.1	21.0 – 43.1
HNCO	4	10.5 – 231.1	0.8 – 15.1
HN ¹³ CO	1	58.0	15.1
NH ₂ CHO	1	60.8	74.7
HCN	1	4.3	2.4
HC ¹³ N	1	4.1	2.2
HC ¹⁵ N	1	4.1	2.2
DCN	1	20.9	38.3
HC ₃ N	3	131.0 – 452.3	82.6 – 83.0
C ₂ H ₅ CN	2	135.6 – 139.9	86.7 – 88.8
C ₂ H	4	4.2	1.1 – 1.2
c-C ₃ H ₂	3	35.4 – 54.0	13.0 – 40.3
H ₂ S	1	84.0	4.9
OCS	1	99.8	3.0
O ¹³ CS	1	99.5	3.0
SO	2	19.3 – 35.0	0.5 – 13.6
SiO	2	6.3 – 31.3	2.9 – 52.1

6 transitions détectées à plus de 5σ n'ont pu être attribuées à aucune espèce moléculaire présente dans les catalogues publics JPL et CDMS et pour cette raison ont été classées U (*Unidentified*). La Table VII.5 résume leurs caractéristiques spectrales.

TABLE VII.5. : Raies non identifiées (U) du projet W14AF, en unités de T_{mb} .

Fréquence (MHz)	W K.km/s	T_{pic} mK	Δv km/s
86543.5 ± 0.6	2.6 ± 0.1	235 ± 26	10 ± 1
89329.0 ± 1.0	1.3 ± 0.1	119 ± 28	10 ± 1
217492.0 ± 0.8	2.7 ± 0.3	332 ± 45	8 ± 1
218067.1 ± 0.7	1.2 ± 0.2	198 ± 41	5 ± 1
218709.0 ± 0.7	1.8 ± 0.3	221 ± 43	7 ± 2

VII.3.1 Distribution de l'émission moléculaire

Comme le montre la Figure VII.5, l'essentiel de l'émission des COMs provient d'une région compacte et centrée sur la position du cœur continuum Cep E-A. On détecte une émission brillante de transitions de hauts niveaux supérieurs d'énergie ($E_{up} > 100$ K) comme pour CH_3OH allant jusqu'à un $E_{up} = 746$ K, mais aussi pour $HCOOCH_3$, CH_3OCH_3 , CH_3COCH_3 , $HCOOCH_3$ et C_2H_5CN avec des niveaux d'énergies allant jusqu'à 290 K. Cette région chaude et compacte est aussi tracée par des espèces chimiquement liées aux COMs, telles que H_2CO et $HNCO$ ou encore HC_3N . On note l'émission de transitions vibrationnellement excitées de CH_3OH et HC_3N . Il est intéressant de noter qu'aucune émission moléculaire ne provient du deuxième cœur de poussière Cep E-B.

On voit une émission étendue et brillante en direction Nord-Est des parois de cavités du flot de Cep E-A, dans des traceurs de jets comme SO , SiO et CO , mais aussi par H_2CO , $HNCO$ et CH_3OH et les cyanopolynes HCN et HC_3N .

Contrairement aux COMs, l'émission des chaînes carbonées $c-C_3H_2$ et C_2H (Figure VII.5) ne pointe pas vers la position du cœur A ni celle du cœur B. L'émission est peu contrastée et s'étend dans une région de $5''$. L'émission des chaînes carbonées n'est donc pas associée aux protoétoiles, mais provient plutôt de leur enveloppe parentale. Une partie importante de l'émission provient également des parois de cavités du lobe sud de l'outflow, en accord avec le relevé spectral single-dish qui révélait la signature de la composante eBL dans les profils spectraux.

VII.3.2 Flux filtré par l'interféromètre

En pratique, les observations interférométriques ne couvrent pas la totalité de l'espace des visibilités, surtout pour les visibilités à petite ligne de base. Ceci implique que l'émission des sources spatialement étendues est partiellement filtrée. Il en résulte une atténuation de l'intensité du flux de ces sources. Compléter les observations interférométriques avec des observations single-dish, donc une ligne de base nulle dite *zero-spacing*, permet de compenser la perte du flux filtré. Cette technique requiert des cartes single-dish observées avec une sensibilité comparable à celles obtenues par interférométrie. Malheureusement, dans le cadre de cette thèse nous n'avons pas réalisé des cartes dont les deux types d'observations recouvrent la même gamme de fréquences. Cependant, la perte de flux liée aux observations NOEMA peut être estimée à partir de la comparaison avec le relevé spectral mené avec l'antenne de 30m. Pour ce faire, la résolution spatiale des observations

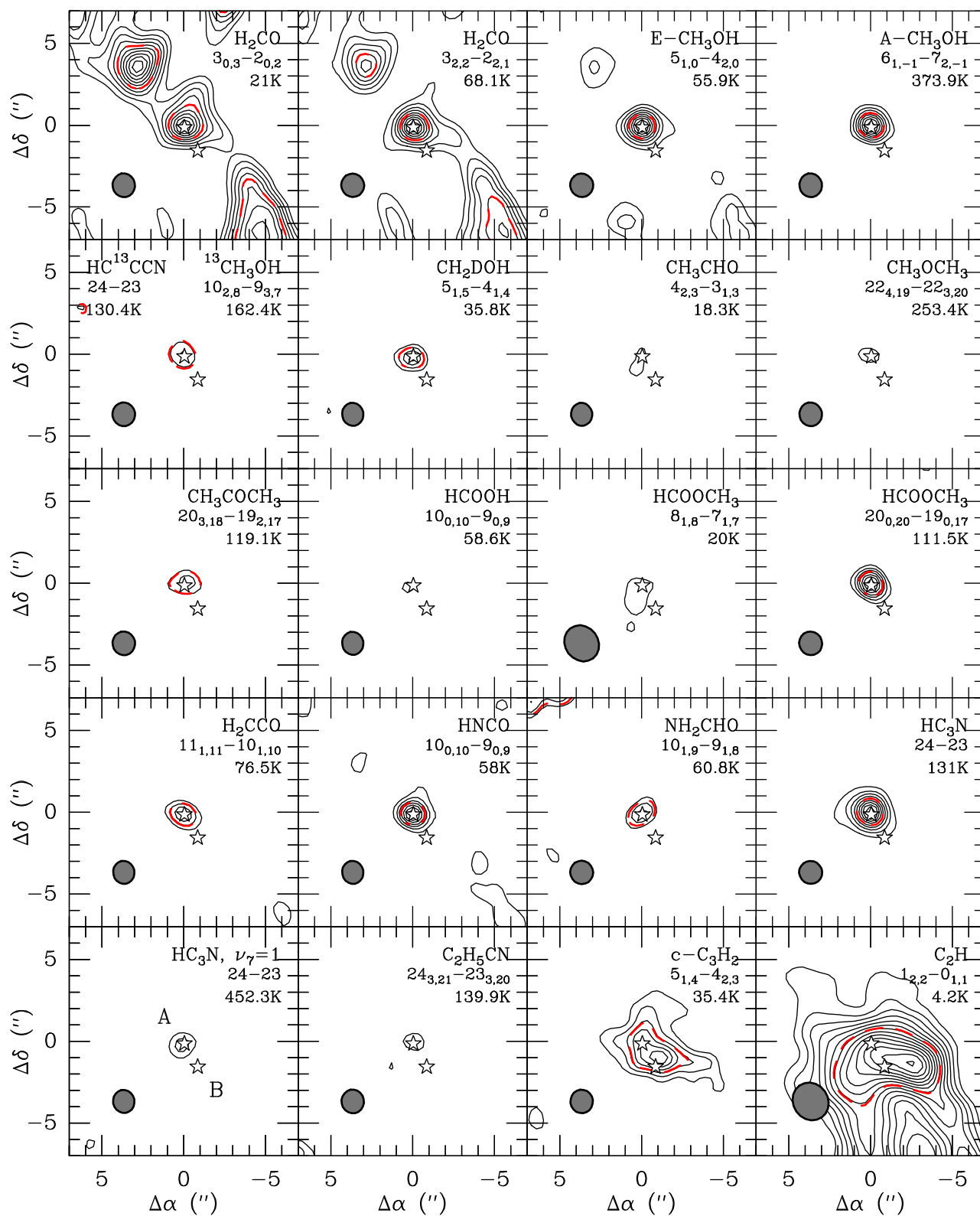


FIGURE VII.5. : Cartes d'émission intégrée des COMs et espèces chimiquement liées aux COMs. Pour les cartes de H_2CO , le premier contour et les espacements entre chaque contour équivalent à 10% de l'intensité intégrée maximale. Pour $\text{E-CH}_3\text{OH}$, le premier contour et les espacements entre eux équivalent à 3σ . Pour les autres molécules, le premier contour et l'espacement entre chaque contour équivalent à 3σ et 2σ , respectivement. Les contours en pointillés rouge marquent l'intensité à mi-puissance pour chaque carte, uniquement si elle est plus grande à 3σ . La position de Cep E-A et de Cep E-B sont marquées par les étoiles. L'ellipse en gris représente la taille du lobe synthétique pour chacune des cartes.

par l'interféromètre doit être dégradée à la taille du champ de vue des observations par single-dish. Une convolution est faite par une gaussienne dont l'écart type σ vaut :

$$\sigma^2 = \frac{\theta_{30m}^2 - \theta_{NOEMA}^2}{(2\sqrt{\ln 2})^2} \quad (\text{VII.2})$$

Les spectres du 30m ont été convertis de température d'antenne T_A^* en température *main-beam* T_{mb} . Cette conversion dépend de la *Forward efficiency* F_{eff} et de la *Beam efficiency* B_{eff} par la relation :

$$T_{mb} = \frac{F_{eff}}{B_{eff}} T_A^* \quad (\text{VII.3})$$

L'intensité des cartes produites par interférométrie (Jy/beam) a aussi été exprimée en unités de T_{mb} . La conversion dépend de la longueur d'onde observée λ et de la taille du lobe synthétique selon la relation :

$$1 \text{ K} = \frac{\lambda^2}{2 \times 1.38 \times 10^3 \times \pi \times \Omega_{NOEMA}} \text{ Jy/beam.} \quad (\text{VII.4})$$

Pour finir, si l'un des deux jeux de données présente une meilleure résolution spectrale, celle-ci est dégradée pour qu'elles soient similaires.

Après avoir appliqué cette procédure aux données $W_{14}AF$ et au relevé IRAM 30m, nous avons identifié les raies moléculaires d'intensité $\geq 5\sigma$ en commun aux deux spectres. Les panneaux des Figures VII.6 et VII.7 montrent ces différentes raies moléculaires. Chaque transition est divisée en 2 panneaux. Celui de gauche montre les spectres des deux instruments et celui de droite la carte obtenue avec NOEMA ainsi que le lobe principal des observations 30m. La Table VII.6 indique la quantité de flux récupérée par les observations interférométriques pour chacune de ces transitions.

Il ressort que la totalité du flux des transitions moléculaires de niveau d'énergie $E_{up} > 80 \text{ K}$ de CH_3OH , HC_3N , H_2S et OCS est récupérée. La particularité de ces transitions est que l'essentiel de l'émission trace une région compacte autour de la protoétoile Cep E-A.

La carte de la transition $3_{2,1} - 2_{2,0}$ du H_2CO à 218760 MHz avec un $E_{up} = 68 \text{ K}$ (3^{ème} panneau de la colonne à droite de la Figure VII.6) montre de l'émission provenant des parois de cavités mais l'essentiel du flux provient de la région compacte autour de Cep E-A. Le flux total récupéré par NOEMA est égal à 60%. Quand on compare les spectres NOEMA et 30m, on remarque qu'à la vitesse systémique (marquée avec la ligne hachurée) l'intensité entre les deux spectres est égale (à 1σ près). Mais plus on s'écarte vers des grandes vitesses et moins on récupère de flux avec l'interféromètre. Le flux filtré provient donc des parois de cavités dont l'émission est étendue. La transition moins excitée $3_{0,3} - 2_{0,2}$ du H_2CO à 218222 MHz ($E_{up} = 21 \text{ K}$, 3^{ème} panneau de la colonne à gauche de la Figure VII.6) montre, quant à elle, une forte émission provenant des parois de cavités, comparable à l'émission provenant de la région compacte autour de Cep E-A. Il en résulte seulement 30% du flux récupéré par NOEMA.

Le flux des transitions moléculaires à faible niveau d'énergie ($E_{up} < 20 \text{ K}$) est fortement filtré, et 20% à 50% du flux collecté par le 30m est récupéré par l'interféromètre. Ceci est le cas pour les chaînes carbonées CCH (cf. Figure VII.7) et $\text{c-CH}_3\text{H}_2$ ce qui est cohérent avec le fait que le flux de ces espèces provient de l'enveloppe froide et étendu de Cep E-mm.

VII.3.3 Différentiation chimique

Les cartes d'émission des COMs obtenues avec NOEMA (Figure VII.5) montrent que les distributions de flux sont piquées sur Cep E-A; il n'y a aucune émission moléculaire centrée sur Cep E-B.

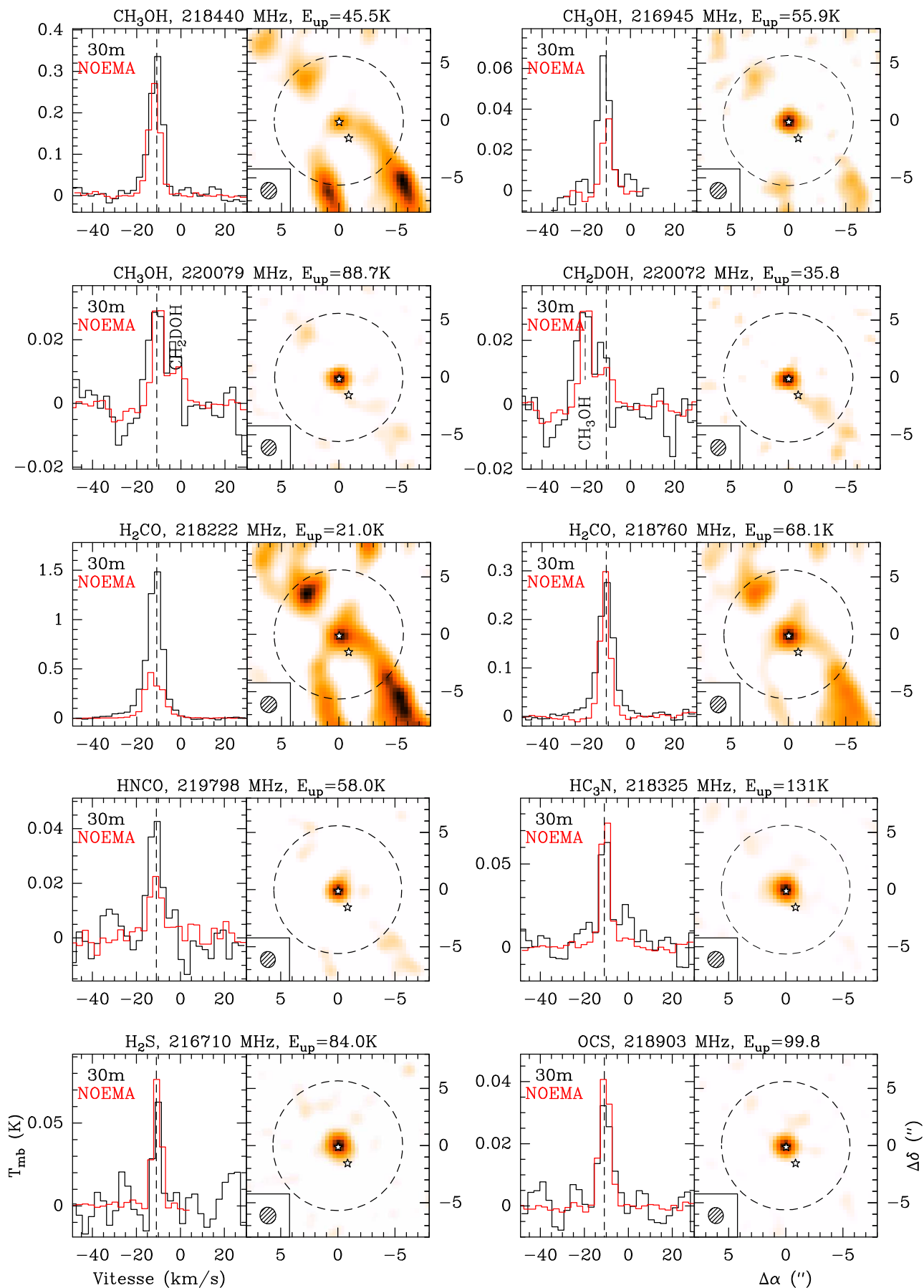


FIGURE VII.6. : Comparaison du flux récupéré par l'interféromètre NOEMA au flux total détecté à l'IRAM 30m pour 10 transitions moléculaires entre 216 et 220 GHz. Pour chaque panneau on présente à gauche : le spectre 30m (noir) et le spectre NOEMA (rouge) convolué à la taille du lobe principal du 30m. Les deux spectres sont affichés avec la même résolution spectrale (voir texte). Le trait en pointillé en noir indique la vitesse systémique du nuage $v_{\text{LSR}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$; à droite : carte d'émission intégrée obtenue par NOEMA. Le lobe synthétique est représenté par le disque hachuré dans le coin gauche inférieur de la carte. Le lobe principal des observations au 30m est représenté par le cercle en pointillé noir. Les positions des protoétoiles Cep E-A et Cep E-B sont marquées par les étoiles.

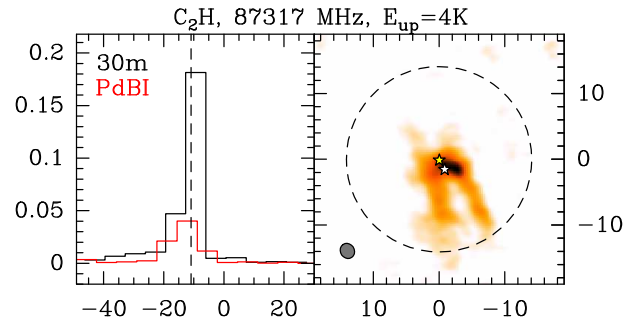


FIGURE VII.7. : Idem. à la Figure VII.6 pour des transitions des chaînes carbonées.

TABLE VII.6. : Flux détectés avec une intensité $\geq 5\sigma$ avec NOEMA et comparés au flux détecté avec le télescope de 30m.

Molécule	Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	Récup. (%)
CH ₃ OH	218440	4 _{2,0} – 3 _{1,0}	37.6	60
	216946	5 _{1,0} – 4 _{2,0}	48.0	50
	220079	8 _{0,0} – 7 _{1,0}	88.7	90
CH ₂ DOH	86669	2 _{1,1,0} – 2 _{0,2,0}	10.6	20
	220072	5 _{1,5,0} – 4 _{1,4,0}	35.8	60
H ₂ CO	218222	3 _{0,3} – 2 _{0,2}	21.0	30
	218760	3 _{2,1} – 2 _{2,0}	68.1	60
HCOOCH ₃	89315	8 _{1,8,1} – 7 _{1,7,1}	20.1	30
HC ₃ N	218325	24 – 23	131	100
H ₂ CCO	220178	11 _{1,11} – 10 _{1,10}	76.5	60
HNCO	219798	10 _{0,10} – 9 _{0,9}	58.0	50
CCH	87317	1 _{2,2} – 0 _{1,1}	4.2	30
	87329	1 _{2,1} – 0 _{1,0}	4.2	25
	87402	1 _{1,1} – 0 _{1,1}	4.2	25
	87407	1 _{1,0} – 0 _{1,1}	4.2	25
c-C ₃ H ₂	217940	5 _{1,4} – 4 _{2,3}	35.4	50
H ₂ S	216710	2 _{2,0} – 2 _{1,1}	84.0	100
OCS	218903	18 – 17	99.8	100

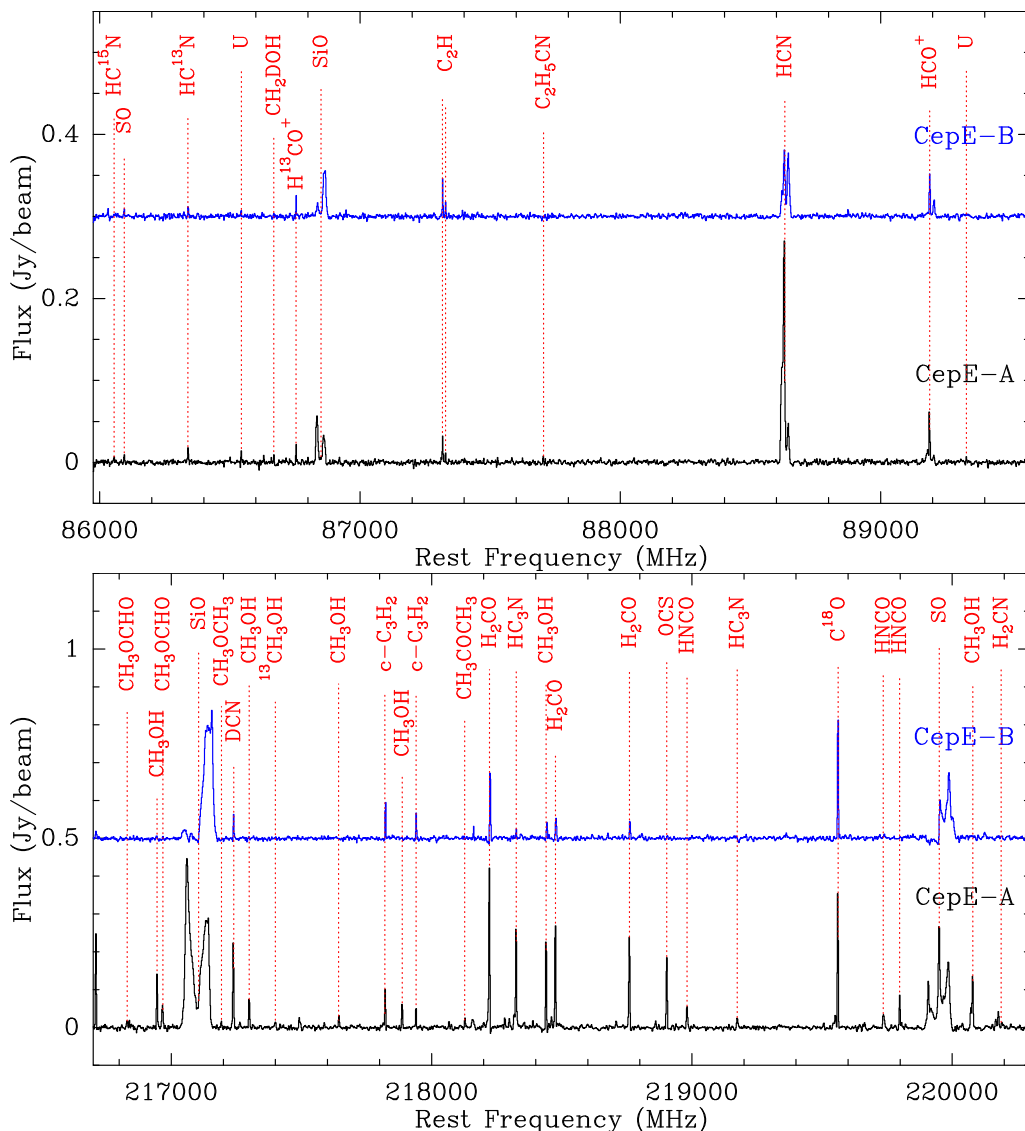


FIGURE VII.8. : Spectres WideX du projet W14AF obtenus vers les positions des cœurs Cep E-A (noir) et Cep E-B (bleu) à 3 mm (1^{er} panneau) et à 1.3 mm (2^{ème} panneau).

La Figure VII.8 montre les spectres dans la direction de Cep E-A et -B pour les différents jeux de données.

La résolution angulaire des cartes à 3 mm (2.3'') n'est pas suffisante pour pouvoir extraire l'émission moléculaire provenant de chaque condensation de poussière Cep E-A et -B (séparés de 1.7''). Ainsi, presque la totalité des transitions moléculaires détectées vers la composante A sont aussi détectées vers la composante B. Les transitions les plus brillantes détectées vers le cœur B (SiO, HCO⁺ et HCN) sont essentiellement composées de l'émission provenant des parois des cavités. Au contraire, les cartes à 1.3 mm montrent une différenciation du contenu moléculaire des protoétoiles. L'essentiel de l'émission des COMs et des espèces chimiques associées (H₂CO, HNCO, HC₃N), et des espèces soufrées (H₂S, OCS) est centrée vers la direction de Cep E-A. Les spectres de chacun des cœurs protostellaires mettent en évidence ces différences significatives (deuxième panneau de la Figure VII.8). Le spectre vers Cep E-A est riche en transitions brillantes qui ne sont pas détectées (ou marginalement) vers Cep E-B. Par exemple les transitions de E-CH₃OH J = 5₁ – 4₂ (E_{up} = 48.0 K, ν = 216946 MHz) et de OCS J = 18 – 117 (E_{up} = 99.8 K, ν = 218903 MHz) sont détectées à plus de 30σ vers la source A sans aucune détection vers B. La transition H₂CO J = 3_{0,3} – 2_{0,2} (E_{up} = 21.0 K, ν = 218222 MHz) est détectée à 35σ vers la position de Cep E-B. Or, la carte

de cette transition (1^{er} panneau de la Figure VII.5 et 3^{ème} panneau de la colonne à gauche de la Figure VII.6)) montre que Cep E-B n'est pas à l'origine de cette émission.

À la différence des COMs, l'émission des chaînes carbonées CCH et $c\text{-C}_3\text{H}_2$ s'étend dans une région de $\simeq 5''$ et montre un faible contraste (deux derniers panneaux de la Figure VII.5). L'émission de ces espèces ne trouve pas son origine vers Cep E-A ni vers -B, mais plus ou moins entre les deux cœurs. La comparaison des flux avec l'IRAM 30m (Table VII.6) montre que l'interféromètre n'a récupéré que 30 – 50% du flux total. L'essentiel de l'émission n'est pas associé aux protoétoiles mais provient de la structure étendue de l'enveloppe protostellaire. La Figure VII.7 compare les spectres obtenus avec NOEMA et l'IRAM 30m de la transition $J = 1_{2,2} - 0_{1,1}$ du CCH ($E_{\text{up}} = 4.2\text{ K}$, $\nu = 87317\text{ MHz}$). Le profil de raie observé dans le relevé spectral (Chapitre IV) montre une émission provenant de la composante eBL décalée vers le bleu. La carte NOEMA montre de l'émission de CCH le long des parois de cavité du lobe sud de l'outflow. D'après l'analyse cinématique de l'outflow dans ce système (Lefloch et al., 2015), l'émission moléculaire du lobe sud est spectralement décalée vers le bleu, en accord avec le résultat du relevé 30m. En contrepartie, il n'y a presque aucune indication d'émission provenant du côté nord de l'outflow.

VII.3.4 Hot Corino

Les cartes interférométriques montrent une émission moléculaire de haute excitation, très compacte, provenant du hot corino Cep E-A. La Figure VII.8 montre les spectres obtenus vers la position du hot corino. Les largeurs de raie FWHM des transitions moléculaires dans la direction du hot corino sont $\simeq 5\text{ km s}^{-1}$. Cette largeur de raie est similaire à celle de la composante BL détectée dans les spectres du 30m. Ce résultat confirme l'hypothèse faite au Chapitre IV que le hot corino est bien à l'origine de la composante BL. Les observations interférométriques ont détecté deux nouvelles espèces chimiques qui n'étaient pas observées avec le 30m : $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$ et CH_3COCH_3 . De plus, la sensibilité de l'interféromètre nous a permis de détecter l'émission de nouvelles espèces moléculaires dans le hot corino et manquées par le télescope de 30m (pour des raisons d'une forte dilution du flux) : HCOOH , CH_3CHO , CH_3COCH_3 , HNCO et NH_2CHO .

VII.3.4.1 Taille du hot corino

La taille du hot corino a été estimée à partir de l'émission des COMs provenant de la région compacte autour de Cep E-A.

Un fit Gaussien 1D aux visibilités a été effectué pour les transitions les plus brillantes ($\geq 10\sigma$) comme pour deux transitions de CH_3OH à deux niveaux d'énergie E_{up} différents : $J = 5_{1,0} - 4_{2,0}$ ($E_{\text{up}} = 55.9\text{ K}$, $\nu = 216946\text{ MHz}$) et $J = 6_{1,-1} - 7_{2,-1}$ ($E_{\text{up}} = 373.9\text{ K}$, $\nu = 217299\text{ MHz}$); ou des espèces soufrées $\text{OCS } J = 18 - 17$ ($E_{\text{up}} = 99.8\text{ K}$, $\nu = 218903\text{ MHz}$) et $\text{H}_2\text{S } J = 2_{2,0} - 2_{1,1}$ ($E_{\text{up}} = 84.0\text{ K}$, $\nu = 216710\text{ MHz}$). La Table VII.7 récapitule les résultats de ces fits. La taille de l'émission ne semble pas dépendre significativement de l'énergie E_{up} de ces transitions car elle est égale à $0.7'' \pm 0.1''$ (en terme de FWHM, déconvolué du lobe synthétique). Étant donné la résolution spatiale de ces données ($1.4''$), la région émettrice est marginalement résolue. Comme on peut voir dans la Figure VII.5, les émissions du $\text{H}_2\text{CO } J = 3_{2,2} - 2_{2,1}$ ($E_{\text{up}} = 68.1\text{ K}$) et $\text{HC}_3\text{N } J = 24 - 23$ ($E_{\text{up}} = 131.0\text{ K}$) proviennent d'une région légèrement plus étendue que pour les COMs. Le fit des visibilités dans le plan UV a donné des tailles égales à $1.2''$ et $1.0''$, respectivement. Pour les autres COMs comme pour CH_3OCH_3 , CH_3COCH_3 et H_2CCO , leurs intensités ne sont pas suffisamment intenses pour avoir un ajustement correct de leur taille dans le plan UV . Pour ces cas, la taille de leur émission a été estimée directement à partir des cartes d'intensité intégrées en ajustant un modèle circulaire Gaussien. Les résultats ne montrent aucune déviation significative entre eux, et sont compris entre $0.6''$ et $0.8''$, déconvolués du lobe synthétique. Pour résumer, nous

TABLE VII.7. : Ajustements des tailles des transitions brillantes dans le plan UV. W14AF avec un beam de 1.4''.

Molécule	Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	FWHM ('')
CH ₃ OH	216946	5 _{1,0} – 4 _{2,0}	55.9	0.6 ± 0.1
	217299	6 _{1,-1} – 7 _{2,-1}	373.9	0.8 ± 0.1
CH ₂ DOH	220072	5 _{1,5} – 4 _{1,4}	35.8	0.6 ± 0.1
HCOOCH ₃	216966	20 _{0,20} – 19 _{0,19}	111.5	0.5 ± 0.1
H ₂ CO	218222	3 _{0,3} – 2 _{0,2}	21.0	1.2 ± 0.2
HNCO	219798	10 _{0,10} – 9 _{0,9}	58.0	0.9 ± 0.1
HC ₃ N	218325	24 – 23	131.0	1.0 ± 0.1
OCS	218903	18 – 17	99.8	0.6 ± 0.1
H ₂ S	216710	2 _{2,0} – 2 _{1,1}	84.0	0.9 ± 0.1

avons estimé une taille du hot corino Cep E-A égale à 0.7'' à partir de nos observations du projet W14AF, ce qui correspond à une taille de 510 ua. Notons que cette taille est inférieure à la taille du beam synthétique de sorte que le hot corino est marginalement résolu par l'interféromètre.

VII.3.4.2 Paramètres physiques des espèces moléculaires

Les observations interférométriques permettent de compléter le recensement des espèces moléculaires présentes dans le hot corino faite avec le relevé spectral à l'IRAM 30m (voir Chapitre IV.4.2) avec de nouvelles espèces détectées (C₂H₅CN et CH₃COCH₃) et des espèces dont la composante BL est absente du le relevé 30m (HCOOH, CH₃CHO, HNCO, NH₂CHO et H₂S). À la différence des données 30m, la quantité des raies détectées pour chaque molécule est insuffisante pour procéder avec une analyse en diagramme rotationnel ou de population. L'estimation des densité de colonnes des molécules a été faite en supposant le gaz moléculaire à l'équilibre thermodynamique local (ETL). On a imposé deux limites pour la température d'excitation T_{ex} entre 30 K et 60 K. La limite inférieure correspond à la température typique des T_{rot} des COMs dérivées avec les données 30m (voir Chapitre IV.4.2). La limite supérieure est consistante avec la température cinétique du gaz prédite par [Crimier et al. \(2010\)](#) à un rayon 440 ua qui correspond au rayon estimé du hot corino (0.35'' à 730 pc). La taille du hot corino a été prise en compte en adoptant une taille moyenne égale à 0.7'' pour toutes les espèces moléculaires sauf pour HC₃N (1.0'') et H₂CO (1.2''). Les résultats de cette analyse sont résumés dans la Table VII.8.

Dans l'ensemble, comme on peut le voir dans la Table VII.8, les abondances dérivées de l'analyse ETL sont peu sensibles au choix de la température d'excitation T_{ex} (30 ou 60 K); ainsi on observe une différence au maximum d'un facteur 3 (pour CH₃COCH₃). Les densité de colonne par famille moléculaire sont similaires à celles dérivées à partir du relevé 30m (cf. Chapitre IV.4.2) avec un contenu abondant. Les densité de colonne des espèces oxygénées sont de l'ordre de 10¹⁵ cm⁻², à l'exception de HCOOH qui est moins abondant d'un ordre de grandeur. Les espèces azotées, dont NH₂CHO et HNCO qui détiennent un atome d'oxygène, sont moins abondantes avec des densité de colonne au dessous de 10¹⁵ cm⁻². Au contraire, H₂S est plus abondant avec une densité de colonne de l'ordre de 10¹⁶ cm⁻².

Finalement, les observations NOEMA ont mis en évidence de l'émission provenant d'une transition ro-vibrationnelle du HC₃N $v_7 = 1, J = 24 - 23$ ($E_{\text{up}} = 4523$ K, $\nu = 219174$ MHz). Cette transition est faiblement détectée à $\sim 6\sigma$ et provient d'une région non-résolue vers le hot corino

TABLE VII.8. : Propriétés physiques de quelques molécules détectées vers le hot corino Cep E-A, sous l'hypothèse de l'ETL : Temperature d'excitation, densité de colonne et abondance moléculaire. Une colonne densité totale H_2 ($N(H_2) = 4.0 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) a été supposée.

Molécule	T_{ex} (K)	N (10^{14} cm^{-2})	X (10^{-9})
HCOOH	30	3.2 ± 1.2	0.8 ± 0.3
	60	3.4 ± 1.3	0.9 ± 0.3
CH ₃ CHO	30	41 ± 10	10 ± 3
	60	50 ± 12	13 ± 3
CH ₃ COCH ₃	30	33 ± 8	8 ± 2
	60	10 ± 2	2.5 ± 0.5
HNCO	30	6.4 ± 1.5	1.6 ± 0.4
	60	6.4 ± 1.5	1.6 ± 0.4
NH ₂ CHO	30	1.8 ± 0.4	0.5 ± 0.1
	60	1.8 ± 0.4	0.5 ± 0.1
C ₂ H ₅ CN	30	4.2 ± 1.8	1.1 ± 0.5
	60	1.8 ± 0.7	0.5 ± 0.2
H ₂ S	30	200 ± 40	50 ± 10
	60	100 ± 20	25 ± 5

Cep E-A (voir Figure VII.5). Parallèlement, la même transition dans l'état vibrationnel $\nu = 0$ est détectée ($E_{\text{up}} = 131 \text{ K}$, $\nu = 218860.8 \text{ MHz}$). Elle est brillante à $\sim 100\sigma$ et résolue avec une taille d'émission égale à $1.0''$ (soit 950 ua), plus grande que l'émission provenant des COMs ($0.7''$). À partir du rapport du flux entre ces deux transitions, une température vibrationnelle T_{vib} a pu être estimée à $120 \pm 20 \text{ K}$. Cette estimation est surestimée car on ne tient pas compte de la taille des deux émissions, or la taille de la transition vibrationnelle $\nu_7 = 1$ est plus petite que celle à l'état fondamental $\nu = 0$. La T_{vib} est similaire à la température rotationnelle $T_{\text{rot}} = 110 \pm 40 \text{ K}$ obtenue à partir du relevé spectral 30m. HC₃N met ainsi en évidence une région compacte ($1''$, 730 ua) et très chaude avec une température typique de l'ordre de 120 K . Ceci est remarquablement en accord avec le modèle de la température de poussière T_{dust} fait par [Crimier et al. \(2010\)](#). Les auteurs de ce modèle ont prédit un incrément important du profil de température $T_{\text{dust}} \propto r^{-1.1}$ dans les régions internes ($< 500 \text{ ua}$) de Cep E-mm. L'accord entre ce modèle et les observations interférométriques est remarquable dû à la simplicité de leur modèle basé sur des observations *single-dish* à grande échelle et sous l'hypothèse d'une symétrie sphérique qui n'est plus valable à petite échelle (binarité du système, outflows, ...).

VII.4 SOLIS

Le *Large Program SOLIS (Seeds of Life in Space; Ceccarelli et al., 2017)* est un grand projet observationnel conduit à l'interféromètre de l'IRAM, NOEMA. Le projet a pour but d'avoir une vision globale de l'évolution de la chimie organique dans les premiers stades de la formation des systèmes de type solaire. Dans ce but, un grand ensemble d'observations homogènes de l'émission des COMs a été conduit à haute résolution angulaire dans sept sources pré- et protostellaires. Parmi les COMs observées, cinq d'entre elles sont particulièrement intéressantes pour ce projet : le Méthoxy (CH₃O),

le Méthanol (CH_3OH), le Diméthyl Éther (CH_3OCH_3), le Méthylformat (HCOOCH_3) et la Formamide (NH_2CHO).

Lors de ce projet observationnel, Cep E-mm a été observé dans une gamme de fréquence dans la bande à 1.3 mm (204.0 – 207.6 GHz) à haute résolution angulaire 0.4'' ; et dans la bande à 3 mm (80.4 – 88.2 GHz et 95.9 – 103.7 GHz) avec les nouveaux récepteurs *Polyfix* à 1.2'' de résolution angulaire. Ces observations permettront, dans un premier temps, de conclure sur la nature binaire de la région. Deuxièmement la cartographie de l'émission moléculaire provenant du hot corino à plus haute résolution angulaire permettra d'étudier ses propriétés physicochimiques plus finement. Finalement, la très grande sensibilité des observations mettra en évidence des nouvelles molécules non-détectées préalablement, et conclura sur la différenciation chimique observée entre les deux condensations protostellaires.

Ces jeux de données sont encore en cours d'analyse. Cependant, quelques travaux préliminaires ont été effectués sur l'émission de la poussière et du gaz moléculaire dans les régions internes du cœur protostellaire.

La carte continuum à 1.3 mm est présentée dans la Figure VII.9 avec une résolution spatiale de 0.4''. Cette carte montre deux condensations de continuum résolues. La condensation la plus brillante se trouve à la position nominale de Cep E-mm ; tandis que la deuxième, quatre fois moins brillante, se trouve à 1.3'' (950 ua) dans la direction sud-ouest. Cette carte est en très bon accord avec les résultats de cette thèse. Elle confirme pour la première fois la nature binaire du système avec la détection résolue des deux condensations : Cep E-A et Cep E-B. Des estimations de la taille, de la position et du flux total des deux sources Cep E-A et -B sont obtenues à partir d'un ajustement de deux Gaussiennes elliptiques dans le plan UV . La composante la plus brillante, Cep E-A, est située à la position nominale de Cep E-mm, et a une taille égale à $0.26'' \times 0.18''$ (déconvoluée du lobe synthétique) avec un $\text{PA} = -19^\circ$. Le flux au pic de l'émission est égal à $51.6 \text{ mJy}/0.4''\text{-beam}$ et le flux total est estimé à 61.7 mJy . Pour Cep E-B, le pic d'émission se trouve décalé de $(-0.6''; -1.1'')$, soit à 1.3'' (950 ua) de Cep E-A. Cette composante a une taille à mi-hauteur du pic d'émission égale à $0.28'' \times 0.13''$ (déconvoluée du lobe synthétique) avec un $\text{PA} = 43^\circ$. Le flux au pic de l'émission vaut $14.6 \text{ mJy}/0.4''\text{-beam}$ et le flux total dérivé est 17.3 mJy .

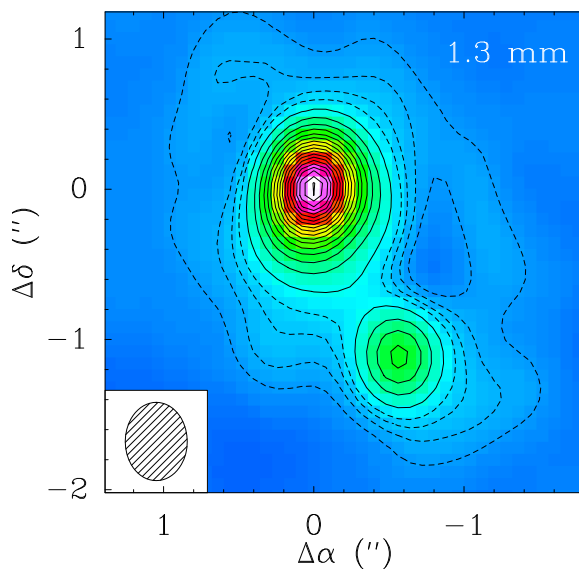


FIGURE VII.9. : Émission du continuum de Cep E-mm obtenue avec le projet SOLIS (Ceccarelli et al., 2017). Les contours en pointillés noirs affichent l'émission entre 3σ et 9σ par palier de 2σ . Les contours en noir continu affichent l'émission au delà de 11σ par palier de 3σ . L'intensité au pic de l'émission et le bruit de la carte sont égaux à 51.6 et $0.2 \text{ mJy}/\text{beam}$, respectivement. La taille du lobe synthétique vaut $0.41'' \times 0.34''$.

Les cartes moléculaires (Figure VII.10) confirment la différenciation chimique observée lors de cette thèse entre les deux condensations protostellaires. Cep E-A montre un riche contenu en espèces chimiques tandis que Cep E-B est dépourvue d'émission moléculaire. En outre, la nouvelle détection de glycolaldéhyde (CH_2OHCHO) approfondit la complexité moléculaire du hot corino dans Cep E-A. La sensibilité des cartes moléculaires permettra d'entrer plus en détail sur la complexité moléculaire dans les régions du jet et des chocs.

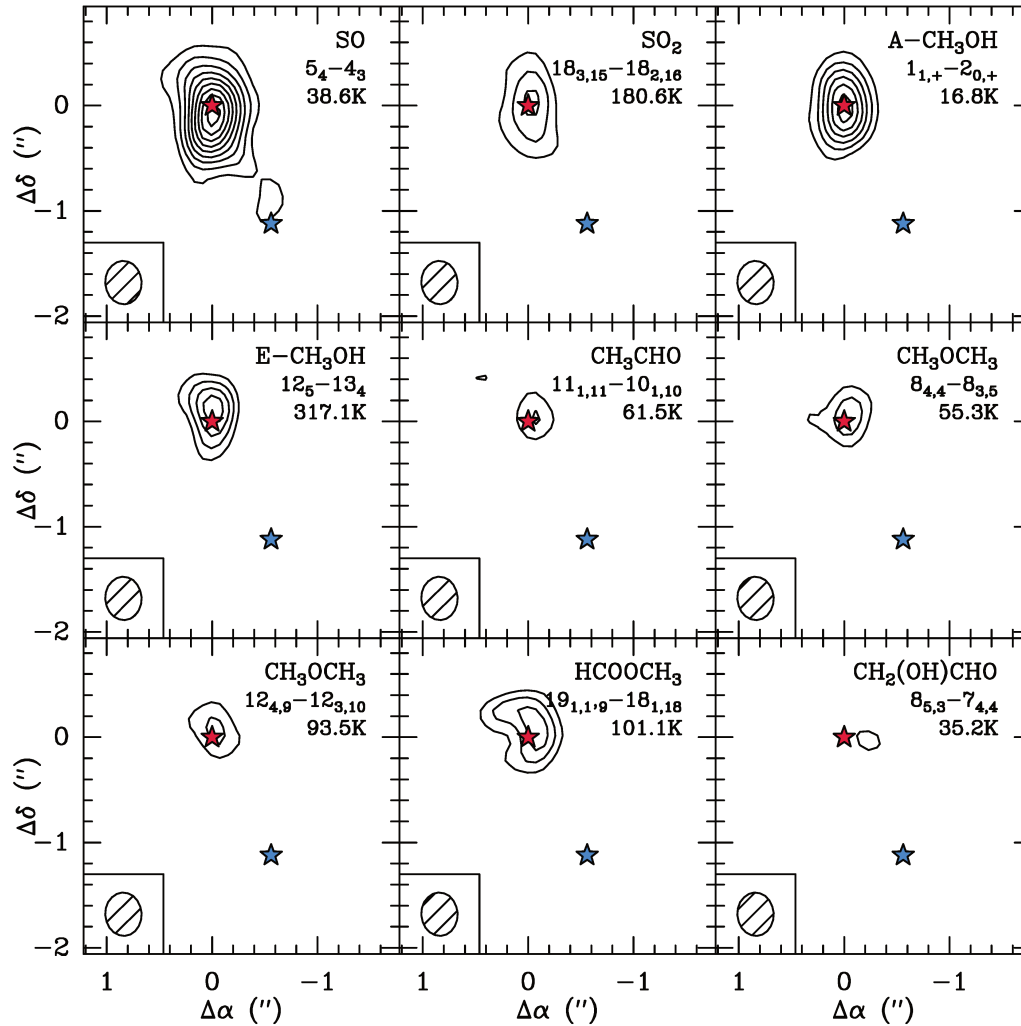


FIGURE VII.10. : Cartes d'émission intégrée des quelques molécules détectées avec les observations du projet SOLIS à 1.3 mm. Le contour de base et la séparation entre chaque contour indiquent l'émission à 3 et 2σ de chaque carte, respectivement. Les positions des condensations Cep E-A et -B sont indiquées par l'étoile rouge et l'étoile bleu, respectivement.

VIII

DISCUSSION

Sommaire

1.	Structure physique de Cep E-mm	138
2.	Structure chimique de Cep E-mm	138
3.	Différentiation chimique	139
3.1.	Confirmation observationnelle	139
3.2.	Autres exemples	139
3.3.	Quelle origine?	140
4.	Comparaison avec d'autres hot cores et corinos	140
4.1.	Méthodologie	140
4.2.	Résultats	142

VIII.1 Structure physique de Cep E-mm

Nos observations avec NOEMA à 1.4'' de résolution ont mis en évidence un système de deux protoétoiles dans la condensation Cep E-mm (Chapitre VII.2.1). Ceci est en cohérent avec le travail de [Moro-Martín et al. \(2001\)](#) qui avait détecté des signatures de multiplicité dans le cœur de poussière. Leur détermination des coordonnées des deux sources est en bon accord avec celles de Cep E-A et Cep E-B, obtenues par nous à partir d'observations plus sensibles et à plus haute résolution angulaire. dans cette thèse. Notre étude a prouvé la nature protostellaire des deux sources. [Moro-Martín et al. \(2001\)](#) ont estimé les paramètres physiques des deux sources en supposant une température de poussière ($T_{\text{dust}} = 18$ K) et une opacité de la poussière ($\kappa_{1.3\text{mm}} = 0.005 \text{ cm}^{-2}\text{g}^{-1}$) plus faibles que les valeurs adoptées ici. Ceci mène à une plus grande masse pour l'enveloppe ($13.6 M_{\odot}$) et pour les deux sources (2,5 et 1,8 M_{\odot} pour Cep E-A et Cep E-B respectivement). Néanmoins, compte-tenu des différentes hypothèses sur T_{dust} et κ , nos estimations de masses sont en bon accord avec les leurs. Il est important de remarquer que nous avons pu confirmer la validité des conditions physiques adoptées par nous, et prédites par la modélisation de [Crimier et al. \(2010\)](#). Nos observations interférométriques montrent la présence de poussières et de gaz chauds ($T \gtrsim 70$ K) à une échelle de 0.7'' autour de Cep E-A.

Les observations menées avec le projet SOLIS à 0.4'' de résolution angulaire (Section VII.4) confirment la binarité de Cep E-mm et permettent de résoudre pleinement le système. La résolution spatiale du projet W14AF n'était pas suffisante pour séparer distinctement les deux sources A et B. Les paramètres physiques dérivés à partir des observations W14AF et SOLIS sont cependant en bon accord : la source brillante Cep E-A se trouve à la position nominale de Cep E-mm ; le rapport des flux entre les deux cœurs est d'environ un facteur 4. Ce sont les tailles de sources estimées par SOLIS qui sont surprenantes et méritent une étude plus poussée, puisque l'on détermine pour les deux sources une même taille de 0.22'' (160 ua), soit cinq fois plus petite que la taille estimée pour Cep E-A dans le projet W14AF.

VIII.2 Structure chimique de Cep E-mm

Le relevé spectral mené au télescope de 30m d'IRAM et les observations avec l'interféromètre du Plateau de Bure ont permis de caractériser la structure chimique de l'enveloppe de Cep E-mm des grandes aux petites échelles. Le Chapitre v discute l'analyse de l'émission moléculaire à grande échelle. Le gaz de l'enveloppe protostellaire étendue, froide et quiescente, est composée d'un grand nombre d'espèces moléculaires. L'analyse de la composition chimique, que nous trouvons très proche de celle du cœur préstellaire L1544, montre que l'enveloppe a gardé des signatures de la phase précédent la naissance de la protoétoile : déplétion de CO, deutération importante et un riche contenu en chaînes-carbonées.

Le hot corino de Cep E-A

À petite échelle, les observations interférométriques ont mis en évidence que l'émission moléculaire provenait d'une région compacte et chaude autour de Cep E-A : le hot corino. Les caractéristiques spectrales de cette émission (raies fortement excitées, largeurs de raie $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$) sont aussi détectées dans le relevé spectral avec le télescope de 30m de l'IRAM. La sensibilité du relevé a permis de distinguer l'émission du hot corino de celles des autres composantes physiques : enveloppe, flot.

Les observations interférométriques ont permis d'estimer la taille de l'émission pour les différentes espèces moléculaires. Pour la plupart d'entre elles, on trouve une taille typique de 0.7'', soit

500 ua. Les seules exceptions sont H_2CO et HC_3N , qui proviennent d'une région un peu plus étendue, de 1.2" (900 ua) et 1" (730 ua), respectivement.

En outre, les cartes interférométriques ont révélé 2 nouvelles espèces moléculaires (absentes du relevé 30m) parmi les 16 espèces détectées dans le hot corino : $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$ et CH_3COCH_3 . Il est important de rappeler que les observations interférométriques ne couvraient qu'une bande de ≈ 4 GHz à 3 mm et 1.3 mm, loin des 35 GHz et des presque 150 GHz de bande spectrale du relevé 30m à 3 mm et 1.3 mm, respectivement... On note que certaines des molécules du relevé spectral sans signature apparente du hot corino (HCOOH , CH_3CHO , HNCO , NH_2CH et H_2S) ont en fait été détectée dans celui-ci avec l'interféromètre. En résumé, les deux jeux de données single-dish et interférométrique sont parfaitement complémentaires et il a été essentiel de les avoir tous les deux pour caractériser les propriétés chimiques du hot corino dans le travail présenté ici.

Bien que l'on ait détecté moins d'espèces moléculaires dans le hot corino que dans l'enveloppe étendue, les molécules organiques complexes les plus lourdes sont détectées exclusivement dans le hot corino : CH_3OCH_3 , HCOOCH_3 , CH_3COCH_3 et $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$. Les conditions physiques dans le hot corino sont favorables à la complexification des molécules pour les espèces oxygénées et azotées. CH_3OH reste cependant la molécule la plus abondante dans le hot corino, avec une abondance relative de 1.2×10^{-6} .

Outre ces molécules, l'oxysulfure de carbone OCS apparaît comme un traceur spécifique du hot corino, et potentiellement intéressant puisque ses conditions d'excitation collisionnelles avec H_2 ont été déterminées [Green and Chapman \(1978\)](#), alors que ceci est rarement le cas pour les COMs. Cette espèce est également significativement plus abondante (environ deux ordres de grandeur) que CH_3SH , la première COM soufrée détectée.

VIII.3 Différentiation chimique

VIII.3.1 Confirmation observationnelle

L'absence d'émission moléculaire dans la direction de Cep E-B est surprenante, sans être exceptionnelle. Au vu de la taille plus petite et la colonne densité de gaz plus faible mesurées pour la source B, la question se pose de savoir si la différenciation chimique observée est réelle ou résulterait d'un biais observationnel lié à la sensibilité des données.

Pour vérifier si cela est bien le cas, nous avons normalisé les intensités des transitions des COMs détectées vers Cep E-A en prenant en compte les différences de taille des deux cœurs et le rapport du flux continuum des sources. Ceci fournit ainsi une estimation du flux des raies moléculaires attendues dans Cep E-B si les conditions physiques sont similaires dans les deux protoétoiles. On trouve ainsi que cinq transitions de CH_3OH et deux transitions de HNCO devraient être mesurées à mieux que 5σ au dessus du bruit. Pour toutes les autres COMs, les intensités normalisées se trouvent sous la limite de détection de 3σ .

Observationnellement, seule la transition la plus brillante du méthanol est détectée vers Cep E-B. Ceci confirme donc la réalité du déficit d'émission moléculaire de Cep E-B et de la différenciation chimique entre les deux protoétoiles.

VIII.3.2 Autres exemples

De tels effets de différenciation chimique ont été rapportés dans d'autres systèmes multiples tels que dans les protoétoiles de faible masse IRAS16293-2422 ([Bottinelli et al., 2004](#); [Jørgensen et al., 2011, 2016](#)), IRAS4A ([Santangelo et al., 2015](#); [López-Sepulcre et al., 2017](#)), et récemment dans les

protoétoiles de masse intermédiaire NGC2264 CMM3 (Watanabe et al., 2017). S'agit-il de cas particuliers ou d'une tendance générale des systèmes protostellaires multiples ?

Lorsqu'on examine de plus près les propriétés de ces systèmes, il n'apparaît aucune tendance systématique entre le flux du continuum millimétrique et le flux de l'émission des raies moléculaires. Pour IRAS16293-2422 et IRAS4A, un contenu riche en COMs est observé vers la source la moins massive, tandis que dans NGC2264 CMM3 c'est le cœur continuum le plus massif qui présente un riche contenu moléculaire. Le cas de Cep E-mm apparaît donc similaire à celui de ce dernier.

Les régions de formation des étoiles massives, *high-mass star forming region* HMSFRs, présentent également une grande diversité chimique. L'un des exemples les plus connus est Orion-KL. Cette source abrite : i) une dichotomie entre la distribution spatiale des espèces oxygénées et azotées dont les derniers scrutent les régions de gaz plus chaud, voir e.g. Guélin et al. (2008); Favre et al. (2011); Friedel and Widicus Weaver (2012); Peng et al. (2013); Brouillet et al. (2013); Crockett et al. (2014, 2015). Il y a aussi ii) des différences entre des espèces supposées chimiquement liées, voir e.g. (Favre et al., 2017; Pagani et al., 2017). D'autres exemples de différenciation chimique sont fournis par W₃(OH) (Qin et al., 2015; Nishimura et al., 2017) et SgrB2 (Belloche et al., 2008, 2013).

Dans une étude observationnelle de quatre HMSFRs (Orion-KL, G29.96, IRAS 23151+ 5912, et IRAS 05358+3543), Beuther et al. (2009) ont montré que les propriétés du CH₃OH peuvent aisément être expliquées par les conditions physiques (température) dans les cœurs. Alors que les espèces azotées apparaissent être plus sélectives puisqu'elles sont uniquement détectées vers les sources les plus évoluées (hot cores). Récemment, dans une étude ALMA sur la structure filamentaire du HMSFR G35.20, (Sánchez-Monge et al., 2014) ont détecté que seulement trois des six cœurs de continuum présentent de l'émission de COMs typiques des hot cores.

VIII.3.3 Quelle origine ?

Plusieurs hypothèses ont été proposées afin d'expliquer la différenciation chimique observée. López-Sepulcre et al. (2017) ont proposé que les protoétoiles riches en COMs sont soit plus massives et/ou sujettes à un plus fort taux d'accrétion, ce qui résulte alors en une plus faible masse de leur enveloppe. Watanabe et al. (2017) ont suggéré que la protoétoile la moins massive serait à un stade évolutif plus jeune dans lequel le hot corino (hot core), n'est pas encore développé, ce qui signifierait que ses dimensions sont encore très petites et donc plus difficilement détectables dans les observations.

Dans Cep E-mm, la présence de jets à haute vitesse de SiO donne la preuve d'une éjection de masse active autour de chaque protoétoile. Les courtes échelles de temps dynamiques (500 – 1000 années) indiquent également que les deux sources sont toujours à un stade jeune de leur évolution. Lykke et al. (2015) ont trouvé une corrélation apparente entre les luminosités des sources et l'abondance relative des molécules complexes organiques dans un échantillon de sources massives. Les auteurs ont suggéré que ce pourrait être le résultat de l'évolution temporelle et thermique des protoétoiles au cours de leur formation. L'échantillon de systèmes protostellaires présentant une différenciation chimique est encore modeste et d'autres études sont nécessaires pour confirmer la tendance observationnelle, sa fréquence d'apparition, et pouvoir contraindre son origine.

VIII.4 Comparaison avec d'autres hot cores et corinos

VIII.4.1 Méthodologie

Dans cette section, nous comparons la composition chimique du hot corino de Cep E-A avec celles de hot cores et hot corinos publiées dans la littérature, en considérant les abondances moléculaires

TABLE VIII.1. : Propriétés physiques des protoétoiles de l'échantillon ciblé : distance d , luminosité bolométrique L , la masse de l'enveloppe protostellaire M et la taille du hot core (corino).

Source	d (pc)	L (L_{\odot})	M (M_{\odot})	Taille (ua)
IRAS4A ^a	235	9.1	5.6	48
IRAS16293 ^b	120	22	2	120
IRAS2A ^a	235	36	5.1	80
Cep E-A	730	100	35	510
NGC 7129 ^c	1250	500	50	760
G29.96 ^d	6000	9×10^4	2500	3300
Orion KL ^d	450	10^5	140	560
SgrB2(N) ^e	7900	8.6×10^5	$3 - 10 \times 10^4$	2×10^4

a : Taquet et al. (2015). b : Jaber et al. (2014). c : Fuente et al. (2005a). d : Beuther et al. (2009). e : Belloche et al. (2013).

relatives à H_2 et à $HCOOCH_3$. Cette dernière espèce est communément observée dans les régions de formation stellaire et ne souffre pas des biais observationnels qui affectent le méthanol CH_3OH . Premièrement, les raies du méthanol de faibles niveaux d'énergie supérieurs ($E_{up} < 100$ K) sont souvent contaminées par l'émission du flot, comme nous l'avons montré dans l'analyse du CH_3OH dans le relevé 30m (voir Chapitre IV.2). Deuxièmement, dans le cas d'observations interférométriques, la quantité de flux filtré peut varier significativement, et ainsi introduire des biais dans la dérivation des abondances moléculaires. Enfin, les transitions rotationnelles millimétriques de $HCOOCH_3$ semblent moins affectées par des problèmes d'opacité que celles du méthanol.

Afin de minimiser tout biais possible dans la comparaison des abondances, nous avons sélectionné des sources dans lesquelles l'émission des hot cores et hot corinos a été isolée des autres composantes physiques (outflow, enveloppe). De plus, les sources sélectionnées ont été observées de manière systématique avec un large jeu de données disponible : la protoétoile de masse intermédiaire NGC7129 (Fuente et al., 2014), les protoétoiles de faible masse IRAS2A (Taquet et al., 2015) et IRAS4A2 (López-Sepulcre et al., 2017; Taquet et al., 2015) dans NGC 1333 et IRAS16293B (Jørgensen et al., 2016; Coutens et al., 2016; Lykke et al., 2017; Persson et al., 2018; Calcutt et al., 2018b), et les hot cores G29.96 (Beuther et al., 2009), Orion KL (Beuther et al., 2009; Pagani et al., 2017) et SgrB2(N1) (Belloche et al., 2013). Pour toutes les sources, exceptée SgrB2(N1), l'analyse de l'émission moléculaire a été menée au travers des observations interférométriques. Les propriétés physiques de ces protoétoiles (distance, luminosité, taille) sont résumées dans la Table VIII.1.

Le contenu moléculaire de SgrB2(N1) a été obtenu par Belloche et al. (2013) à partir d'une minutieuse analyse en multi-composantes du relevé spectral avec le télescope de 30m de l'IRAM. Cette analyse leur a permis de séparer les contributions des deux hot cores N1 et N2 de SgrB2(N).

Dans le cas de IRAS4A2, les abondances moléculaires de CH_3OH , H_2CO et H_2CCO ont été extraites d'une étude avec l'interféromètre du Plateau de Bure par Taquet et al. (2015), puisque ces espèces n'ont pas été couvertes par les observations plus récentes de López-Sepulcre et al. (2017). La résolution angulaire des observations (2") n'a pas permis à Taquet et al. (2015) de séparer les contributions des protoétoiles A1 et A2. Ces auteurs ont estimé la densité de colonne du gaz totale à partir de l'émission du continuum de la poussière, qui est dominée par la protoétoile A1, alors que l'émission moléculaire provient principalement de la protoétoile A2. Par conséquent, les abondances de CH_3OH , H_2CO et H_2CCO relatives à H_2 déterminés par Taquet et al. (2015) sont sous-estimées. En revanche, les abondances relatives à $HCOOCH_3$ ne sont pas affectés par ce biais.

Les abondances moléculaires mesurées dans Cep E-A et les autres sources sélectionnées sont résumées dans les Tables VIII.2 et VIII.3. Afin de faciliter la lisibilité de ces Tables, nous reportons uniquement les abondances moléculaires. Les incertitudes sur les abondances dérivées de notre analyse sont en revanche indiquées dans la Figure VIII.1, qui montre une représentation graphique des abondances moléculaires par rapport à HCOOCH_3 . Fuente et al. (2014), Beuther et al. (2009) et Belloche et al. (2013) n'ont fourni aucune incertitude sur les abondances moléculaires dans NGC7129, Orion KL, G29.96 et SgrB2(N1). Beuther et al. (2009) ont pointé que les incertitudes sur la température et les tailles de la source impliquent que les estimations de colonne densité doivent être prises avec prudence. Nous avons donc adopté une incertitude relative typique de $\sim 35\%$ pour toutes les déterminations des densités de colonne dans ces sources, similaires à nos propres estimations dans Cep E-A, bien qu'elles puissent être plus larges pour les sources massives.

TABLE VIII.2. : Abondances moléculaires relatives à H_2 mesurées dans Cep E-A (voir Chapitres IV.4.2 et VII.3.4) et quelques protoétoiles de faible masse (*low-mass*, LM), masse intermédiaire (*intermediate-mass*, IM) et massives (*high-mass*, HM) rapportées de la littérature. Les sources sont classées par ordre croissant de leurs luminosités.

Molecule	X							
	LM			IM		HM		
	IRAS4A2 ^a	IRAS16293B ^b	IRAS2A ^a	Cep E-A	NGC 7129 ^c	G29.96 ^d	Orion KL ^e	SgrB2(N1) ^f
CH_3OH	4.3(-7)	1.7(-6)	1.0(-6)	1.2(-6)*	1.0(-6)*	6.7(-8)	9.3(-8)	1.4(-6)
H_2CO	8.2(-9)	1.6(-7)	8.0(-8)	8.8(-8)*	2.0(-8)*	-	-	3.9(-8)
H_2CCO	9.2(-10)	-	1.4(-9)	8.0(-9)	-	-	9.3(-12)	4.6(-8)
HCOOH	(0.6-2.9)(-9)	-	-	8.3(-10)	3.0(-8)*	-	1.3(-10)	1.2(-9)
HCOOCH_3	1.1(-8)	3.3(-8)	1.6(-8)	2.6(-8)	2.0(-8)	1.3(-8)	4.4(-9)	3.4(-8)
CH_3CHO	(1.1-7.4)(-9)	5.8(-9)	-	1.1(-8)	2.0(-9)	-	1.3(-11)	1.1(-8)
CH_3OCH_3	1.0(-8)	-	1.0(-8)	3.6(-8)	1.0(-8)	3.3(-8)	2.6(-9)	1.5(-7)
CH_3COCH_3	-	1.4(-9)	-	(2.5-8.3)(-9)	5.0(-10)	-	-	1.2(-8)
HNCO	(0.3-1.4)(-9)	2.5(-9)	-	1.6(-9)	8.0(-10)	-	1.9(-9)	1.0(-7)
NH_2CHO	(1.2-6.7)(-10)	8.3(-10)	2.4(-9)	4.5(-10)	-	-	1.9(-10)	1.0(-7)
CH_3CN	(0.3-1.4)(-9)	3.3(-9)	4.0(-9)	3.5(-9)	6.0(-9)*	1.7(-9)	8.5(-10)	1.5(-7)
$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	(1.7-5.6)(-10)	3.0(-10)	3.0(-10)	(0.45-1.1)(-9)	1.4(-9)	1.7(-9)	1.3(-9)	1.4(-7)

* : Estimée à partir de l'isotopologue ^{13}C . a : López-Sepulcre et al. (2017); Taquet et al. (2015). b : Jørgensen et al. (2016); Coutens et al. (2016); Lykke et al. (2017); Calcutt et al. (2018b). c : Fuente et al. (2014). d : Beuther et al. (2009). e : Beuther et al. (2009); Pagani et al. (2017). f : Belloche et al. (2013).

VIII.4.2 Résultats

En général, les abondances moléculaires estimées dans Cep E-A sont en accord, à mieux qu'un facteur quatre, avec celles mesurées vers la protoétoile de masse intermédiaire NGC 7129 par Fuente et al. (2005a, 2014). La plupart des espèces oxygénées et azotées de notre étude (CH_3CN , $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$ et HNCO) ont des abondances similaires. Les seules exceptions sont CH_3COCH_3 et HCOOH . L'abondance de CH_3COCH_3 est plus grande dans Cep E-A d'un ordre de grandeur, Cependant, la détermination de cette abondance dans Cep E-A souffre également d'importantes incertitudes (voire Chapitre VII.3.4). Au contraire de HCOOH qui apparaît plus abondante vers NGC 7129 d'un facteur 30.

Les abondances moléculaires des hot corinos IRAS2A et IRAS4A2 sont également similaires à celles de Cep E-A. Ces conclusions restent inchangées en comparant les abondances moléculaires relatives à HCOOCH_3 , comme illustré par les cas de H_2CO , CH_3OH ou CH_3OCH_3 (Figure VIII.1). Nos résultats sont aussi en accord avec la corrélation entre CH_3OCH_3 et HCOOCH_3 précédemment reportée par Jaber et al. (2014) qui indique un lien direct entre ces deux espèces dans la phase gaz.

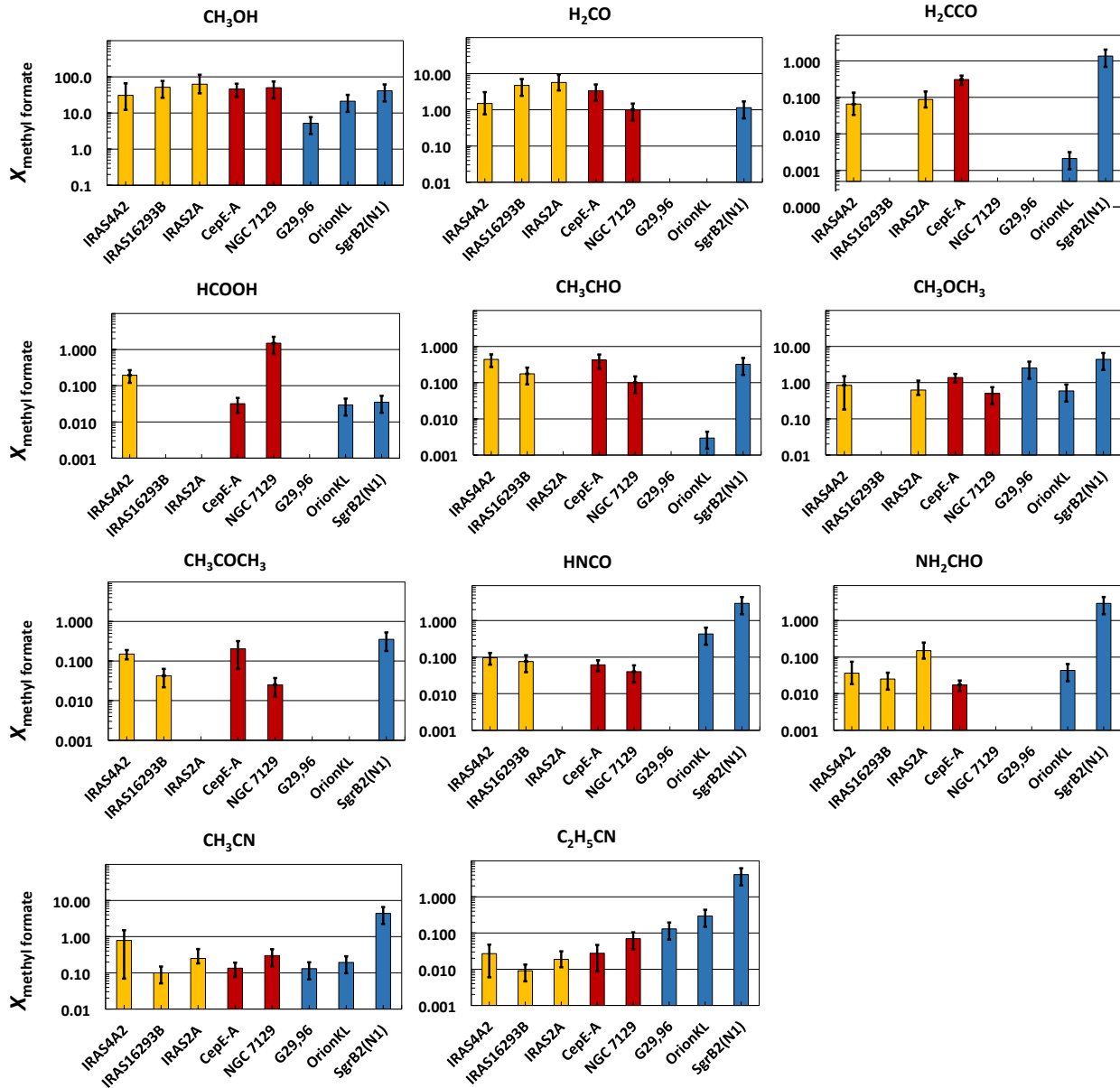


FIGURE VIII.1. : Abondances moléculaires relatives à HCOOCH₃ dans des hot corinos de faible masse (jaune) : IRAS2A (Taquet et al., 2015) et IRAS4A2 dans NGC 1333 (Taquet et al., 2015; López-Sepulcre et al., 2017), IRAS16293B (Jørgensen et al., 2016; Coutens et al., 2016; Lykke et al., 2017; Calcutt et al., 2018b); protoétoiles de masse intermédiaire (rouge) : Cep E-A (cette thèse) et NGC 7129 (Fuente et al., 2014); hot cores massives (bleu) : G29.96 (Beuther et al., 2009), Orion KL (Pagani et al., 2017; Beuther et al., 2009) et SgrB2(N1) (Belloche et al., 2013). Les sources sont classées par ordre croissant de leurs luminosité.

TABLE VIII.3. : Abondances moléculaires relatives à HCOOCH₃.

Molecule	X_{HCOOCH_3}							
	LM			IM		HM		
	IRAS4A2 ^a	IRAS16293B ^b	IRAS2A ^a	Cep E-A	NGC 7129 ^c	G29.96 ^d	Orion KL ^e	SgrB2(N1) ^f
CH ₃ OH	39	51	63	46	50	5.2	21	41
H ₂ CO	0.7	5	5.7	3.4	1.0	–	–	1.1
H ₂ CCO	0.084	–	8.8(–2)	3.1(–1)	–	–	2.1(–3)	1.4
HCOOH	0.13–0.24	–	–	3.2(–2)	1.5	–	3.0(–2)	3.5(–2)
CH ₃ CHO	0.29–0.54	1.8(–1)	–	4.2(–1)	1.0(–1)	–	3.0(–3)	3.2(–1)
CH ₃ OCH ₃	0.9	–	6.3(–1)	1.4	5.0(–1)	2.5	5.9(–1)	4.4
CH ₃ COCH ₃	–	4.0(–2)	–	(1.0–3.2)(–1)	2.5(–2)	–	–	3.5(–1)
HNCO	0.066–0.11	7.5(–2)	–	6.1(–2)	4.0(–2)	–	4.3(–1)	2.9
NH ₂ CHO	0.028–0.057	2.5(–2)	1.5(–1)	1.7(–2)	–	–	4.3(–2)	2.9
CH ₃ CN	0.54–1.4	1.0(–1)	2.5(–1)	1.3(–1)	3.0(–1)	1.3(–1)	1.9(–1)	4.4
C ₂ H ₅ CN	4.1(–2)	1.0(–2)	1.9(–2)	(1.7–4.2)(–2)	7.0(–2)	1.3(–1)	3.0(–1)	4.1

a : López-Sepulcre et al. (2017); Taquet et al. (2015). b : Jørgensen et al. (2016); Coutens et al. (2016); Lykke et al. (2017); Calcutt et al. (2018b). c : Fuente et al. (2014). d : Beuther et al. (2009). e : Beuther et al. (2009); Pagani et al. (2017). f : Belloche et al. (2013).

Les abondances moléculaires des espèces oxygénées sont $\sim 1\%$ de l'abondance de CH₃OH, alors que celles des espèces azotées sont plus faibles d'un ordre de grandeur, $\sim 0.1\%$.

Les abondances moléculaires des espèces oxygénées sont plutôt similaires entre les sources de faible masse et masse intermédiaire, indépendamment de la luminosité. Vers les sources massives, une large dispersion est observée dans les cas de HCOOH et CH₃CHO. La comparaison des abondances moléculaires oxygénées, relatives à HCOOCH₃, ne révèle aucune tendance spécifique en fonction de la luminosité des sources.

Au contraire, les abondances moléculaires des espèces azotées montrent des différences marquées. Comme nous le montrons dans la Table VIII.2, les abondances dans G29.96, Orion KL et Cep E-A sont plutôt similaires, tandis que SgrB2(N) affiche des abondances plus grandes. La comparaison des abondances moléculaires relatives à HCOOCH₃ suggère une augmentation de l'abondance des COMs azotées avec la luminosité de la source. Cette tendance apparaît nettement dans le cas de C₂H₅CN dans la Figure VIII.2. La même tendance semble être présente dans HNCO (Figure VIII.1).

En résumé, notre analyse montre que des abondances moléculaires similaires entre Cep E-A, et les hot corinos de faible masse et de masse intermédiaire. La composition relative des espèces oxygénées par rapport à HCOOCH₃ semble relativement indépendante de la luminosité de la source, contrairement à certaines espèces azotées, comme C₂H₅CN, dont l'abondance relative paraît corrélée avec la luminosité de la source.

L'essentiel de ces résultats on eu lieu a une publication Ospina-Zamudio et al. (2018) dans *Astronomy & Astrophysics*. Cette publication est attaché ci-dessous.

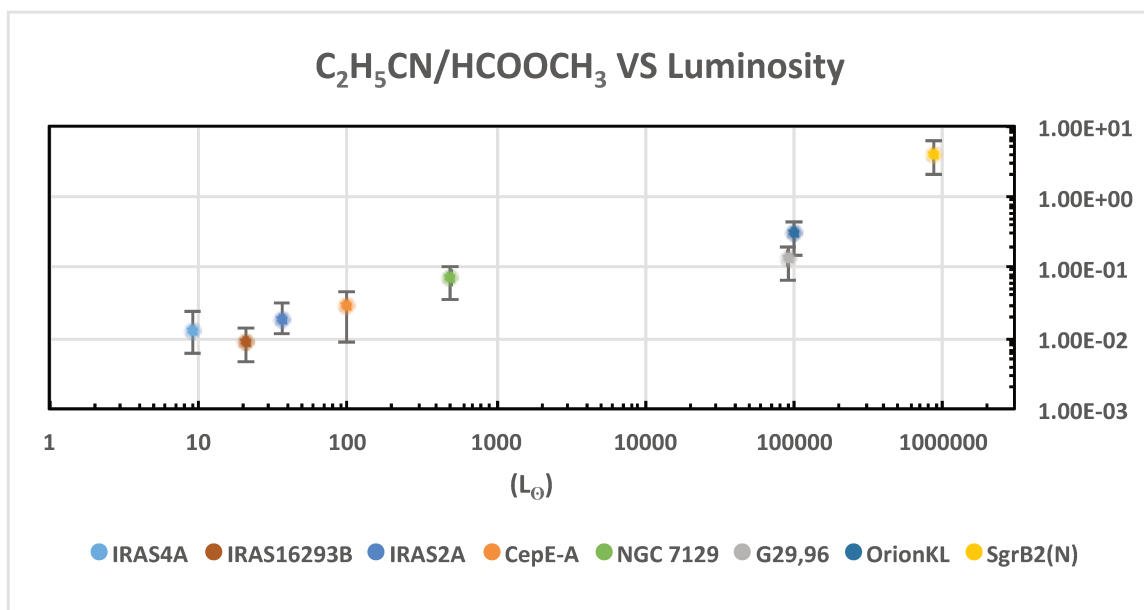


FIGURE VIII.2. : Abondance moléculaire C_2H_5CN relative à $HCOOCH_3$ en fonction de la luminosité des sources de hot cores et corinos.

A&A 618, A145 (2018)
<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201832857>
 © ESO 2018

**Astronomy
&
Astrophysics**

First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

J. Ospina-Zamudio¹, B. Lefloch¹, C. Ceccarelli¹, C. Kahane¹, C. Favre², A. López-Sepulcre^{1,3}, and M. Montarges⁴

¹ Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France
 e-mail: juan-david.ospina-zamudio@univ-grenoble-alpes.fr
² INAF, Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo E. Fermi 5, 50125 Firenze, Italy
³ IRAM, 300 rue de la Piscine, 38406 Saint-Martin-d'Hères, France
⁴ Institute of Astronomy, KU Leuven, Celestijnenlaan 200D B2401, 3001 Leuven, Belgium

Received 19 February 2018 / Accepted 22 July 2018

ABSTRACT

Context. Intermediate-mass (IM) protostars provide a bridge between the low- and high-mass protostars. Despite their relevance, little is known about their chemical diversity.

Aims. We want to investigate the molecular richness towards the envelope of I-M protostars and to compare their properties with those of low- and high-mass sources.

Methods. We have selected the isolated IM Class 0 protostar Cep E-mm to carry out an unbiased molecular survey with the IRAM 30 m telescope between 72 and 350 GHz with an angular resolution lying in the range 7–34". Our goal is to obtain a census of the chemical content of the protostellar envelope. These data were complemented with NOEMA observations of the spectral bands 85.9–89.6 GHz and 216.8–220.4 GHz at angular resolutions of 2.3" and 1.4", respectively.

Results. The 30 m spectra show bright emission of O- and N-bearing complex organic molecules (COMs): CH₃OH and its rare isotopologues CH₂DOH and ¹³CH₃OH, CH₃CHO, CH₃OCH₃, CH₃COCH₃, HCOOH, HCOOCH₃, H₂CCO, NH₂CHO, CH₃CN, C₂H₃CN, C₂H₅CN, HNCO and H₂CO. We identify up to three components in the spectral signature of COMs: an extremely broad line (eBL) component associated with the outflowing gas ($FWHM > 7 \text{ km s}^{-1}$), a narrow line (NL) component ($FWHM < 3 \text{ km s}^{-1}$) associated with the cold envelope, and a broad line (BL) component ($FWHM \approx 5.5 \text{ km s}^{-1}$) which traces the signature of a hot corino. The eBL and NL components are detected only in molecular transitions of low excitation and dominate the emission of CH₃OH. The BL component is detected in highly excited gas ($E_{\text{up}} > 100 \text{ K}$). The NOEMA observations reveal Cep E-mm as a binary protostellar system, whose components, Cep E-A and Cep E-B, are separated by $\approx 1.7''$. Cep E-A dominates the core continuum emission and powers the long-studied, well-known, high-velocity jet associated with HH377. The lower flux source Cep E-B powers another high-velocity molecular jet, reaching velocities of $\approx 80 \text{ km s}^{-1}$, which propagates in a direction close to perpendicular with respect to the Cep E-A jet. Our interferometric maps show that the emission of COMs arises from a region of $\approx 0.7''$ size around Cep E-A, and corresponds to the BL component detected with the IRAM 30 m telescope. On the contrary, no COM emission is detected towards Cep E-B. We have determined the rotational temperature (T_{rot}) and the molecular gas column densities from a simple population diagram analysis or assuming a given excitation temperature. Rotational temperatures of COMs emission were found to lie in the range 20–40 K with column densities ranging from a few times 10^{15} cm^{-2} for O-bearing species, down to a few times 10^{14} cm^{-2} for N-bearing species. Molecular abundances are similar to those measured towards other low- and intermediate-mass protostars. Ketene (H₂CCO) appears as an exception, as it is found significantly more abundant towards Cep E-A. High-mass hot cores are significantly less abundant in methanol and N-bearing species are more abundant by two to three orders of magnitude.

Conclusions. Cep E-mm reveals itself as a binary protostellar system with a strong chemical differentiation between both cores. Only the brightest component of the binary is associated with a hot corino. Its properties are similar to those of low-mass hot corinos.

Key words. astrochemistry – stars: formation

1. Introduction

The chemical composition of protostellar envelopes and their properties along the evolutionary stage of protostars is an important topic in astrochemistry. Since the pioneering work by Cazaux et al. (2003) and Sakai et al. (2008), systematic chemical studies of solar-type protostars (see Ceccarelli et al. 2007; Caselli & Ceccarelli 2012 for a review; also Lefloch et al. 2018) have identified two classes of objects. The first class corresponds to the so-called “hot corinos”, that is, sources which display a rich content in complex organic molecules (COMs) in the central inner regions of the protostellar envelope (see Ceccarelli et al. 2007 for a review; also Taquet et al.

2015). Only a few hot corinos have been identified so far either with single dish or interferometric observations: IRAS16293-2422 (Cazaux et al. 2003; Bottinelli et al. 2004b; Jørgensen et al. 2011, 2016), IRAS2, IRAS4B (Bottinelli et al. 2007), IRAS4A (Bottinelli et al. 2004a; Taquet et al. 2015), HH212 (Codella et al. 2016), L483 (Oya et al. 2017), B335 (Imai et al. 2016), SVS13A (Bianchi et al. 2017), Serpens SMM1, and SMM4 (Öberg et al. 2011). We note that very few sources were investigated in a systematic manner meaning that the COM budget in hot corino sources is very inhomogeneous, making a general picture difficult to come by. Hot corinos share some similarities with the hot cores observed around high-mass stars but they are not scaled-down versions of these.

Bottinelli et al. (2007) showed that the abundances of O-bearing species scaled to methanol are higher than those measured in hot cores by one to two orders of magnitude or more. The second chemical class of protostars corresponds to the so-called Warm Carbon Chain Chemistry (WCCC) sources, which have a rich content in C-chains but are poor in COMs. A recent survey of a sample of 36 Class 0/I protostars of the Perseus molecular cloud complex by Higuchi et al. (2018) shows that the majority of the sources observed have intermediate characters between these two distinct chemistry types.

In comparison, very little is known on intermediate-mass (IM) protostars. The first systematic study was carried out by Crimier et al. (2010) and Alonso-Albi et al. (2010), who both investigated the physical and chemical properties of a sample of five Class 0 IM protostars (CB3-mm, Cep E-mm, IC1396 N BIMA 2, NGC 7129 FIRS 2, and Serpens FIRS 1). Crimier et al. (2010) derived the dust and gas temperature and density profiles of the protostellar envelopes from modelling their spectral energy distribution (SED) with the one-dimensional (1D) radiative transfer code DUSTY. Comparing the physical parameters of the envelopes (density profile, size, mass) with those of the envelopes of low- and high-mass protostars led them to conclude that the transition between the three groups appears smooth, and that the formation processes and triggers do not substantially differ. Alonso-Albi et al. (2010) studied the CO depletion and the N_2H^+ deuteration in the same source sample (and additionally towards L1641 S3 MMS1 and OMC2-FIR4). They found hints of CO underabundance by a factor of two with respect to the canonical value in the inner protostellar regions; they pointed out that high-angular-resolution observations are needed to conclude on the origin of such a deficit, and the possible role of outflows and the UV radiation from the star. The chemical properties of the source sample (molecular species and abundances) remain to be fully characterised. A few individual sources have been studied in detail (Fuente et al. 2007; Neri et al. 2007; Hogerheijde et al. 1999; Schreyer et al. 2002). In particular, Fuente et al. (2005) reported the presence of a hot core in NGC 7129 FIRS 2.

Intermediate-mass Class 0 protostellar clusters are important too as they also provide the transition between the low-density groups of T Tauri stars and the high-density clusters around massive stars. OMC2-FIR4 is one of the (if not the) best-studied prototypes of this class. OMC-2 FIR4 is itself a young proto-cluster that harbours several embedded low- and intermediate-mass protostars (Shimajiri et al. 2008; López-Sepulcre et al. 2013). Analysis of the CH_3OH emission lines observed with *Herschel* Space Observatory (Pilbratt et al. 2010) in the framework of the CHESS Large Program (Ceccarelli et al. 2010) led Kama et al. (2010) to suggest the presence of a hot core with kinetic temperatures above 100 K and around 400 au in size towards OMC-2FIR4. This is supported by the similarity of the molecular line spectrum of OMC-2 FIR4 and the hot corino source NGC 1333-IRAS4A, as observed with ASAI¹ (Lefloch et al. 2018). Observations with the Northern Extended Millimeter Array (NOEMA) at 5'' resolution by López-Sepulcre et al. (2013) revealed a relatively complex structure with the presence of several components each of one or several solar masses, with chemical differentiation and an ionized HII region just next to the OMC-2 dust envelope. The chemical properties of IM protostars therefore remain to be characterized. The chemical diversity and its similarities and

differences with low- and high-mass sources remain to be established.

As part of an observational effort to address these questions, we have conducted a detailed molecular line survey of the isolated IM Class 0 protostar Cep E-mm (IRAS23011+6126) with the IRAM 30 m telescope, complemented with observations with the IRAM interferometer NOEMA. Cep E-mm is located in the Cepheus E molecular cloud at a nearby distance of $d = 730$ pc (Sargent 1977). Its luminosity is $\sim 100 L_\odot$ and its envelope mass is $35 M_\odot$ (Lefloch et al. 1996; Crimier et al. 2010). Since its early discovery by Wouterloot & Walmsley (1986) and Palla et al. (1993), subsequent studies have confirmed the source to be an isolated intermediate-mass protostar in the Class 0 stage (Lefloch et al. 1996; Moro-Martín et al. 2001). The source drives a very luminous molecular outflow and jet (Lefloch et al. 2011, 2015), terminated by the bright Herbig-Haro object HH377 (Ayala et al. 2000).

The article is organised as follows. In Sect. 2, we present the observations carried out with the IRAM 30 m telescope and the NOEMA interferometer. In Sect. 3, we present the results on the source multiplicity obtained from the thermal dust emission, as mapped with NOEMA, and the status of the dust components. In Sect. 4, we present the results of a systematic search for COMs, chemically related species with the IRAM instruments, which shows the presence of a hot corino associated with one of the dust components. In Sect. 5, we discuss the physical structure of Cep E-mm and the evidence for chemical differentiation in the core, and we compare our results with those obtained towards a few typical objects, from low- to high-mass. Our conclusions are summarised in Sect. 6.

2. Observations

2.1. Single-dish survey

Observations on Cep E-mm were obtained with the IRAM 30 m telescope near Pico Veleta (Spain) on coordinates $\alpha(2000) = 23^{\text{h}}03^{\text{m}}12^{\text{s}}.8$, $\delta(2000) = 61^{\circ}42'26''$. Unbiased spectral coverage was carried out at 3 mm (80–116 GHz), 2 mm (129–173 GHz), 1.3 mm (200–300 GHz) and 0.9 mm (330–350 GHz) in Winter 2010 & 2015 and in Summer 2016 using the Eight Mxer Receiver (EMIR). The Fourier Transform Spectrometer (FTS) units were connected to the receivers on the 3 and 2 mm bands, providing a resolution of 195 kHz ($\Delta V \sim 0.6$ and 0.4 km s^{-1} respectively). The Wideband Line Multiple Autocorrelator (WILMA) was connected to the higher-frequency bands, providing a resolution of 2 MHz ($\Delta V \sim 2.5$ and 1.8 km s^{-1} for the 1.3 and 0.9 mm bands respectively). The observations were performed in wobbler switching mode with a throw of $180''(90''$ for the 2 mm) in order to ensure a flat baseline. The telescope beam size ranges from $34''$ at 72 GHz to $7''$ at 350 GHz. Calibration uncertainties in the 3, 2, 1.3 and 0.9 mm bands are typically 10, 15, 20 and 30%, respectively. The data were reduced using the GILDAS-CLASS software². Intensities are expressed in units of antenna temperature corrected for the atmospheric absorption T_A^* . The rms noise per velocity interval of 1 km s^{-1} expressed in units of T_A^* lies in the range 2–5 mK in the 3 mm band, 3–7 mK in the 2 mm and 1.3 mm band, and 15–20 mK in the 0.9 mm band. The spectral bands and observations properties are summarised in Table 1.

¹ <http://www.oan.es/asai/>

² <http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

Table 1. IRAM 30 m observational parameters.

Band	Range (GHz)	Backend	Spectral resolution (MHz)	F_{eff}	B_{eff}	HPBW (")	rms (mK, T_A^*)
3 mm	72–116	FTS	0.195	0.95	0.81–0.78	34.2–21.2	2–5
2 mm	126–173	FTS	0.195	0.94–0.93	0.72–0.64	19.5–14.2	3–7
1.3 mm	200–310	WILMA	2	0.91–0.82	0.59–0.37	12.3–7.9	3–7
0.9 mm	328–350	WILMA	2	0.82	0.32	7.7–7.0	15–20

Table 2. NOEMA interferometric observations properties.

Band	Range (GHz)	Backend	Spectral resolution (MHz)	Config.	Synthesized beam ("" \times "")	PA ($^\circ$)	rms (mJy beam $^{-1}$)
3 mm	85.9–89.6	WideX	2	BC	2.38 \times 2.13	60	1–3
	86.0–86.2	Narrow	0.625	BC	2.46 \times 2.20	52	3
	86.7–86.9	Narrow	0.625	BC	2.46 \times 2.19	48	3
	88.5–88.7	Narrow	0.625	BC	2.39 \times 2.07	–133	3
	89.1–89.3	Narrow	0.625	BC	2.36 \times 2.06	49	3
1.3 mm	216.8–220.4	WideX	2	CD	1.46 \times 1.39	72	3–5
	217.3–217.6	Narrow	0.625	CD	1.42 \times 1.41	40	10
	218.7–218.9	Narrow	0.625	CD	1.46 \times 1.37	–90	8

2.2. Interferometric observations

The Cep E protostellar region was observed during Winter 2014–2015 with the IRAM NOEMA interferometer at 3 mm and 1.3 mm. At 3 mm, the spectral band 85.9–89.7 GHz covering the SiO $J = 2-1$ line was observed in B and C configurations on 3 and 12 December 2014 and 6–7 March 2015, in a single field centred at the nominal position of the protostar $\alpha(2000) = 23^{\text{h}}03^{\text{m}}12^{\text{s}}.8$, $\delta(2000) = 61^\circ42'26''$. At 1.3 mm, the spectral band 216.8–219.95 GHz covering the SiO $J = 5-4$ line was observed in C and D configurations on 9 December 2014, 7 December 2015, and 13 and 24 April 2015. The 1.3 mm band was observed over a mosaic of five fields centred at offset positions (–9", –20.8"), (–4.5", –10.4"), (0", 0"), (+4.5", +10.4") and (+4.5", +20.8") with respect to the protostar, in order to map the emission of the protostar and the high-velocity outflow.

The Wideband Express (WideX) backend was connected to the receivers providing a resolution of 2 MHz ($\Delta V \sim 2.7 \text{ km s}^{-1}$ at 1.3 mm). Narrow spectral bands with lines of interest were observed in parallel with a resolution of 256 kHz. Observations properties are summarised on Table 2 for both the Wide Correlator (WideX) and the Narrow correlator backends. The antenna baselines sampled in our observations range from 19 to 176 m at 1.3 mm (from 21 to 443 m at 3 mm), allowing us to recover emission on scales from 14.7 to 1.5" at the 1.3 mm (from 34 to 1.6" at 3 mm). At 1.3 mm, for both C and D tracks, phase was stable (rms $\leq 45^\circ$) and the precipitable water vapor (pwv) was 1–3 mm with system temperatures ~ 100 –200, leading to less than 2% flagging in the dataset. At 3 mm, phase rms was $\leq 50^\circ$ pwv was 1–10 mm, and system temperatures were ~ 60 –200 K, leading to less than 1% flagging in the dataset.

Calibration and data analysis were carried out following standard procedures using the GILDAS software³. The continuum emission at 1.3 mm and 3 mm was obtained by selecting spectral windows free of molecular line emission. Continuum-free molecular maps were subsequently produced by subtraction of the continuum contribution.

³ <http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

Using a natural weighting, the size of the synthesised beams at 1.3 and 3 mm are $1.46'' \times 1.39''$ (PA = 72°) and $3.55'' \times 2.65''$ (PA = 60°), respectively. The uncertainty on the absolute flux calibration is $\leq 20\%$ and $\leq 10\%$ at 1.3 and 3 mm respectively; and the typical rms noise per spectral resolution channel is 3–5 mJy beam $^{-1}$ and from 1–3 mJy beam $^{-1}$.

3. Dust continuum emission

3.1. Source multiplicity

Map of the 1.3 mm continuum emission is displayed in the top panel of Fig. 1. It shows a core of dimensions $1.56'' \times 1.08''$ (1141×788 au; beam deconvolved), with a PA of 45° . The peak of the flux distribution (99.4 mJy/1.4"-beam) is located at the nominal position of Cep E-mm, and drives the well-known, bright, high-velocity CO outflow (Lefloch et al. 2015). Integrating over the region defined by the 3σ contour level (3.5 mJy/1.4"-beam), the total flux of the condensation is then $S_{1.3 \text{ mm}} = 233$ mJy.

The location of the peak flux is shifted with respect to the center of the continuum core, suggesting the presence of a secondary, fainter source located at about 1.7" southwest of the peak flux. In what follows, we will refer to the first (bright) and secondary (faint) components as Cep E-A and Cep E-B, respectively (Fig. 1).

We determined the position, size and intensity of the two continuum sources from a fit to the visibility table, assuming two 1D Gaussian distributions. We note that the uncertainties correspond to the statistical errors derived from the minimisation procedure. We find that the bright source Cep E-A has a diameter of $1.20'' \pm 0.01''$ (875 au) (beam-deconvolved) and a peak flux of 97.1 mJy/1.4-beam and a total flux of 168.8 ± 0.7 mJy. The fainter source Cep E-B is located at the offset position (–0.85", –1.52"), at 1250 au from the Cep E-A. It has a size of $0.92'' \pm 0.02''$ (670 au). We estimate a peak flux of 26.2 mJy/1.4-beam and a total flux 40.3 ± 0.6 mJy.

In order to elucidate the nature of both condensations, we searched for evidence of outflowing gas motions associated with Cep E-A and Cep E-B using emission maps of the SiO $J = 2-1$

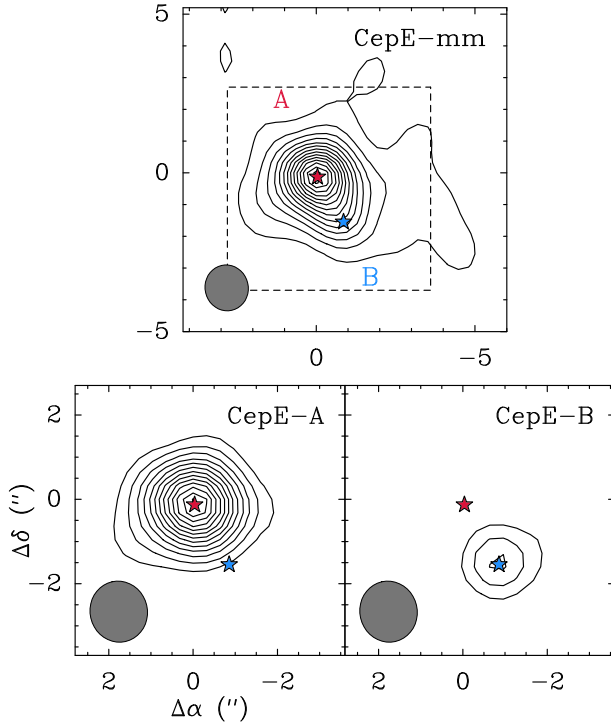


Fig. 1. *Top:* Cep E-mm 1.3 mm continuum map. Base contour and contour spacing are 3.6 (3σ) and 7.2 mJy beam $^{-1}$ (6σ). The peak intensity is 99.2 mJy/1.42''-beam. The blue and red stars mark the position of Cep E-A and B components, respectively. *Bottom:* continuum emission of components A (*left*) and B (*right*) deduced from a two-component fit to the visibilities (see text). Base contour and contour spacing are 10.8 (9σ) and 7.2 mJy beam $^{-1}$ (6σ). Peak intensities are 97.1 and 26.2 mJy/1.42''-beam, respectively.

and 5–4 transitions present in the observed NOEMA bands, a good tracer of young protostellar outflows (Lefloch et al. 1998).

The left hand panel in Fig. 2 shows the SiO $J = 5-4$ emission integrated between -135 and -110 km s $^{-1}$ (blue) and $+40$ and $+80$ km s $^{-1}$ (red); SiO traces the previously known, high-velocity jet oriented in the southwest-northeast direction (Lefloch et al. 1996, 2011, 2015). Both lobes slightly overlap at the location of Cep E-A, confirming the association with this protostar.

The right hand panel of Fig. 2 displays the SiO $J = 5-4$ emission integrated between -80 and -40 km s $^{-1}$ (blue) and $+50$ and $+70$ km s $^{-1}$ (red). We note that the redshifted emission is slightly contaminated by the emission from the high-velocity jet from Cep E-A. Overall, the red- and blueshifted emissions draw a collimated, jet-like structure oriented in the eastern-western direction with a PA of -8° . This jet emission is asymmetric, as it appears to be more extended along the blueshifted lobe. Both lobes overlap at about $1.5''$ south of Cep E-A. This definitely excludes a possible association with Cep E-A. Instead, the lobes appear to overlap at the position of Cep E-B, supporting a physical association with the secondary dust core.

3.2. Physical properties

The large-scale physical structure of Cep E-mm dust envelope was studied by Crimier et al. (2010). The authors derived the dust density and temperature profiles from a 1D modelling of the dust

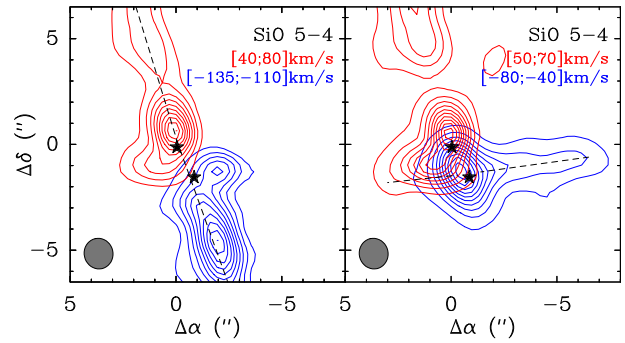


Fig. 2. SiO $J = 5-4$ jet emission. The stars points towards the fitted position of both Cep E-A and B cores. *Left:* the blue and red contours represent the integrated line emission between -135 and -110 km s $^{-1}$ and between $+40$ and $+80$ km s $^{-1}$, respectively. Base contour and contour spacing of both jet emission are 10% of their maximum intensity. *Right:* the blue and red contours represent the integrated line emission between -80 and -40 km s $^{-1}$ and between $+50$ and $+70$ km s $^{-1}$, respectively. Base contour and contour spacing of both jet emissions are 5% and 10% of their maximum intensity, respectively.

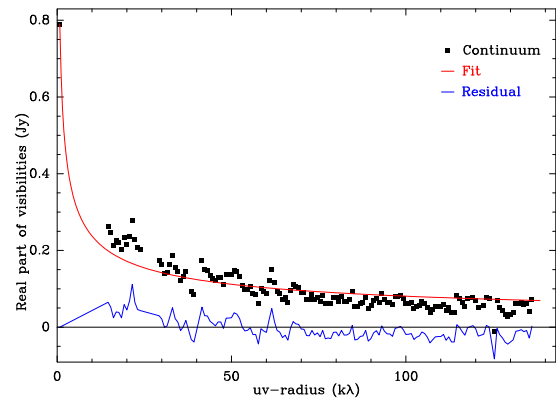


Fig. 3. Continuum (real part of the visibilities, black squares) and corresponding best-fit power-law model (red line) averaged over baseline bins of 1 m, as a function of baseline length. Residuals are shown as a blue line. The zero-spacing 790 mJy flux density is extrapolated from single-dish observations at 1.3 mm by Lefloch et al. (1996).

continuum emission at 24 , 70 , 450 , 850 and 1300 μ m by SCUBA and *Spitzer*. Fluxes were measured with an angular resolution in the range 7.5 – $14.8''$, thereby probing mainly the outer regions ($>8''$) of the envelope. They constrained a power-law index on the density profile $n \propto r^{-p}$ with $p = 1.88$, and obtained self-consistently the temperature profile $T \propto r^{-q}$ with $q = 1.10$ in the inner region ($r < 500$ au). In the Rayleigh-Jeans approximation and for optically thin dust emission, the emergent dust continuum emission also has a simple power-law form $I(r) \propto r^{-(p+q-1)}$. For interferometric observations, the visibility distribution is then $V(b) \propto b^{(p+q-3)}$, and depends only on the density and temperature power-law index.

As can be seen in Fig. 3, a simple fit of the form $V(b) \propto b^{(-0.47 \pm 0.01)}$ reproduces well our interferometric continuum observations and the single-dish flux of Lefloch et al. (1996). We obtain a $(p + q)$ value of 2.53 ± 0.01 lower than that of Crimier et al. (≈ 2.98). Such a lower value is consistent with a steeper density profile in the inner regions probed by the interferometer, and could indicate collapse of the inner layers.

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

Table 3. Physical properties of the Cep E-mm condensation and the components A and B.

Continuum component	Size ^a (")	Size ^a (au)	Peak Coord. (")	$S_{1.3\text{mm}}^{\text{beam}}$ (mJy beam ⁻¹)	$S_{1.3\text{mm}}^b$ (mJy)	T_{dust}^c (K)	$N(\text{H}_2)$ (10^{23} cm ⁻²)	$n(\text{H}_2)$ (10^7 cm ⁻³)	M (M_{\odot})
Whole core	1.56×1.08	1141×788	(+0, +0)	99.4	233	55	5.7	4.0	0.83
Cep E-A	1.2	875	(+0, +0)	97.1	168.8	60	5.2	4.0	0.56
Cep E-B	0.9	670	(-0.8, -1.5)	26.2	40.3	25 60	4.0 1.3	4.0 1.3	0.38 0.13

Notes. ^(a) FWHM, beam-deconvolved. ^(b) Best fit results. ^(c) Based on Crimier et al. (2010). For Cep E-B two T_{dust} are assumed (see text).

In order to estimate the physical parameters of the dust condensation and the protostellar cores Cep E-A and B, we have adopted as dust temperature T_{dust} the value estimated by Crimier et al. (2010) at the core radius (55 K at $r = 480$ au), and we have adopted a dust mass opacity $\kappa_{1.3\text{mm}} = 0.0089$ cm² g⁻¹ calculated by Ossenkopf & Henning (1994), specifically their OH5 dust model which refers to grains coated by ice. Under these assumptions, we obtain a beam-averaged gas column density $N(\text{H}_2) = (5.7 \pm 1.0) \times 10^{23}$ cm⁻² in a beam of 1.4". From this gas column density estimate and the size of the condensation, we obtain the average gas density $n(\text{H}_2) = (4.0 \pm 0.8) \times 10^7$ cm⁻³ for the condensation. This value is in agreement with the gas density derived by Crimier model 4.3×10^7 cm⁻³ at the same radius of 480 au. From the integrated flux (233 mJy), we derive the mass of the condensation $M = 0.83 \pm 0.17 M_{\odot}$.

Our NOEMA maps show that the millimeter flux is dominated by Cep E-A. Under the assumption that this source dominates the SED, we can use the Crimier model to estimate the physical parameters of Cep E-A. Proceeding in the same way as above gives $T_{\text{dust}} \approx 60$ K at the fitted core radius $r = 440$ au. We obtain $N(\text{H}_2) = (5.2 \pm 1.0) \times 10^{23}$ cm⁻² and $n(\text{H}_2) = (4.0 \pm 0.8) \times 10^7$ cm⁻³ and a total dust mass $M = 0.5 \pm 0.1 M_{\odot}$.

For Cep E-B, we constrain an upper temperature limit $T_{\text{dust,max}} = 60$ K similar to that of Cep E-A. A lower limit to T_{dust} is provided adopting the temperature derived in the Crimier model at the radial distance between components A and B (1.7"): $T_{\text{dust}} = 25$ K; hence, we estimate the gas column density $N(\text{H}_2) = (1.3-4.0) \times 10^{23}$ cm⁻² the gas density $n(\text{H}_2) = (1.3-4.0) \times 10^7$ cm⁻³ and the mass $M = (0.13-0.38) M_{\odot}$.

The physical properties of both protostars are summarised in Table 3.

4. Complex organic molecules

The first hint on the presence of COMs in Cep E-mm was provided by López-Sepulcre et al. (2015) who reported the presence of formamide (NH₂CHO). Following this study, we have carried out a systematic search for COM emission in the IRAM 30 m survey and the NOEMA observations. We searched for emission lines from the species identified in the solar-type protostar IRAS 16293-2422 (Cazaux et al. 2003; Jaber et al. 2014) and the protostellar shock L1157-B1 (Lefloch et al. 2017). Line identification was carried out using the WEEDS package in GILDAS (Maret et al. 2011) and the public databases CDMS (Müller et al. 2005) and JPL (Pickett et al. 1998).

4.1. Content

The following complex O-bearing and N-bearing organic species are detected towards the Cep E-mm protostellar envelope: methanol (CH₃OH) and its rare isotopologues

¹³CH₃OH and CH₂DOH, acetaldehyde (CH₃CHO), dimethyl ether (CH₃OCH₃), methyl formate (HCOOCH₃), Acetone (CH₃COCH₃), formamide (NH₂CHO), methyl cyanide (CH₃CN) and ethyl cyanide (C₂H₅CN). The number of lines detected with both instruments and the range of upper-level energies E_{up} (K) are given in Table 4. A montage of illustrative transitions from each species observed with the IRAM 30 m telescope is displayed in Fig. 4. In this work, we also report the detection of the following species, chemically related to COMs: formaldehyde (H₂CO), ketene (H₂CCO), formic acid (HCOOH), isocyanic acid (HNCO).

Because of the limited spectral coverage of NOEMA observations and the lower sensitivity of the IRAM 30 m survey, there is only a partial match between the sets of detected lines detected with both instruments. We note that, apart from CH₃CN (not observed with NOEMA), Propanone (CH₃COCH₃) and Ethyl Cyanide (C₂H₅CN) were not detected by the IRAM 30 m telescope; and Vinyl cyanide (C₂H₃CN) was not detected by NOEMA. Our NOEMA observations show bright emission from highly excited molecular transitions, like HCOOCH₃ 20_{0,20}-19_{0,17} ($E_{\text{up}} = 111.5$ K) or CH₃OH-A 6_{1,-1}-7_{2,-1} ($E_{\text{up}} = 373.9$ K) which are not detected with the IRAM 30 m. This effect results from the dilution of the emission in the telescope main beam.

In order to estimate the amount of flux filtered out by NOEMA, we compared the fluxes of molecular transitions detected at $\geq 5\sigma$. The results obtained are summarised in Table 5. We found that all the flux is recovered for lines from high E_{up} , like CH₃OH 8_{0,0}-7_{1,0} ($E_{\text{up}} = 88.7$ K). For the other transitions of lower excitation, the interferometer recovered from 20 to 60% of the flux collected with the IRAM 30 m. This is illustrated in the case of H₂CO $J = 3_{0,3}$ -2_{0,2} ($E_{\text{up}} = 21$ K), CH₃OH $J = 4_{2,0}$ -3_{1,0} ($E_{\text{up}} = 45.5$ K) and HNCO 10_{0,10}-9_{0,9} ($E_{\text{up}} = 58.0$ K) in Fig. 5.

4.2. Spectral signatures

Figure 4 shows that a large variety of profiles is observed, depending on the molecular species and the line excitation conditions. For instance, narrow line components ($\approx 1-3$ km s⁻¹) peaking at the cloud systemic velocity ($v_{\text{lsr}} = -10.9$ km s⁻¹) are detected in HCOOH and CH₃CHO. Broad velocity components extending over 20 km s⁻¹ are also detected in the profiles of H₂CCO or CH₃CHO. We have identified three types of spectral line features, depending on the line width, the velocity range, and the emission peak velocity: a narrow line component (NL), a broad line component (BL), and the extremely broad line component (eBL).

The three components are detected in the low-excitation transitions of methanol, with $E_{\text{up}} < 50$ K. The eBL and BL components are both found in transitions up to $E_{\text{up}} < 100$ K, whereas only the BL component is detected in higher excitation transitions with $E_{\text{up}} > 100$ K. This is shown in Fig. 6 in which we report the line width of each component as a function of the upper energy level E_{up} for all methanol transitions, as

Table 4. Molecular species (COMs and chemically related species) detected with the IRAM 30 m telescope and the NOEMA interferometer.

Species	30 m					<i>n</i>	NOEMA		
	<i>n</i>	E_{up} (K)	Components				E_{up} (K)	Components	
			eBL	BL	NL			eBL	BL
E-CH ₃ OH	72	4.6–500.5	×	×	×	4	37.6–500.5	×	×
A-CH ₃ OH	64	7.0–446.5	×	×	×	2	373.9–745.6		×
¹³ CH ₃ OH	21	6.8–113.5		×		1	162.4		×
CH ₂ DOH	36	6.2–123.7		×	×	4	10.6–58.7	×	×
H ₂ CO	15	3.5–125.8	×	×	×	3	21.0–68.1	×	×
H ₂ ¹³ CO	9	10.2–61.3	×	×	×	1	32.9	×	×
H ₂ CCO	18	9.7–102.1		×	×	1	76.5	×	×
HCOOH	6	10.8–23.5			×	1	58.6		×
HCOOCH ₃	24	20.1–111.5		×		16	20.1–111.5		×
CH ₃ CHO	63	7.6–89.8	×		×	1	18.3		×
CH ₃ OCH ₃	30	11.1–106.3		×		1	253.4		×
CH ₃ COCH ₃	0					1	119.1		×
HNCO	18	10.5–82.3	×		×	3	58.0–231.1	×	×
NH ₂ CHO ^a	6	10.2–22.1			×	1	60.8		×
CH ₃ CN	38	8.8–148.6		×	×	*			
C ₂ H ₅ CN	0					2	135.6–139.9		×

Notes. For each species, we indicate the number *n* of detected transitions, the corresponding range of E_{up} and the detected spectral component with the 30 m: extremely broad line (eBL) component, the broad line (BL) component, and the narrow line (NL) component. ^(a) 30 m lines from López-Sepulcre et al. (2015). ^(*) No transition present in the band.

derived from a Gauss fitting to the line profiles. Figure 7 shows three methanol transitions with $E_{\text{up}} = 28$ K, 70 K, and 110 K, respectively, observed in the 2 mm band at approximately the same angular resolution (15.8''). It turns out that the low- and mid-excitation line methanol emission ($E_{\text{up}} = 28$ K and 70 K) is dominated by the contribution of the extremely broad line component, whereas the high-excitation line emission is dominated by the BL component.

We have applied the same decomposition to the line profiles of the other detected molecular species that are listed in Table 4. We describe their properties in more detail hereafter.

4.2.1. The extremely broad line (eBL) component

Methanol spectra show an eBL with a line width (FWHM) $\Delta\nu \geq 7$ km s⁻¹ (Fig. 6) and peaking at velocities up to ± 10 km s⁻¹ with respect to the source ($v_{\text{lsr}} = -10.9$ km s⁻¹). The line emission can be reasonably well fitted by a Gaussian centred at a velocity shifted by 1–3 km s⁻¹ from the source (Fig. 7, top and middle panel; also Fig. 4). It is detected in the transitions with $E_{\text{up}} \leq 100$ K, only. This component is detected with NOEMA and traces the cavity walls of the high-velocity outflow driven by Cep E-A. We estimate a typical size of 20'' (see Lefloch et al. 1996, 2015). This component is also detected in the lines of formaldehyde, methyl cyanide, and acetaldehyde (see Table 4).

4.2.2. The narrow line (NL) component

An NL $\Delta\nu \leq 3$ km s⁻¹ peaking at the systemic velocity of the cloud, is detected only in the profiles of the low-excitation CH₃OH lines ($E_{\text{up}} \leq 50$ K). This component is present in the line spectra of many COMs (CH₃CHO, HCOOH, CH₃CN, and H₂CCO) with $E_{\text{up}} \leq 60$ K, when observed with the IRAM 30 m. The flux filtered by the interferometer is about 60–80% for these transitions (see Table 5). We note that the low velocity dispersion and the low excitation conditions of this gas component are consistent with an origin in the cold and quiescent outer envelope.

4.2.3. The broad line (BL) component

The BL is seen in all the methanol transitions detected with IRAM 30 m. This component differs from the bipolar outflow as (a) its emission peaks at the source systemic velocity, (b) its linewidth varies little with E_{up} , and (c) it is detected in the high-excitation lines of methanol, with E_{up} in the range 100–500 K (see Tables A.1 and A.2). We find a very good match between the high-excitation line profiles of methanol observed with the NOEMA and those observed with the IRAM 30 m. This confirms that we are actually detecting the same component. Interestingly, the line profiles of COMs, as observed with NOEMA, can be well fitted by a Gaussian with a line width of ≈ 5 km s⁻¹, similar to that of the high-excitation CH₃OH lines.

4.3. Spatial distribution

We have produced emission maps of selected molecular transitions of COMs and chemically related species from the calibrated UV table adopting a natural weight. A montage of such maps is shown in Fig. 8. The emission of the various COMs appears to be compact and centred on the dust emission peak of Cep E-A. Interestingly, there is no molecular emission centered on Cep E-B, the second core component.

We have estimated the size of the COM emission region around Cep E-A for the following bright molecular lines: CH₃OH $5_{1,0}-4_{2,0}$ and $6_{1,5}-7_{2,6}$, CH₂DOH $5_{1,5}-4_{1,4}$ and HCOOCH₃ $20_{0,20}-19_{0,19}$. We performed 1D Gaussian fits to the visibilities in the UV plane around the Cep E-A. The result of the procedure does not appear to depend significantly on the E_{up} of the transition, which ranges between 36 and 112 K. We obtained a typical size of $0.7'' \pm 0.1''$ (FWHP) for all the transitions, that is, the emission region is marginally resolved.

As can be seen in Fig. 8, the emission of H₂CO $3_{2,2}-2_{2,1}$ ($E_{\text{up}} = 68$ K) appears slightly more extended than that of CH₂DOH and other COMs. A fit to the H₂CO $3_{2,2}-2_{2,1}$ distribution yields a size of 1.2''. For COMs like CH₃OCH₃,

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

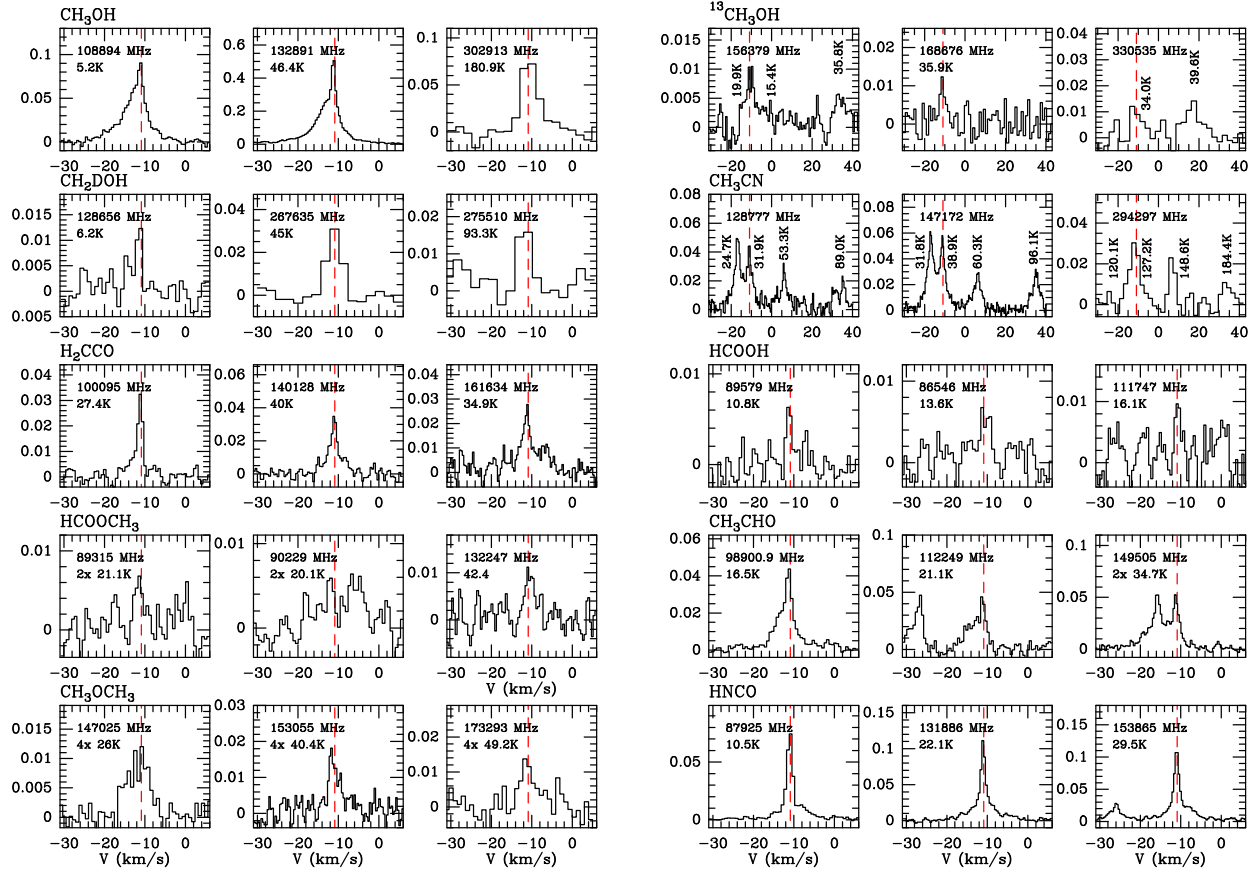


Fig. 4. Montage of detected transitions from COMs and chemically related species towards Cep E-mm with IRAM 30 m. Intensities are expressed in units of T_A^* . The red dashed line marks the ambient cloud velocity $v_{sr} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$.

Table 5. Fluxes of molecular transitions detected at $\geq 5\sigma$ recovered by NOEMA and compared to the 30 m telescope.

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	Recov. (%)
CH ₃ OH	218 440	4 _{2,0} –3 _{1,0}	37.6	60
	216 946	5 _{1,0} –4 _{2,0}	48.0	50
	220 079	8 _{0,0} –7 _{1,0}	88.7	90
CH ₂ DOH	86 669	2 _{1,1,0} –2 _{0,2,0}	10.6	20
H ₂ CO	218 222	3 _{0,3} –2 _{0,2}	21.0	30
	218 760	3 _{2,1} –2 _{2,0}	68.1	60
HNCO	219 798	10 _{0,10} –9 _{0,9}	58.0	50

CH₃COCH₃, and H₂CCO 3_{0,3}–2_{0,2}, the intensity of the detected lines is much lower and the results of a UV visibility fitting procedure are too uncertain. In such cases, we estimated the size of the emitting region directly from a simple Gaussian fit to integrated intensity maps, deconvolved from the synthesized beam (1.4''). The results display relatively little scatter, and we find sizes ranging between 0.6 and 0.8''.

We note that the emission of the low E_{up} transitions of CH₃OH, H₂CO, and HNCO also trace an extended component associated with the cavity walls of the outflow system (Lefloch et al. 2015).

To summarise, our NOEMA observations provide direct evidence for a hot corino region around Cep E-A. Estimates of the emitting regions of various COMs yield a typical size of about 0.7'', with little scatter. This size is close to the half power beam width of the synthetic beam, meaning that the hot corino region is only marginally resolved.

4.4. Molecular abundances in Cep E-A

In this section, we discuss the physical properties (excitation temperature, column densities) of the COMs and the chemically related species detected towards the hot corino of Cep E-A. The hot corino properties were obtained from a population diagram analysis of their spectral line energy distribution (SLED) or under the assumption of local thermodynamical equilibrium (LTE) when only one line was detected, as is the case for CH₃CHO, CH₃COCH₃, HCOOH, NH₂CHO, C₂H₅CN and HNCO. The source size, as determined in Sect. 4.2, was taken into account and the derived column densities are source averaged. In our population diagram analysis, line opacities are taken into account following the approach of Goldsmith & Langer (1999). Under the LTE assumption, in the absence of constraints on the excitation temperature, calculations were done for the following excitation temperatures T_{ex} : 30 K and 60 K. The first value is similar to the determinations of T_{rot} of COMs obtained when a population diagram analysis was feasible (see below; also Table 6),

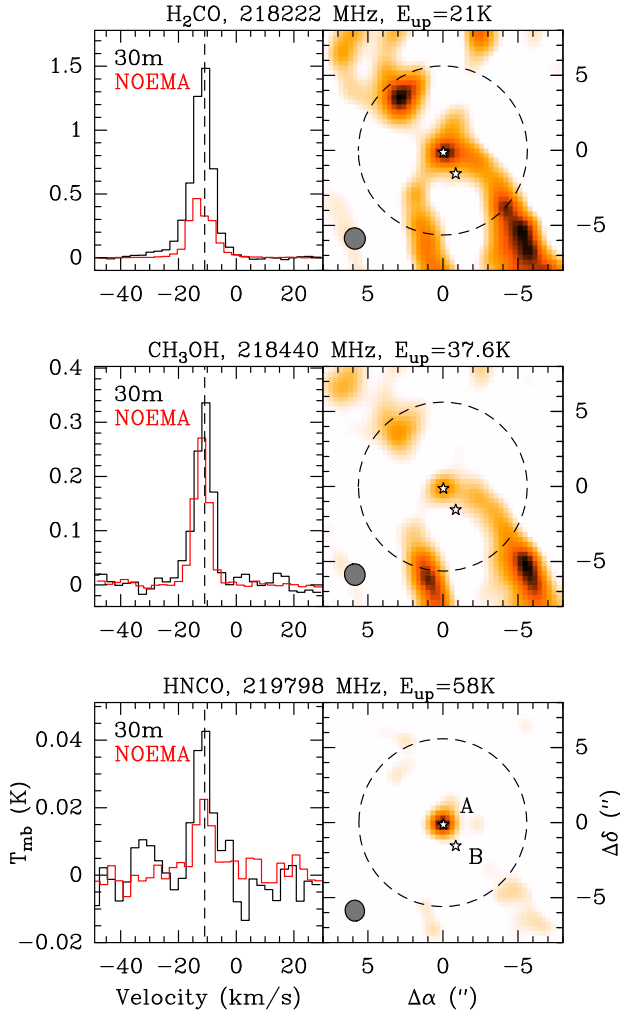


Fig. 5. H_2CO $3_{0,3}-2_{0,2}$, CH_3OH $4_{2,0}-3_{1,0}$ and HNCO $10_{0,10}-9_{0,9}$ transitions detected with both IRAM 30 m and NOEMA towards Cep E-mm. *Left:* 30 m spectra (black) and NOEMA spectra convolved to the single-dish beam (red). Both spectra are displayed with the same spectral resolution. The black dashed line marks the cloud velocity $v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$. *Right:* emission map obtained with NOEMA. The interferometric synthesised beam is represented by the grey disc. White star marks the observing position of the 30 m and the beam width at half-power is drawn by a black dashed circle. The locations of protostars Cep E-A and Cep E-B are marked by stars.

while the second value is consistent with the gas kinetic temperature predicted at the hot corino radius by [Crimier et al. \(2010\)](#); see also below Sect. 5.1). In that way, we obtain a plausible range of values for molecular column densities. For the molecular species detected with NOEMA, the SLED was directly measured from the WideX spectra at the location of Cep E-A. For the IRAM 30 m data, we first applied the spectral decomposition discussed in Sect. 4.2 in order to obtain the flux of the three physical components (bipolar outflow, cold envelope, hot corino) and then built the SLED of the hot corino. The list of all the identified transitions, along with their spectroscopic and observational properties are given in Appendix A. We have adopted a hot corino size of $0.7''$ for all the COMs and of $1.2''$ for H_2^{13}CO , in agreement with our NOEMA observations.

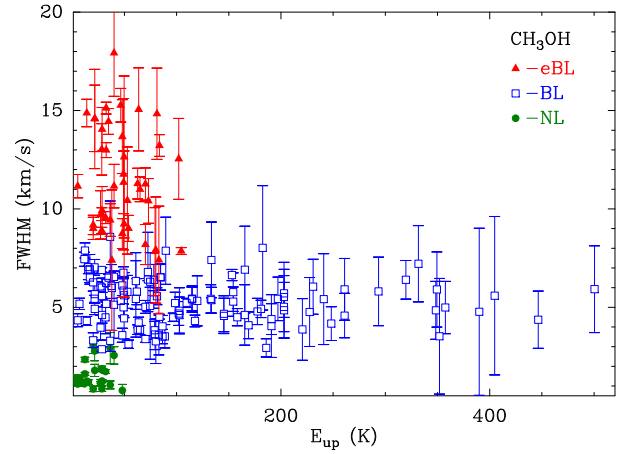


Fig. 6. Linewidth of the three physical components identified in the CH_3OH transitions as a function of the E_{up} .

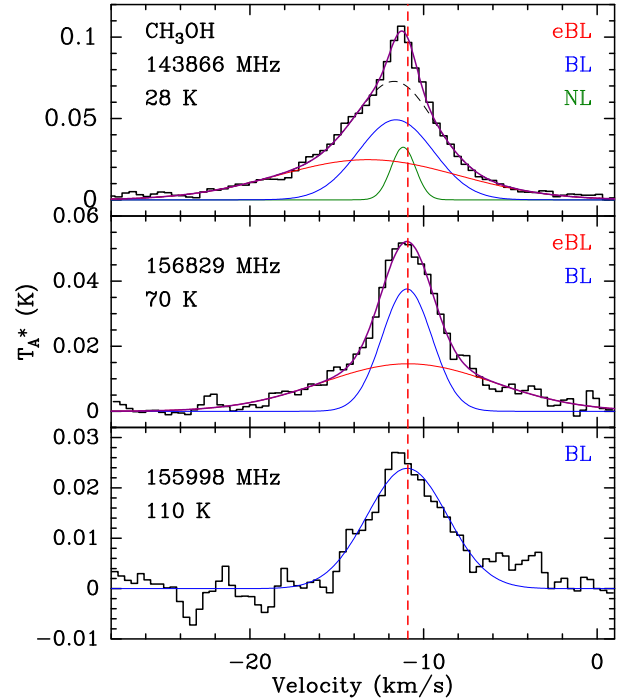


Fig. 7. Methanol line profiles as observed with IRAM 30 m with an angular resolution of $15.8''$. The ambient cloud velocity ($v_{\text{lsr}} = -10.9 \text{ km s}^{-1}$) is marked by the dashed red line. *Top:* A- CH_3OH $J = 3_{1,+0}-2_{1,+0}$ ($E_{\text{up}} = 28.3 \text{ K}$) transition. Three Gaussian components are fitted to the line profile: the eBL in red, the BL in blue and the NL in green. Dashed black curve shows the sum of eBL and BL components. In purple the overall fit. *Middle:* E- CH_3OH $J = 7_{0,0}-7_{-1,0}$ ($E_{\text{up}} = 70.2 \text{ K}$) transition. Only the eBL (red) and BL (blue) components are detected. *Bottom:* E- CH_3OH $J = 9_{0,0}-9_{-1,0}$ ($E_{\text{up}} = 109.6 \text{ K}$) transition. Only the BL (blue) component is detected.

The rotational diagrams for E-/A- CH_3OH , $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, CH_2DOH , H_2^{13}CO , CH_3OCH_3 , and CH_3CN are presented in Fig. 9. We have superimposed the flux obtained with NOEMA. Molecular abundances were derived adopting a total H_2 column density $N(\text{H}_2) = 4.0 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ based on our continuum

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

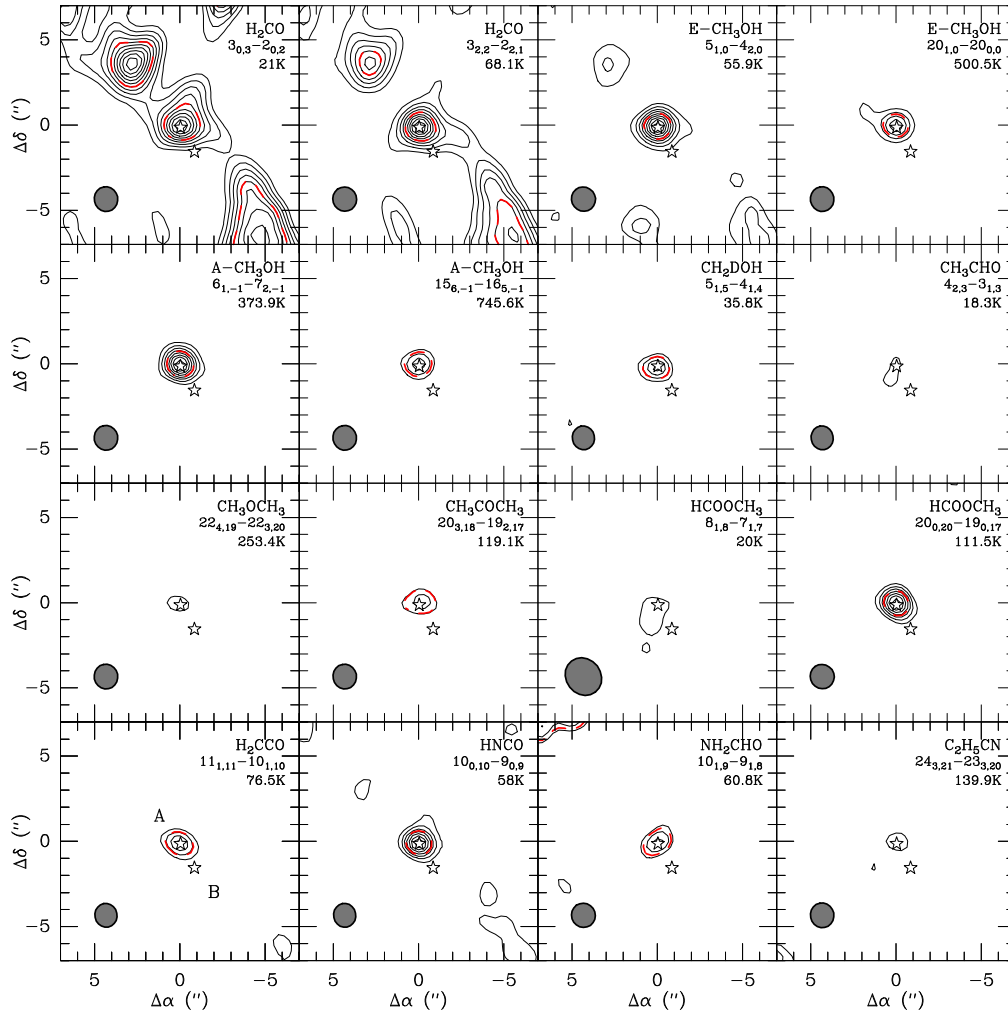


Fig. 8. Integrated emission maps of COMs and chemically related species. For H_2CO , base contour and contour spacing are 10% of the maximum integrated intensity. For the E- CH_3OH map, base contour and contour spacing are 3σ and 2σ of each map. Red-dashed lines corresponds to half maximum intensity if it is greater than 3σ noise. The locations of Cep E-A and Cep E-B are marked by stars.

emission analysis (see Sect. 5.1). The results of our analysis (rotational temperature, source-averaged column density, and molecular abundances relative to H_2) are presented in Table 6.

4.4.1. Methanol

The population diagrams for A-/E- CH_3OH are displayed in Fig. 9; they deviate strongly from linearity meaning that the SLED cannot be fitted by a single rotational temperature. The presence of excitation gradients in the source, line opacity effects, and radiative pumping (see e.g. [Leurini et al. 2016](#)) could account for this behaviour. We estimated the opacity of a few CH_3OH transitions detected in the IRAM 30 m survey. We compared the main-beam temperatures of two sets of CH_3OH and $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ transitions of similar excitation, $3_{0,+}-2_{0,+}$ ($E_{\text{up}} = 14$ K) and $5_{2,-}-4_{2,-}$ ($E_{\text{up}} = 73$ K) adopting a typical $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ abundance ratio of 70 ([Langer 1992](#)) and under the standard approximation that both molecules share a similar excitation temperature. We find $\tau^{12} \approx 3$ (20) for the $3_{0,+}-2_{0,+}$ ($5_{2,-}-4_{2,-}$) transition. We conclude that the CH_3OH

emission is optically thick over a wide range of excitation conditions. Unlike the main isotopologue, the rotational diagrams of CH_2DOH and $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ are well fitted by a single temperature component.

The population diagram analysis of $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ yields $N(^{13}\text{CH}_3\text{OH}) = (7.0 \pm 2.2) \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ and $T_{\text{rot}} = (27.3 \pm 5.3)$ K. The opacities of the detected $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ transitions were computed under LTE conditions, and were all found to be $\tau^{13} \leq 0.2$, therefore optically thin. As a consequence, we used the optically thin $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ emission to determine the total methanol column density. Assuming a $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ abundance ratio of 70, we obtain the total methanol column density $N(\text{CH}_3\text{OH}) = (4.9 \pm 1.5) \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$.

Six and eight transitions of A- and E- CH_3OH , respectively, with $E_{\text{up}} > 200$ K were detected in the IRAM survey. The flux of these transitions cannot be accounted for by the component detected in the $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ lines, and requires higher excitation conditions. A simple population diagram analysis in the range $E_{\text{up}} = 150\text{--}500$ K, yields $T_{\text{rot}} = 440 \pm 210$ K, $N = (1.3 \pm 0.4) \times$

Table 6. Physical properties of the molecular emission detected towards Cep E-A.

Species	T_{rot} (K)	N (10^{15} cm^{-2})	X (10^{-9})
$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$	27.3 ± 5.3	7.0 ± 2.2	17.5 ± 5.5
CH_2DOH	20.2 ± 1.2	17.7 ± 2.5	44.3 ± 6.3
H_2^{13}CO	14.0 ± 2.4	0.5 ± 0.2	1.3 ± 0.5
H_2CCO	19.6 ± 1.2	3.2 ± 0.5	8.0 ± 1.3
CH_3OCH_3	37.9 ± 1.9	14.4 ± 1.5	36.0 ± 3.8
HCOOCH_3	29.8 ± 6.8	10.2 ± 2.5	25.5 ± 6.2
HCOOH	30	0.32 ± 0.12	0.8 ± 0.3
	60	0.34 ± 0.13	0.9 ± 0.3
CH_3CHO	30	4.1 ± 1.0	10.3 ± 2.5
	60	5.0 ± 1.2	12.5 ± 3.0
CH_3COCH_3	30	3.3 ± 0.8	8.3 ± 2.0
	60	1.0 ± 0.2	2.5 ± 0.5
HNCO	30	0.64 ± 0.15	1.6 ± 0.4
	60	0.64 ± 0.15	1.6 ± 0.4
NH_2CHO	30	0.18 ± 0.04	0.5 ± 0.1
	60	0.18 ± 0.04	0.5 ± 0.1
CH_3CN	32.2 ± 4.4	1.4 ± 0.5	3.5 ± 1.2
$\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$	30	0.42 ± 0.18	1.1 ± 0.5
	60	0.18 ± 0.07	0.5 ± 0.2

Notes. Columns are: rotational temperature, column density, and molecular abundances relative to H_2 . An H_2 column density of $4.0 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ was adopted (see text). A source size of $1.2''$ and $0.7''$ was assumed for H_2^{13}CO and the other COMs emission, respectively.

10^{16} cm^{-2} and $T_{\text{rot}} = 460 \pm 220 \text{ K}$, $N = (4.2 \pm 1.1) \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$ for A- and E-species, respectively. One might note a discrepancy between the column densities of E- and A- CH_3OH . However, taking into account the uncertainties on the derived column densities, both estimates are consistent within the 2σ level. The total CH_3OH column density is $N \sim 5 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$, which is one order of magnitude less than the amount of CH_3OH traced by the rare isotopologues. Observations at high angular resolution and better sensitivity would help to clarify the nature of this component.

4.4.2. Other COMs and chemically related species

The population diagrams for the other COMs and some chemically related species (H_2^{13}CO , H_2CCO , CH_3OCHO , CH_3OCH_3 , CH_3CN and HC_3N) are presented in Fig. 9. As for $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, the population diagrams are reasonably well fitted by a straight line.

As can be seen in Table 6, all COMs display rather similar rotational temperatures in the range $T_{\text{rot}} = 20\text{--}40 \text{ K}$. No trend is observed as a function of the rotational dipole moment, which is not unusual (see e.g. Lefloch et al. 2017). The H_2CO physical properties were estimated from its ^{13}C isotopologue following the same procedure as for CH_3OH . We obtain the total formaldehyde column density $N(\text{H}_2\text{CO}) = (3.5 \pm 1.4) \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$.

Because of the limited spectral coverage of the NOEMA observations, we could only detect one transition from a few COMs (see Table 4). As explained above, the column density and the molecular abundance were estimated for $T_{\text{ex}} = 30 \text{ K}$ and $T_{\text{ex}} = 60 \text{ K}$. Whereas the first value is similar to the T_{rot} values of COMs obtained from a population diagram analysis (see below; also Table 6), the second value is consistent with the gas kinetic temperature predicted at the hot corino radius by Crimier et al. (2010; see also below Sect. 5.1). This procedure allows us to

Table 7. Physical properties of the source sample.

Source	d (pc)	L (L_{\odot})	M (M_{\odot})	Size (au)
IRAS4A ^a	235	9.1	5.6	48
IRAS16293 ^b	120	22	2	120
IRAS2A ^a	235	36	5.1	80
Cep E-A	730	100	35	510
NGC 7129 ^c	1250	500	50	760
G29.96 ^d	6000	9×10^4	2500	3300
Orion KL ^d	450	10^5	140	560
SgrB2(N) ^e	7900	8.6×10^5	$3\text{--}10 \times 10^4$	2×10^4

Notes. Columns are: distance d , bolometric luminosity L , envelope mass M and the hot corino (hot core) region size. ^(a) Taquet et al. (2015), ^(b) Jaber et al. (2014), ^(c) Fuente et al. (2005), ^(d) Beuther et al. (2009), ^(e) Belloche et al. (2013).

derive a range of column densities along with their uncertainties. As for HCOOH , CH_3CHO , HCNO , and NH_2CHO , the results do not vary significantly with the adopted value of T_{ex} , and the differences lie within the statistical uncertainties. For these species, in Table 8 we have reported, as abundance, the average results between the 30 and 60 K values. On the contrary, in the cases of CH_3COCH_3 and $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$, large differences, up to a factor of three, are found when T_{ex} varies from 30 to 60 K. For these species, we have reported the range of obtained values in Table 8. We have also reported in Table 9 the molecular abundances of COMs relative to that of HCOOCH_3 , a molecule which is often detected in young stellar objects (see e.g. Lefloch et al. 2018).

The molecular column densities of O-bearing species are found to be relatively similar, of the order of a few times 10^{15} cm^{-2} , except for HCOOH which is less abundant by one order of magnitude. By comparison, N-bearing species (CH_3CN , $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$) are less abundant with column densities lower than 10^{15} cm^{-2} . We note that NH_2CHO and HNCO , which both display a peptide bond $\text{NH}\text{--}\text{C}=\text{O}$, harbour abundances similar to N-bearing species.

To summarise, a simple population diagram analysis towards Cep E-A reveals a rich and abundant content in COMs, typical of hot corinos. This is the first detection of a hot corino around an isolated intermediate-mass protostar.

5. Discussion

5.1. Physical structure of Cep E-mm

Our observations with NOEMA have shown evidence for a system of two protostars in the dust condensation associated with Cep E-mm. This is consistent with the work by Moro-Martín et al. (2001), who reported hints of multiplicity in Cep E-mm. These authors detected two sources in the dust core observed at 222 GHz, whose coordinates are in good agreement with those of Cep E-A and Cep E-B. They derived the physical parameters of both sources assuming a lower dust temperature (18 K) and dust mass opacity ($\kappa = 0.005 \text{ cm}^{-2} \text{ g}^{-1}$) than the values adopted here. This results in a higher envelope mass $13.6 M_{\odot}$ and higher cores masses of 2.5 and $1.8 M_{\odot}$ for Cep E-A and Cep E-B, respectively. Taking into account their hypothesis on T_{dust} and κ , our mass estimates are in good agreement with theirs.

As discussed in Sect. 5.1, we adopted a dust temperature $T_{\text{dust}} = 55 \text{ K}$ and dust mass opacity $\kappa_{1.3 \text{ mm}} = 0.0089 \text{ cm}^{-2} \text{ g}^{-1}$

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

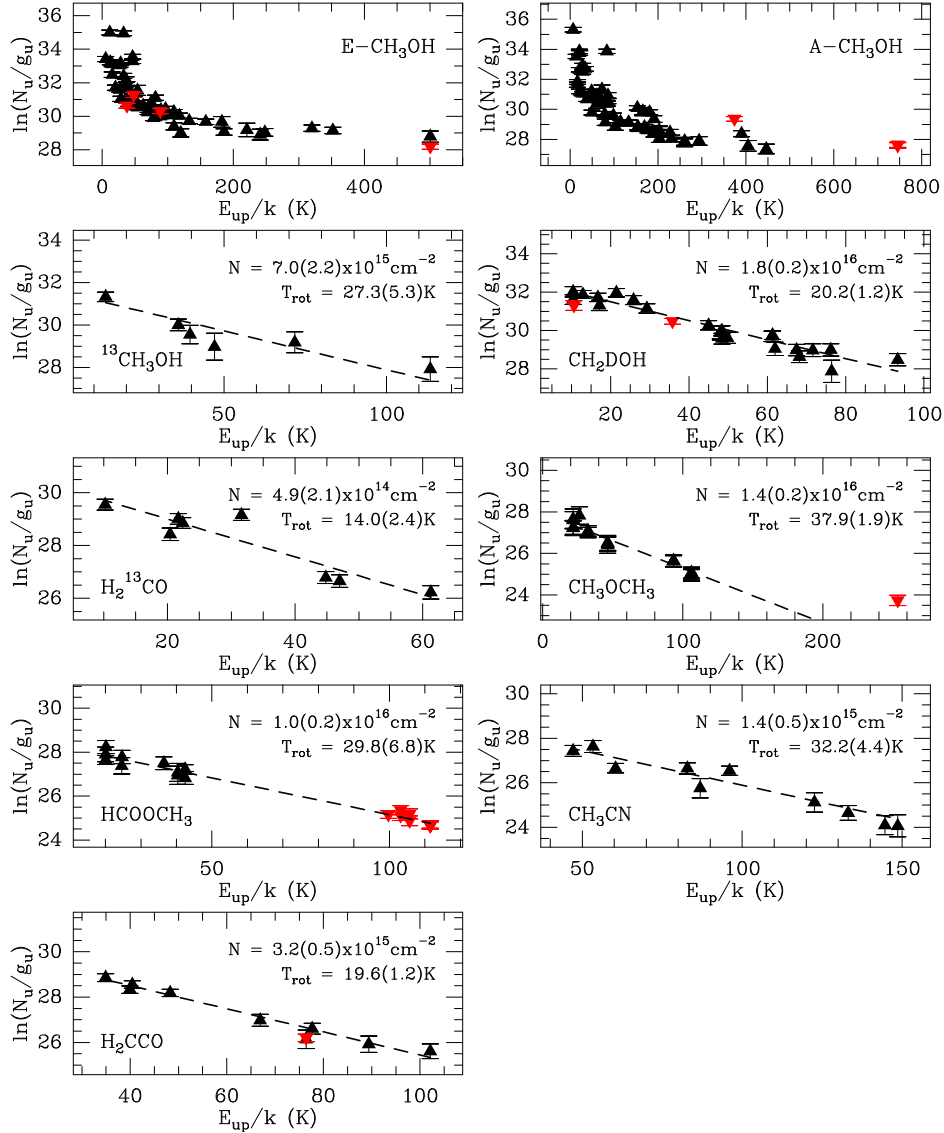


Fig. 9. Population diagram analysis of the COMs detected in the hot corino of Cep E-A. A size of $0.7''$ was assumed, except for H_2^{13}CO ($1.2''$). Black (red) triangles represent the IRAM 30 m (NOEMA) fluxes. The best fitting solution using only the 30 m fluxes is drawn as a black dashed line.

in a region of 950 au ($1.3''$), corresponding to the mean size of the Cep E-mm condensation. We derived a mean gas density $n(\text{H}_2) = (4.0 \pm 0.8) \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ which is in excellent agreement with the value predicted by [Crimier et al. \(2010\)](#). Our continuum observations are therefore consistent with the presence of warm dust and gas at $0.7''$ scale around Cep E-A. However, NOEMA reveals Cep E-mm to be a binary system and the spherical symmetry hypothesis is no longer valid at $1.7''$ scale, the separation between both components (Fig. 1).

5.2. Chemical differentiation

Our COM emission maps show that the flux distributions are strongly peaked towards Cep E-A, while there is barely any molecular emission detected towards Cep E-B (Fig. 8). Many of

the COM transitions detected towards Cep E-A are rather weak and are sometimes marginally detected (see Table A.5). Since component B displays a smaller size and a lower gas column density, it is worth investigating whether the apparent chemical differentiation could be biased by the sensitivity of the data. We have applied a simple scaling to the intensities of the COM transitions detected towards Cep E-A, taking into account the difference of the continuum source size and peak flux. This provides a reasonable approximation to the line fluxes towards Cep E-B assuming that the rotational temperature and the physical conditions are the same. We find that five transitions of methanol and two of HNCO should be measured above 5σ noise level but only the brightest methanol transition is detected towards Cep E-B. For all other COMs, the expected intensity then falls under the 3σ detection limit. Only the lack of CH_3OH towards Cep E-B pro-

Table 8. Molecular abundances with respect to H₂ measured towards Cep-E A and a few protostars of low- (LM), intermediate- (IM) and high-mass (HM) reported from the literature.

Molecule	X							
	LM			IM		HM		
	IRAS4A2 ^a	IRAS16293B ^b	IRAS2A ^a	Cep E-A	NGC 7129 ^c	G29.96 ^d	Orion KL ^e	SgrB2(N1) ^f
CH ₃ OH	4.3 (-7)	1.7(-6)	1.0(-6)	1.2(-6)*	1.0(-6)*	6.7(-8)	9.3(-8)	1.4(-6)
H ₂ CO	8.2 (-9)	1.6(-7)	8.0(-8)	8.8(-8)*	2.0(-8)*	–	–	3.9(-8)
H ₂ CCO	9.2 (-10)	–	1.4(-9)	8.0(-9)	–	–	9.3(-12)	4.6(-8)
HCOOH	(0.6–2.9)(-9)	–	–	8.3(-10)	3.0(-8)*	–	1.3(-10)	1.2(-9)
HCOOCH ₃	1.1(-8)	3.3(-8)	1.6(-8)	2.6(-8)	2.0(-8)	1.3(-8)	4.4(-9)	3.4(-8)
CH ₃ CHO	(1.1–7.4)(-9)	5.8(-9)	–	1.1(-8)	2.0(-9)	–	1.3(-11)	1.1(-8)
CH ₃ OCH ₃	1.0(-8)	–	1.0(-8)	3.6(-8)	1.0(-8)	3.3(-8)	2.6(-9)	1.5(-7)
CH ₃ COCH ₃	–	1.4(-9)	–	(2.5–8.3)(-9)	5.0(-10)	–	–	1.2(-8)
HNCO	(0.3–1.4)(-9)	2.5(-9)	–	1.6(-9)	8.0(-10)	–	1.9(-9)	1.0(-7)
NH ₂ CHO	(1.2–6.7)(-10)	8.3(-10)	2.4(-9)	4.5(-10)	–	–	1.9(-10)	1.0(-7)
CH ₃ CN	(0.3–1.4)(-9)	3.3(-9)	4.0(-9)	3.5(-9)	6.0(-9)*	1.7(-9)	8.5(-10)	1.5(-7)
C ₂ H ₅ CN	(1.7–5.6)(-10)	3.0(-10)	3.0(-10)	(0.45–1.1)(-9)	1.4(-9)	1.7(-9)	1.3(-9)	1.4(-7)

Notes. Sources are ordered from left to right by increasing luminosity. ^(s) Obtained from the ¹³C isotopologue. ^(a) López-Sepulcre et al. (2017), Taquet et al. (2015), ^(b) Jørgensen et al. (2016), Coutens et al. (2016), Lykke et al. (2017), Calcutt et al. (2018), ^(c) Fuente et al. (2014), ^(d) Beuther et al. (2009), ^(e) Pagani et al. (2017), Beuther et al. (2009), ^(f) Belloche et al. (2013).

Table 9. COM abundances with respect to methyl formate.

Molecule	X _{methylformate}							
	LM			IM		HM		
	IRAS4A2 ^a	IRAS16293B ^b	IRAS2A ^a	Cep E-A	NGC 7129 ^c	G29.96 ^d	Orion KL ^e	SgrB2(N1) ^f
CH ₃ OH	39	51	63	46	50	5.2	21	41
H ₂ CO	0.7	5	5.7	3.4	1.0	–	–	1.1
H ₂ CCO	0.084	–	8.8(-2)	3.1(-1)	–	–	2.1(-3)	1.4
HCOOH	0.13–0.24	–	–	3.2(-2)	1.5	–	3.0(-2)	3.5(-2)
CH ₃ CHO	0.29–0.54	1.8(-1)	–	4.2(-1)	1.0(-1)	–	3.0(-3)	3.2(-1)
CH ₃ OCH ₃	0.9	–	6.3(-1)	1.4	5.0(-1)	2.5	5.9(-1)	4.4
CH ₃ COCH ₃	–	4.0(-2)	–	(1.0–3.2)(-1)	2.5(-2)	–	–	3.5(-1)
HNCO	0.066–0.11	7.5(-2)	–	6.1(-2)	4.0(-2)	–	4.3(-1)	2.9
NH ₂ CHO	0.028–0.057	2.5(-2)	1.5(-1)	1.7(-2)	–	–	4.3(-2)	2.9
CH ₃ CN	0.54–1.4	1.0(-1)	2.5(-1)	1.3(-1)	3.0(-1)	1.3(-1)	1.9(-1)	4.4
C ₂ H ₅ CN	4.1(-2)	1.0(-2)	1.9(-2)	(1.7–4.2)(-2)	7.0(-2)	1.3(-1)	3.0(-1)	4.1

Notes. Sources are ordered from left to right by increasing luminosity. ^(a) López-Sepulcre et al. (2017), Taquet et al. (2015), ^(b) Jørgensen et al. (2016), Coutens et al. (2016), Lykke et al. (2017), Calcutt et al. (2018), ^(c) Fuente et al. (2014), ^(d) Beuther et al. (2009), ^(e) Pagani et al. (2017), Beuther et al. (2009), ^(f) Belloche et al. (2013).

vides evidence for a different chemical composition in COMs. Recently, very sensitive observations of Cep E-mm have been obtained as part of the NOEMA Large Program “Seeds Of Life In Space” (SOLIS; Ceccarelli et al. 2017) and confirm the chemical differentiation observed between protostars Cep E-A and B (Lefloch in prep.).

Such a chemical differentiation has been reported in other multiple systems, like the low-mass protostars IRAS16293-2422 (2004a; 2016; 2011) and IRAS4A (Santangelo et al. 2015; López-Sepulcre et al. 2017), and, recently, towards the intermediate-mass protostars NGC 2264 CMM3 (Watanabe et al. 2017). With four examples at hand, we speculate that it could be a general feature of multiple protostellar systems and not a “pathological anomaly”. There is no systematic trend between the millimetre thermal dust and molecular line emissions. Towards IRAS16293-2422 and IRAS4A, a rich content in COMs

is observed towards the source with the less massive continuum source. Towards NGC 2264 CMM3, it is the most massive continuum component that displays a rich molecular content. The case of Cep E-mm appears similar to the latter one. High-mass star forming regions (HMSFRs) also present a rich chemical diversity. One of the best known examples is provided by Orion-KL. This source harbours: (i) a dichotomy between the spatial distribution of complex O-bearing and complex N-bearing species, with the latter species probing the hotter gas (see, e.g. Guélin et al. 2008; Favre et al. 2011; Friedel & Widicus Weaver 2012; Peng et al. 2013; Brouillet et al. 2013; Crockett et al. 2014, 2015) but also (ii) differences between supposed chemically related species (see, e.g. Favre et al. 2017; Pagani et al. 2017). Other examples are provided by W3(OH) (Qin et al. 2015; Nishimura et al. 2017) and SgrB2 (Belloche et al. 2008, 2013). In an observational study of four HMSFRs (Orion KL, G29.96, IRAS 23151+5912,

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

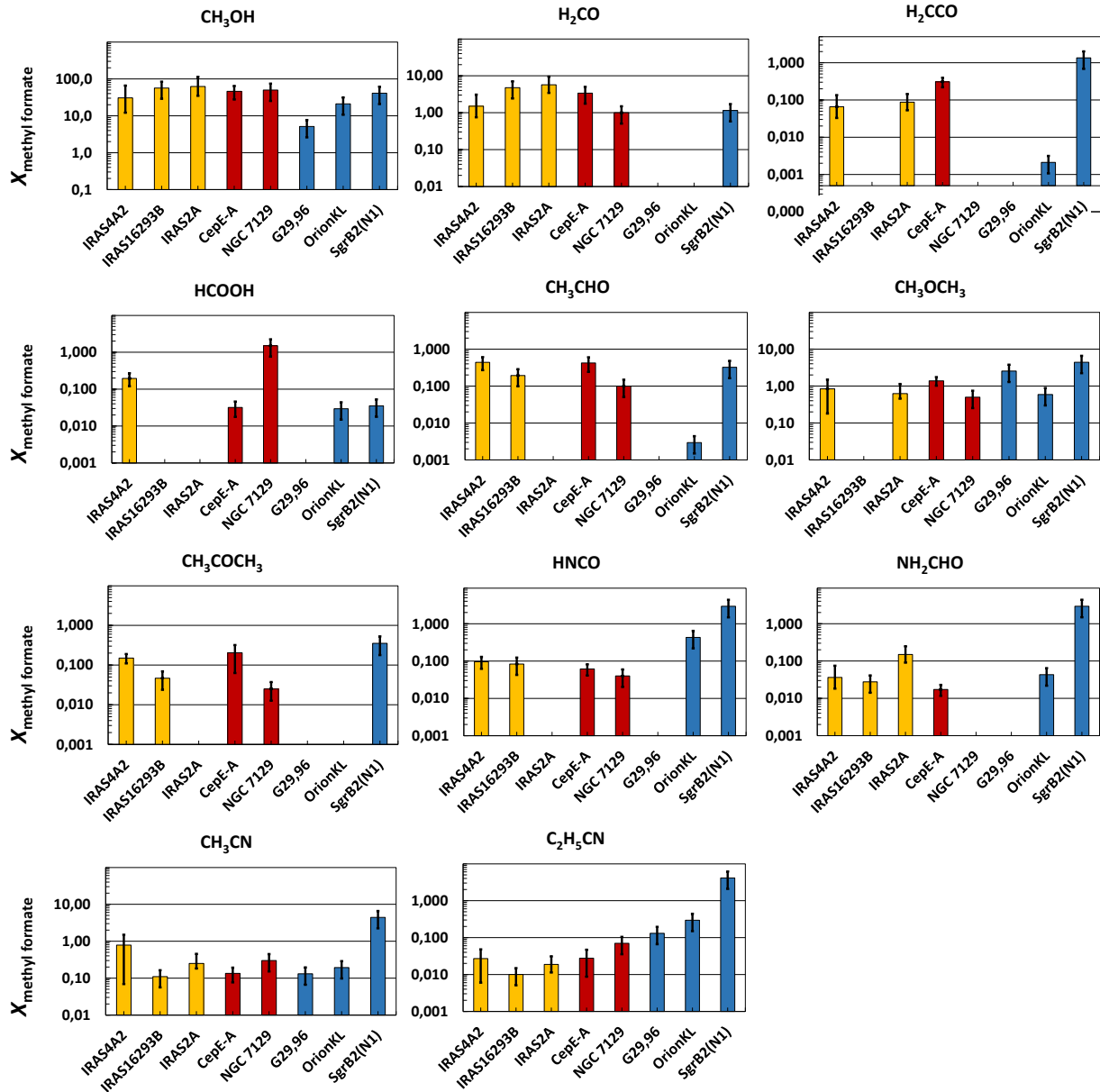


Fig. 10. Molecular abundances with respect to methyl formate towards low-mass hot corinos (yellow): IRAS2A (Taquet et al. 2015) and IRAS4A2 in NGC 1333 (Taquet et al. 2015; López-Sepulcre et al. 2017), IRAS16293B (Jørgensen et al. 2016; Coutens et al. 2016; Lykke et al. 2017; Calcutt et al. 2018); the intermediate-mass protostars (red): Cep E-A (this work) and NGC 7129 (Fuente et al. 2014); the high-mass hot cores (blue): G29.96 (Beuther et al. 2009), Orion KL (Pagani et al. 2017; Beuther et al. 2009) and SgrB2(N1) (Belloche et al. 2013). Sources are ordered from left to right by increasing luminosity.

and IRAS 05358+3543, Beuther et al. (2009) showed that the properties of CH₃OH can be easily accounted for by the physical conditions (temperature) in the cores, whereas the N-bearing species appear to be more selective as they are detected only towards the sources at the (evolved) hot core stage. Recently, in an ALMA study of the filamentary HMSFR G35.20, Sánchez-Monge et al. (2014) found that only three out of the six continuum cores of the filament display COM emission typical of hot cores. Several hypotheses have been proposed to account for the observed chemical differentiation. López-Sepulcre et al.

(2017) proposed that the COM-rich protostar is either more massive and/or subject to a higher accretion rate, resulting in a lower envelope mass. Watanabe et al. (2017) suggest that the less massive protostar is related to a younger evolutionary stage in which the hot corino (hot core) is not yet developed, meaning that its dimensions are still very small. In Cep E-mm, the presence of high-velocity SiO jets provides evidence of active mass ejection around both protostars. The short dynamical timescales (500–1000 yr) also indicate that these ejections began recently, meaning that both sources are still in an early

evolutionary stage. Incidentally, Lykke et al. (2015) found an apparent correlation between the source luminosities and the relative abundance of complex organic molecules in a sample of sources including high-mass protostars. The authors have suggested that this could be the result of the timescale and the temperature experienced by a source during its evolution. The sample of sources with evidence for chemical differentiation should be increased in order to confirm this observational trend.

5.3. Comparison with hot cores and corinos

In this section, we compare the molecular abundances of COMs and chemically related species in Cep E-A with those obtained towards hot cores and corinos, relative to H₂ and methyl formate. The latter is commonly observed in star-forming regions and it does not suffer the drawbacks that affect methanol. Firstly, methanol line emission at low energy levels ($E_{\text{up}} < 100$ K) is often strongly contaminated by the outflow and the envelope, as shown in our single-dish analysis of CH₃OH emission (Sect. 4.2). Secondly, in the case of interferometric observations, the amount of filtered flux can vary significantly, thereby introducing biases in the derivation of molecular abundances. Finally, methyl formate likely suffers less from opacity issues in comparison to methanol. In order to minimise any possible bias in source comparison, we have selected targets in which the emission of hot cores and corinos could be isolated from the other components contributing to the emission (outflow, envelope). Also, the selected sources have been investigated in a systematic manner so that a large dataset is available: the IM protostar NGC 7129 (Fuente et al. 2014), the LM protostars IRAS2A (Taquet et al. 2015) and IRAS4A2 (López-Sepulcre et al. 2017; Taquet et al. 2015) in NGC 1333 and IRAS16293B (Jørgensen et al. 2016; Coutens et al. 2016; Lykke et al. 2017; Persson et al. 2018; Calcutt et al. 2018), and the hot cores G29.96 (Beuther et al. 2009), Orion KL (Beuther et al. 2009; Pagani et al. 2017) and SgrB2(N1) (Belloche et al. 2013). For all the sources but SgrB2(N1), we made use of interferometric observations. The molecular content of SgrB2(N1) was obtained by Belloche et al. (2013) from a careful multi-component analysis of a line survey with the IRAM 30 m telescope, which allowed them to disentangle the contributions of the two hot cores N1 and N2 of SgrB2(N). In the case of IRAS4A2, the molecular abundances of CH₃OH, H₂CO, and H₂CCO were taken from a previous study with the Plateau de Bure Interferometer by Taquet et al. (2015), as those species were not covered by the observations of López-Sepulcre et al. (2017). The angular resolution of their observations (2'') did not allow Taquet et al. (2015) to disentangle the contributions of protostars A1 and A2. They estimated the total gas column density from thermal dust continuum emission, which is dominated by the protostar A1, whereas the molecular emission arises mainly from the protostar A2. Therefore, the abundances of CH₃OH, H₂CO, and H₂CCO relative to H₂ as determined by Taquet et al. (2015), are underestimated. On the contrary, the molecular abundances relative to methyl formate are not affected by this bias. The physical properties of the parental cores (distance, luminosity, size) are summarised in Table 7.

The molecular abundances measured towards Cep E-A are summarised in Tables 8 and 9. In order to facilitate the readability of Tables 8 and 9, we report only the molecular abundances. Abundance uncertainties are indicated by a thick black line in Fig. 10, which displays a graphical representation of the abundances of COMs with respect to methyl formate. We note that Fuente et al.

(2014), Beuther et al. (2009) and Belloche et al. (2013) did not provide any uncertainty for molecular abundances in NGC 7129, Orion KL, G29.96 and SgrB2(N1). Beuther et al. (2009) pointed out that the uncertainties on the source temperature and sizes imply that the derived column densities must be taken with caution. Therefore, we have adopted a typical relative uncertainty of ~35% for all column density determinations in these sources, similar to our own determinations in Cep E-A, but we warn that they could be larger for the high-mass sources.

Overall, the molecular abundances derived in Cep E-A agree within a factor of four at most with those measured towards the IM protostar NGC 7129 by Fuente et al. (2005,2014). Most of the O- and N-bearing species of our study (CH₃CN, C₂H₅CN and HNCO) have very similar abundances. The only exceptions are CH₃COCH₃ and HCOOH. The CH₃COCH₃ abundance is higher towards Cep E-A by one order of magnitude. We note that this abundance determination also suffers from large uncertainties (see Sect. 4.4.2). On the contrary, HCOOH appears more abundant towards NGC 7129 by a factor 30.

Molecular abundances of the LM hot corinos IRAS2A and IRAS4A2 are also similar to those of Cep E-A. These conclusions are unchanged when comparing molecular abundances relative to methyl formate, as illustrated by the cases of H₂CO, HCOOCH₃ or CH₃OCH₃ (Fig. 10). Our results also agree with the tight correlation between CH₃OCH₃ and HCOOCH₃ previously reported by Jaber et al. (2014). The molecular abundances of O-bearing species are ≈1% of the CH₃OH abundance, whereas those of N-bearing species are lower by one order of magnitude, ~0.1%.

The molecular abundances of O-bearing species appear rather similar towards LM and IM sources, independently of the luminosity. Towards HM sources, a large scatter is observed in the relative abundances of HCOOH and CH₃CHO. Comparison of molecular abundances relative to methyl formate does not reveal any specific trend as a function of the source luminosity for O-bearing species, from LM to HM. On the contrary, the abundances of N-bearing species display marked differences. As can be seen in Table 8, the abundances in G29.96, Orion KL, and Cep E-A are rather similar, whereas SgrB2(N) display higher abundances. Comparison of the molecular abundances relative to methyl formate reveals a trend, which is best illustrated by C₂H₅CN in Fig. 10, namely the relative molecular abundance increases with the source luminosity, from LM to HM. The same trend seems to be present in HNCO.

In summary, we find molecular abundances to be similar between Cep E-A, LM and IM hot corinos. The relative composition of O-bearing species with respect to methyl formate seems relatively independent of the source luminosity, contrary to C₂H₅CN, and perhaps other N-bearing species, which increases as a function of source luminosity.

6. Conclusions

We performed an unbiased spectral survey from 3 to 0.9 mm with the IRAM 30 m telescope. It was complemented with interferometric observations in the 3 and 1.3 mm bands with NOEMA at an angular resolution of 2.4 and 1.4'', respectively. We report bright emission of COMs and chemically related species towards the isolated IM protostellar core Cep E-mm. Our main conclusions are as follows.

Cep E-mm appears to be a protostellar binary system with components Cepe E-A and Cepe E-B separated by ≈1.7'' (1250 au). Cep E-A dominates the bulk of the continuum emission and powers the long-studied high-velocity jet associated with HH377. Cep E-B powers another high-velocity

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

jet which propagates in a direction almost perpendicular to the Cep E-A jet.

We found evidence for a hot corino in a region of $\approx 0.7''$ around Cep E-A. Cep E-B seems devoid of molecular emission at the sensitivity of our observations.

We successfully identified three components in the molecular spectral signatures: (a) an extremely broad line (eBL) component associated with the outflowing gas; (b) a narrow line (NL) component associated with the cold outer envelope of Cep E-mm; (c) a broad line (BL) component which traces the signature of the hot corino.

Methanol emission is dominated by the outflowing gas in transitions up to $E_{\text{up}} < 100$ K. At higher E_{up} , the hot corino dominates over the outflow.

Overall, COM molecular abundances in the Cep E-A hot corino are similar to those measured towards other low- and intermediate-mass protostars. N-bearing species are one order of magnitude less abundant than O-bearing species.

Relative to methyl formate, molecular abundances of O-bearing species are rather similar between protostars, independently of the source luminosity. On the contrary, a good correlation is observed between the relative $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}$ abundance and the source luminosity.

Acknowledgements. J.O.Z., B.L. and C.F. thank Dr. Laurent Paganì for communication and discussions on Orion-KL. Based on observations carried out under project number W14AF with the IRAM NOEMA Interferometer. IRAM is supported by INSU/CNRS (France), MPG (Germany) and IGN (Spain). This work was supported by a grant from LabeX Osug@2020 (Investissements d'avenir – ANR10LABX56). C. Favre acknowledge the financial support for this work provided by the French space agency CNES along with the support from the Italian Ministry of Education, Universities and Research, project SIR (RBSI14ZRHR).

References

Alonso-Albi, T., Fuente, A., Crimier, N., et al. 2010, *A&A*, 518, A52
 Ayala, S., Noriega-Crespo, A., Garnavich, P. M., et al. 2000, *AJ*, 120, 909
 Belloche, A., Menten, K. M., Comito, C., et al. 2008, *A&A*, 482, 179
 Belloche, A., Müller, H. S. P., Menten, K. M., & Schilke, P. 2013, *A&A*, 559, A47
 Bottinelli, S., Ceccarelli, C., Neri, R., et al. 2004a, *ApJ*, 617, L69
 Bottinelli, S., Ceccarelli, C., Lefloch, B., et al. 2004b, *ApJ*, 615, 354
 Bottinelli, S., Ceccarelli, C., Williams, J. P., & Lefloch, B. 2007, *A&A*, 463, 601
 Beuther, H., Zhang, Q., Bergin, E. A., et al. 2007, *A&A*, 468, 1045
 Beuther, H., Zhang, Q., Bergin, E. A., & Sridharan, T. K. 2009, *AJ*, 137, 406
 Bianchi, E., Codella, C., Ceccarelli, C., et al. 2017, *MNRAS*, 467, 3011
 Brouillet, N., Despois, D., Baudry, A., et al. 2013, *A&A*, 550, A46
 Calcutt, H., Jørgensen, J. K., & Müller, H. S. P. 2018, *A&A*, 616, A90
 Caselli, P., & Ceccarelli, C. 2012, *A&ARv*, 20, 56
 Cazaux, S., Tielens, A. G. G. M., Ceccarelli, C., et al. 2003, *ApJ*, 593, L51
 Ceccarelli, C., Caselli, P., Herbst, E., Tielens, A. G. G. M., & Caux, E. 2007, *Protostars and Planets V*, 47
 Ceccarelli, C., Bacmann, A., Boogert, A., et al. 2010, *A&A*, 521, L22
 Ceccarelli, C., Caselli, P., Fontani, F., et al. 2017, *ApJ*, 850, 176
 Codella, C., Ceccarelli, C., Cabrit, S., et al. 2016, *A&A*, 586, L3
 Coutens, A., Jørgensen, J. K., van der Wiel, M. H. D., et al. 2016, *A&A*, 590, L6
 Crimier, N., Ceccarelli, C., Alonso-Albi, T., et al. 2010, *A&A*, 516, A102

Crockett, N. R., Bergin, E. A., Neill, J. L., et al. 2014, *ApJ*, 787, 112
 Crockett, N. R., Bergin, E. A., Neill, J. L., et al. 2015, *ApJ*, 806, 239
 Favre, C., Despois, D., Brouillet, N., et al. 2011, *A&A*, 532, A32
 Favre, C., Paganì, L., Goldsmith, P. F., et al. 2017, *A&A*, 604, L2
 Friedel, D. N., & Wicidicus Weaver, S. L. 2012, *ApJS*, 201, 17
 Fuente, A., Neri, R., & Caselli, P. 2005, *A&A*, 444, 481
 Fuente, A., Ceccarelli, C., Neri, R., et al. 2007, *A&A*, 468, L37
 Fuente, A., Cernicharo, J., Caselli, P., et al. 2014, *A&A*, 568, A65
 Goldsmith, P. F., & Langer, W. D. 1999, *ApJ*, 517, 209
 Guélin, M., Brouillet, N., Cernicharo, J., Combes, F., & Wootten, A. 2008, *Ap&SS*, 313, 45
 Higuchi, A. E., Sakai, N., Watanabe, Y., et al. 2018, *ApJS*, 236, 52
 Hogerheijde, M. R., van Dishoeck, E. F., Salverda, J. M., & Blake, G. A. 1999, *ApJ*, 513, 350
 Imai, M., Sakai, N., Oya, Y., et al. 2016, *ApJ*, 830, L37
 Jaber, A. A., Ceccarelli, C., Kahane, C., & Caux, E. 2014, *ApJ*, 791, 29
 Jørgensen, J. K., Bourke, T. L., Nguyen Luong, Q., & Takakuwa, S. 2011, *A&A*, 534, A100
 Jørgensen, J. K., van der Wiel, M. H. D., Coutens, A., et al. 2016, *A&A*, 595, A117
 Kama, M., Dominik, C., Maret, S., et al. 2010, *A&A*, 521, L39
 Langer, W. D. 1992, *IAU Symp.*, 150, 193
 Lefloch, B., Eisloffel, J., & Lazareff, B. 1996, *A&A*, 313, L17
 Lefloch, B., Castets, A., Cernicharo, J., & Loinard, L. 1998, *ApJ*, 504, L109
 Lefloch, B., Cernicharo, J., Pacheco, S., & Ceccarelli, C. 2011, *A&A*, 527, L3
 Lefloch, B., Gusdorf, A., Codella, C., et al. 2015, *A&A*, 581, A4
 Lefloch, B., Ceccarelli, C., Codella, C., et al. 2017, *MNRAS*, 469, L73
 Lefloch, B., Bachiller, R., Ceccarelli, C., et al. 2018, *MNRAS*, 477, 4792
 Leurini, S., Codella, C., Cabrit, S., et al. 2016, *A&A*, 595, L4
 López-Sepulcre, A., Taquet, V., Sánchez-Monge, Á., et al. 2013, *A&A*, 556, A62
 López-Sepulcre, A., Jaber, A. A., Mendoza, E., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 2438
 López-Sepulcre, A., Sakai, N., Neri, R., et al. 2017, *A&A*, 606, A121
 Lykke, J. M., Favre, C., Bergin, E. A., & Jørgensen, J. K. 2015, *A&A*, 582, A64
 Lykke, J. M., Coutens, A., Jørgensen, J. K., et al. 2017, *A&A*, 597, A53
 Maret, S., Hily-Blant, P., Pety, J., Bardeau, S., & Reynier, E. 2011, *A&A*, 526, A47
 Moro-Martín, A., Noriega-Crespo, A., Molinari, S., et al. 2001, *ApJ*, 555, 146
 Müller, H. S. P., Schlöder, F., Stutzki, J., & Winnewisser, G. 2005, *J. Mol. Struct.*, 742, 215
 Neri, R., Fuente, A., Ceccarelli, C., et al. 2007, *A&A*, 468, L33
 Nishimura, Y., Watanabe, Y., Harada, N., et al. 2017, *ApJ*, 848, 17
 Öberg, K. I., van der Marel, N., Kristensen, L. E., & van Dishoeck, E. F. 2011, *ApJ*, 740, 14
 Ossenkopf, V., & Henning, T. 1994, *A&A*, 291, 943
 Oya, Y., Sakai, N., Watanabe, Y., et al. 2017, *ApJ*, 837, 174
 Paganì, L., Favre, C., Goldsmith, P. F., et al. 2017, *A&A*, 604, A32
 Palla, F., Cesaroni, R., Brand, J., et al. 1993, *A&A*, 280, 599
 Peng, T. C., Despois, D., Brouillet, N., et al. 2013, *A&A*, 554, A78
 Persson, M. V., Jørgensen, J. K., Müller, H. S. P., et al. 2018, *A&A*, 610, A54
 Pickett, H. M., Poynter, R. L., & Cohen, E. A. 1998, *J. Quant. Spectr. Rad. Transf.*, 60, 883
 Pilbratt, G. L., Riedinger, J. R., Passvogel, T., et al. 2010, *A&A*, 518, L1
 Qin, S.-L., Schilke, P., Wu, J., et al. 2015, *ApJ*, 803, 39
 Sakai, N., Sakai, T., & Yamamoto, S. 2008, *Ap&SS*, 313, 153
 Sánchez-Monge, Á., Beltrán, M. T., Cesaroni, R., et al. 2014, *A&A*, 569, A11
 Santangelo, G., Codella, C., Cabrit, S., et al. 2015, *A&A*, 584, A126
 Sargent, A. I. 1977, *ApJ*, 218, 736
 Schreyer, K., Henning, T., van der Tak, F. F. S., Boonman, A. M. S., & van Dishoeck, E. F. 2002, *A&A*, 394, 561
 Shimajiri, Y., Takahashi, S., Takakuwa, S., Saito, M., & Kawabe, R. 2008, *ApJ*, 683, 255
 Taquet, V., López-Sepulcre, A., Ceccarelli, C., et al. 2015, *ApJ*, 804, 81
 Watanabe, Y., Sakai, N., López-Sepulcre, A., et al. 2017, *ApJ*, 847, 108
 Wouterloot, J. G. A., & Walmsley, C. M. 1986, *A&A*, 168, 237

Appendix A: Spectral properties of detected COM emission lines.**Table A.1.** E-CH₃OH emission lines from the hot corino detected with the IRAM 30 m telescope.

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s ⁻¹)	V_{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T_{peak} (mK)
E-CH ₃ OH	84521.172	5 _{-1,0} -4 _{0,0}	32.5	0.2	1091 (21)	-12.7 (0.0)	5.2 (0.1)	198 (3)
	108893.945	0 _{0,0} -1 _{-1,0}	5.2	1.5	160 (18)	-11.9 (0.1)	4.3 (0.3)	35 (3)
	132890.759	6 _{-1,0} -5 _{0,0}	46.4	0.8	1178 (44)	-12.5 (0.0)	5.3 (0.1)	208 (6)
	145097.435	3 _{-1,0} -2 _{-1,0}	11.6	1.1	3854 (210)	-12.3 (0.1)	7.4 (0.4)	486 (12)
	145126.386	3 _{-2,0} -2 _{-2,0}	31.9	0.7	96 (35)	-12.2 (0.5)	4.5 (0.8)	20 (6)
	145131.864	3 _{1,0} -2 _{1,0}	27.1	1.1	562 (33)	-12.3 (0.1)	6.1 (0.2)	87 (4)
	145766.227	16 _{0,0} -16 _{-1,0}	319.7	0.8	41 (8)	-10.0 (0.4)	6.4 (1.0)	6 (1)
	150141.672	14 _{0,0} -14 _{-1,0}	248.2	1.0	38 (10)	-10.7 (0.4)	4.2 (0.9)	9 (2)
	153281.282	12 _{0,0} -12 _{-1,0}	185.9	1.3	43 (8)	-10.4 (0.2)	2.9 (0.5)	14 (2)
	154425.832	11 _{0,0} -11 _{-1,0}	158.2	1.4	80 (9)	-10.6 (0.1)	4.5 (0.4)	17 (1)
	155320.895	10 _{0,0} -10 _{-1,0}	132.7	1.5	83 (12)	-10.7 (0.2)	5.4 (0.7)	14 (1)
	155997.524	9 _{0,0} -9 _{-1,0}	109.6	1.7	138 (8)	-10.9 (0.1)	5.2 (0.2)	25 (1)
	156488.902	8 _{0,0} -8 _{-1,0}	88.7	1.8	102 (31)	-10.7 (0.1)	3.5 (0.6)	27 (7)
	156828.517	7 _{0,0} -7 _{-1,0}	70.2	1.9	139 (9)	-10.9 (0.0)	3.4 (0.2)	38 (2)
	157048.617	6 _{0,0} -6 _{-1,0}	54.0	2.0	147 (15)	-10.9 (0.1)	3.1 (0.2)	44 (4)
	157178.987	5 _{0,0} -5 _{-1,0}	40.0	2.0	160 (88)	-11.1 (0.2)	5.1 (1.7)	29 (13)
	157246.062	4 _{0,0} -4 _{-1,0}	28.4	2.1	181 (12)	-10.9 (0.0)	2.9 (0.1)	59 (3)
	165050.175	1 _{1,0} -1 _{0,0}	15.5	2.3	533 (24)	-12.0 (0.1)	6.9 (0.2)	72 (2)
	165061.130	2 _{1,0} -2 _{0,0}	20.1	2.3	219 (34)	-11.5 (0.1)	3.3 (0.4)	62 (7)
	165099.240	3 _{1,0} -3 _{0,0}	27.1	2.3	269 (63)	-11.5 (0.1)	4.0 (0.6)	64 (11)
	165190.475	4 _{1,0} -4 _{0,0}	36.4	2.3	201 (45)	-11.3 (0.1)	3.3 (0.5)	57 (9)
	165369.341	5 _{1,0} -5 _{0,0}	48.0	2.3	251 (37)	-11.2 (0.1)	3.6 (0.4)	66 (7)
	166169.098	7 _{1,0} -7 _{0,0}	78.2	2.3	190 (48)	-11.3 (0.2)	6.4 (0.8)	28 (6)
	166898.566	8 _{1,0} -8 _{0,0}	96.7	2.3	202 (12)	-11.0 (0.1)	4.5 (0.2)	42 (2)
	167931.056	9 _{1,0} -9 _{0,0}	117.6	2.3	150 (13)	-10.4 (0.1)	4.3 (0.3)	33 (2)
	168577.831	4 _{1,0} -3 _{2,0}	36.4	0.4	117 (47)	-11.6 (0.6)	8.6 (1.8)	13 (4)
	170060.592	3 _{2,0} -2 _{1,0}	28.3	2.5	1433 (35)	-11.9 (0.0)	6.9 (0.1)	195 (4)
	213427.061	1 _{1,0} -0 _{0,0}	15.5	3.4	286 (34)	-11.5 (0.3)	7.0 (0.6)	38 (3)
	217886.504	20 _{1,0} -20 _{0,0}	500.5	3.4	98 (48)	-11.0 (0.9)	5.9 (2.2)	16 (5)
	218440.063	4 _{2,0} -3 _{1,0}	37.6	4.7	688 (484)	-10.7 (0.6)	6.1 (1.1)	106 (72)
	229758.756	8 _{-1,0} -7 _{0,0}	81.2	4.2	509 (56)	-11.2 (0.1)	5.6 (0.4)	86 (7)
	232945.797	10 _{-3,0} -11 _{-2,0}	182.5	2.1	76 (38)	-10.2 (1.2)	8.0 (3.2)	9 (3)
	240241.490	5 _{3,0} -6 _{2,0}	74.6	1.4	54 (47)	-10.9 (1.0)	5.1 (2.7)	10 (7)
	241179.886	5 _{-3,1} -4 _{-3,1}	349.5	3.8	67 (28)	-11.0 (0.7)	5.9 (1.9)	11 (3)
	241700.159	5 _{0,0} -4 _{0,0}	40.0	6.0	828 (51)	-11.2 (0.1)	6.5 (0.3)	119 (5)
	241767.234	5 _{-1,0} -4 _{-1,0}	32.5	5.8	1677 (98)	-11.2 (0.1)	6.2 (0.2)	252 (12)
	241843.604	5 _{3,0} -4 _{3,0}	74.6	3.9	229 (13)	-9.5 (0.1)	6.3 (0.3)	34 (1)
	241852.299	5 _{-3,0} -4 _{-3,0}	89.6	3.9	147 (40)	-12.4 (0.6)	7.9 (1.7)	18 (3)
	241879.025	5 _{1,0} -4 _{1,0}	48.0	6.0	461 (46)	-11.1 (0.3)	6.1 (0.5)	71 (4)
	241904.147	5 _{-2,0} -4 _{-2,0}	52.8	5.1	619 (193)	-11.5 (0.2)	5.8 (0.8)	101 (28)
	241904.643	5 _{2,0} -4 _{2,0}	49.2	5.0	653 (151)	-10.9 (0.2)	5.9 (0.7)	105 (21)
	242446.084	14 _{-1,0} -13 _{-2,0}	241.0	2.3	53 (28)	-9.4 (0.9)	5.4 (2.3)	9 (3)
	254015.377	2 _{0,0} -1 _{-1,0}	12.2	1.9	566 (37)	-12.2 (0.2)	7.9 (0.4)	67 (3)
	261704.409	12 _{6,0} -13 _{5,0}	351.9	1.8	45 (41)	-10.4 (0.6)	3.5 (2.9)	12 (5)
	261805.675	2 _{1,0} -1 _{0,0}	20.1	5.6	436 (39)	-11.6 (0.2)	6.3 (0.4)	65 (4)
	265289.562	6 _{1,0} -5 _{2,0}	61.9	2.6	141 (21)	-11.1 (0.3)	5.8 (0.7)	23 (2)
	266838.148	5 _{2,0} -4 _{1,0}	49.2	7.7	569 (98)	-11.3 (0.1)	5.0 (0.4)	107 (16)
	267403.471	9 _{0,0} -8 _{1,0}	109.6	4.7	115 (1500)	-10.5 (4.6)	5.1 (22.3)	21 (263)
	268743.954	9 _{-5,0} -10 _{-4,0}	220.5	1.8	35 (19)	-11.7 (0.8)	3.9 (1.6)	8 (3)
	278304.512	9 _{-1,0} -8 _{0,0}	102.1	7.7	366 (66)	-11.7 (0.2)	4.7 (0.6)	73 (9)
	278599.037	14 _{4,0} -15 _{3,0}	331.8	3.6	89 (30)	-12.8 (0.8)	7.2 (1.9)	12 (2)
	337135.853	3 _{3,0} -4 _{2,0}	53.7	1.6	85 (96)	-11.1 (3.2)	5.2 (5.5)	16 (5)
	337642.478	7 _{1,1} -6 _{1,1}	348.4	16.5	79 (31)	-12.0 (0.6)	4.8 (1.5)	15 (4)
	337643.915	7 _{0,1} -6 _{0,1}	357.5	16.9	84 (29)	-10.7 (0.6)	5.0 (1.3)	16 (4)
	338124.488	7 _{0,0} -6 _{0,0}	70.2	16.9	532 (44)	-11.5 (0.1)	5.0 (0.3)	100 (5)
	338344.588	7 _{-1,0} -6 _{-1,0}	62.7	16.6	769 (68)	-11.4 (0.1)	3.9 (0.2)	187 (12)
	338559.963	7 _{-3,0} -6 _{-3,0}	119.8	14.0	128 (40)	-10.6 (0.5)	5.3 (1.3)	23 (5)
	338614.936	7 _{1,0} -6 _{1,0}	78.2	17.1	382 (42)	-11.1 (0.2)	5.4 (0.4)	66 (5)
	338721.693	7 _{2,0} -6 _{2,0}	79.4	15.5	311 (129)	-11.4 (0.2)	3.6 (0.8)	81 (29)
	338722.898	7 _{-2,0} -6 _{-2,0}	83.0	15.7	300 (178)	-10.4 (0.3)	3.6 (1.0)	78 (41)

Notes. Intensities are expressed in units of T_{A}^* .

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

Table A.2. A-CH₃OH emission lines from the hot corino detected with the IRAM 30 m telescope.

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s ⁻¹)	V_{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T_{peak} (mK)
A-CH ₃ OH	95169.391	8 _{0,+0} -7 _{1,+0}	83.5	0.2	618 (22)	-12.4 (0.0)	4.5 (0.1)	129 (3)
	95914.310	2 _{1,+0} -1 _{1,+0}	21.4	0.2	213 (23)	-13.1 (0.3)	7.0 (0.4)	28 (3)
	96741.371	2 _{0,+0} -1 _{0,+0}	7.0	0.3	1231 (85)	-12.5 (0.2)	5.2 (0.3)	223 (9)
	97582.798	2 _{1,-0} -1 _{1,-0}	21.6	0.3	201 (22)	-12.1 (0.1)	5.7 (0.4)	33 (3)
	132621.824	6 _{2,-0} -7 _{1,-0}	86.5	0.4	46 (8)	-10.3 (0.2)	4.0 (0.6)	11 (1)
	143865.795	3 _{1,+0} -2 _{1,+0}	28.3	1.1	310 (36)	-11.8 (0.1)	6.0 (0.5)	48 (4)
	145103.185	3 _{0,+0} -2 _{0,+0}	13.9	1.2	989 (89)	-12.7 (0.1)	4.3 (0.2)	216 (16)
	146368.328	3 _{1,-0} -2 _{1,-0}	28.6	1.1	494 (25)	-12.0 (0.1)	5.6 (0.2)	83 (3)
	156127.544	6 _{2,+0} -7 _{1,+0}	86.5	0.7	51 (7)	-10.3 (0.1)	3.5 (0.4)	14 (1)
	156602.395	2 _{1,+0} -3 _{0,+0}	21.4	0.9	210 (11)	-10.8 (0.1)	5.4 (0.2)	36 (1)
	201445.493	5 _{2,+0} -6 _{1,+0}	72.5	1.3	132 (52)	-9.5 (0.9)	6.8 (2.0)	18 (5)
	205791.270	1 _{1,+0} -2 _{0,+0}	16.8	6.3	231 (33)	-11.0 (0.3)	6.9 (0.8)	31 (3)
	231281.110	10 _{2,-0} -9 _{3,-0}	165.3	1.8	79 (34)	-10.7 (0.6)	4.6 (1.5)	16 (4)
	232418.521	10 _{2,+0} -9 _{3,+0}	165.4	1.9	81 (34)	-12.2 (0.9)	6.9 (2.2)	11 (3)
	234683.370	4 _{2,-0} -5 _{1,-0}	60.9	1.8	100 (30)	-11.9 (0.6)	6.3 (1.4)	15 (3)
	239746.219	5 _{1,+0} -4 _{1,+0}	49.1	5.7	489 (29)	-11.0 (0.1)	6.8 (0.3)	68 (3)
	241791.352	5 _{0,+0} -4 _{0,+0}	34.8	6.0	2353 (117)	-11.4 (0.0)	6.5 (0.2)	340 (14)
	241832.718	5 _{3,+0} -4 _{3,+0}	84.6	3.9	296 (40)	-11.0 (0.3)	6.5 (0.7)	43 (4)
	241833.106	5 _{3,-0} -4 _{3,-0}	84.6	3.9	301 (38)	-10.5 (0.2)	6.5 (0.7)	43 (3)
	241842.284	5 _{2,-0} -4 _{2,-0}	72.5	5.1	228 (3)	-11.2 (0.0)	6.4 (0.1)	33 (0)
	243915.788	5 _{1,-0} -4 _{1,-0}	49.7	6.0	336 (119)	-11.0 (0.3)	5.6 (1.1)	56 (16)
	247228.587	4 _{2,+0} -5 _{1,+0}	60.9	2.2	68 (31)	-10.6 (0.8)	5.4 (1.9)	12 (3)
	249887.467	14 _{3,-0} -14 _{2,+0}	293.5	8.2	70 (28)	-9.4 (0.7)	5.8 (1.7)	11 (3)
	250291.181	13 _{3,-0} -13 _{2,+0}	261.0	8.2	57 (20)	-11.9 (0.7)	5.9 (1.6)	9 (2)
	250506.853	11 _{0,+0} -10 _{1,+0}	153.1	4.2	255 (13)	-10.7 (0.1)	6.6 (0.3)	36 (1)
	250635.200	12 _{3,-0} -12 _{2,+0}	230.8	8.2	71 (21)	-11.8 (0.6)	6.0 (1.4)	11 (2)
	250924.398	11 _{3,-0} -11 _{2,+0}	203.0	8.2	65 (25)	-10.7 (0.6)	4.9 (1.4)	13 (3)
	251359.888	9 _{3,-0} -9 _{2,+0}	154.3	8.1	105 (24)	-11.0 (0.4)	5.8 (1.0)	17 (3)
	251517.309	8 _{3,-0} -8 _{2,+0}	133.4	7.9	132 (39)	-10.3 (0.7)	7.4 (1.9)	17 (2)
	251641.787	7 _{3,-0} -7 _{2,+0}	114.8	7.7	115 (19)	-10.3 (0.3)	5.4 (0.7)	20 (2)
	251738.437	6 _{3,-0} -6 _{2,+0}	98.5	7.4	152 (21)	-10.4 (0.2)	5.2 (0.6)	27 (2)
	251984.837	8 _{3,+0} -8 _{2,-0}	133.4	8.0	133 (21)	-10.6 (0.3)	5.4 (0.7)	23 (2)
	252090.409	9 _{3,+0} -9 _{2,-0}	154.2	8.1	116 (21)	-10.2 (0.3)	5.3 (0.7)	21 (2)
	252252.849	10 _{3,+0} -10 _{2,-0}	177.5	8.3	104 (19)	-11.0 (0.3)	4.8 (0.7)	20 (3)
	252485.675	11 _{3,+0} -11 _{2,-0}	203.0	8.4	91 (26)	-10.4 (0.5)	5.7 (1.2)	15 (3)
	253221.376	13 _{3,+0} -13 _{2,-0}	261.0	8.5	66 (22)	-10.7 (0.5)	4.6 (1.1)	14 (3)
	256228.714	17 _{3,+0} -17 _{2,-0}	404.8	9.0	65 (53)	-10.1 (1.4)	5.6 (4.0)	11 (4)
	257402.086	18 _{3,+0} -18 _{2,-0}	446.5	9.1	57 (25)	-11.5 (0.7)	4.4 (1.5)	12 (4)
	279351.887	11 _{2,-0} -10 _{3,-0}	190.9	3.5	42 (22)	-10.0 (0.6)	4.0 (1.6)	10 (3)
	281000.109	11 _{2,+0} -10 _{3,+0}	190.9	3.5	101 (24)	-11.1 (0.3)	4.4 (0.8)	22 (3)
	292672.889	6 _{1,-0} -5 _{1,-0}	63.7	10.6	530 (43)	-10.9 (0.1)	4.2 (0.3)	118 (6)
	302912.979	12 _{0,+0} -11 _{1,+0}	180.9	7.6	310 (36)	-10.6 (0.2)	4.9 (0.4)	59 (4)
	303366.921	1 _{1,-0} -1 _{0,+0}	16.9	22.6	829 (42)	-10.3 (0.1)	6.5 (0.2)	120 (4)
	304208.348	2 _{1,-0} -2 _{0,+0}	21.6	21.1	678 (55)	-10.5 (0.1)	4.9 (0.3)	130 (7)
	305473.491	3 _{1,-0} -3 _{0,+0}	28.6	16.3	645 (97)	-10.5 (0.1)	4.6 (0.4)	131 (16)
	307165.924	4 _{1,-0} -4 _{0,+0}	38.0	16.5	563 (60)	-10.4 (0.3)	6.0 (0.5)	88 (5)
	309290.360	5 _{1,-0} -5 _{0,+0}	49.7	16.8	285 (136)	-10.2 (0.3)	4.4 (1.0)	60 (25)
	331502.319	11 _{1,-0} -11 _{0,+0}	169.0	19.6	230 (48)	-10.6 (0.3)	4.1 (0.7)	53 (7)
	335582.017	7 _{1,+0} -6 _{1,+0}	79.0	16.3	293 (45)	-11.1 (0.2)	3.8 (0.5)	72 (7)
	336865.149	12 _{1,-0} -12 _{0,+0}	197.1	20.3	179 (46)	-11.3 (0.4)	5.4 (1.1)	31 (5)
	337297.484	7 _{1,+1} -6 _{1,+1}	390.0	16.5	80 (81)	-10.3 (1.6)	4.8 (4.2)	16 (7)
	338408.698	7 _{0,+0} -6 _{0,+0}	65.0	17.0	820 (73)	-11.5 (0.1)	3.8 (0.2)	200 (13)
	338486.322	7 _{5,+0} -6 _{5,+0}	202.9	8.4	98 (41)	-12.3 (0.7)	5.0 (1.6)	18 (5)
	338486.322	7 _{5,-0} -6 _{5,-0}	202.9	8.4	104 (43)	-12.4 (0.7)	5.5 (1.8)	18 (5)
	338512.632	7 _{4,-0} -6 _{4,-0}	145.3	11.5	185 (44)	-10.4 (0.3)	4.7 (0.9)	37 (5)
	338512.644	7 _{4,+0} -6 _{4,+0}	145.3	11.5	182 (44)	-10.4 (0.3)	4.6 (0.9)	37 (5)
	338512.853	7 _{2,-0} -6 _{2,-0}	102.7	15.7	180 (44)	-10.2 (0.3)	4.6 (0.9)	37 (5)
	338540.826	7 _{3,+0} -6 _{3,+0}	114.8	13.9	290 (42)	-11.7 (0.2)	5.4 (0.6)	50 (5)
	338543.152	7 _{3,-0} -6 _{3,-0}	114.8	13.9	293 (42)	-9.6 (0.2)	5.4 (0.6)	51 (5)
	338639.802	7 _{2,+0} -6 _{2,+0}	102.7	15.7	124 (40)	-11.0 (0.5)	4.8 (1.2)	24 (5)
	341415.615	7 _{1,-0} -6 _{1,-0}	80.1	17.1	180 (115)	-11.0 (0.3)	3.3 (1.1)	52 (28)
	342729.796	13 _{1,-0} -13 _{0,+0}	227.5	21.1	202 (83)	-10.6 (0.5)	4.8 (1.8)	40 (7)

Notes. Intensities are expressed in units of T_A^* .

Table A.3. Rare CH₃OH isotopologue emission lines from the hot corino detected with the IRAM 30 m telescope.

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s ⁻¹)	V_{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T_{peak} (mK)
¹³ CH ₃ OH	141602.528	3 _{0,3,+} -2 _{0,2,+}	13.6	1.1	83 (17)	-11.7 (0.3)	5.9 (0.8)	13 (2)
	168676.499	3 _{2,1-} -2 _{1,1}	35.9	2.5	46 (13)	-11.0 (0.3)	4.1 (1.0)	11 (2)
	235881.170	5 _{0,5-} -4 _{0,4}	47.1	5.6	51 (28)	-9.3 (1.1)	6.2 (2.6)	8 (3)
	235938.220	5 _{-1,5-} -4 _{-1,4}	39.6	5.4	89 (32)	-11.4 (1.0)	8.8 (2.4)	10 (2)
	236049.520	5 _{2,3,+} -4 _{2,2,+}	71.8	4.8	59 (24)	-10.4 (0.8)	5.7 (1.8)	10 (3)
	255214.891	7 _{3,5,+} -7 _{2,6,-}	113.5	8.1	38 (23)	-11.7 (0.7)	4.2 (2.0)	8 (3)
CH ₂ DOH	88073.074	2 _{1,2,0} -1 _{1,1,0}	10.4	0.1	13 (4)	-11.3 (0.2)	2.0 (0.5)	6 (1)
	91586.845	4 _{1,3,0} -4 _{0,4,0}	25.8	0.5	44 (8)	-11.2 (0.2)	3.7 (0.5)	11 (1)
	98031.213	4 _{0,4,0} -3 _{1,3,0}	21.4	0.2	33 (5)	-11.5 (0.1)	2.3 (0.3)	13 (1)
	132093.628	3 _{1,3,0} -2 _{1,2,0}	16.7	0.6	43 (6)	-10.9 (0.1)	2.6 (0.3)	15 (1)
	134065.381	3 _{0,3,0} -2 _{0,2,0}	12.9	0.7	72 (17)	-11.3 (0.3)	5.5 (1.0)	12 (2)
	136151.142	3 _{1,2,0} -2 _{1,1,0}	17.1	0.7	42 (19)	-10.2 (0.9)	5.5 (1.7)	7 (2)
	161602.516	3 _{1,3,1} -4 _{0,4,0}	29.2	0.9	52 (19)	-11.0 (0.5)	5.9 (2.0)	8 (1)
	172015.919	2 _{1,2,0} -1 _{0,1,0}	10.4	2.2	71 (21)	-10.9 (0.3)	3.8 (0.8)	17 (4)
	237249.907	7 _{2,5,0} -7 _{1,6,0}	76.4	8.1	32 (7)	-12.4 (0.4)	4.6 (0.8)	6 (1)
	240187.202	6 _{2,4,0} -6 _{1,5,0}	61.3	7.7	163 (17)	-10.3 (0.2)	6.1 (0.5)	25 (2)
	243225.990	5 _{2,3,0} -5 _{1,4,0}	48.4	6.7	89 (35)	-9.5 (0.7)	6.0 (1.9)	14 (3)
	253637.057	4 _{2,2,1} -3 _{1,2,2}	48.0	6.0	103 (46)	-10.2 (1.0)	7.2 (2.5)	13 (4)
	255647.816	3 _{2,2,0} -3 _{1,3,0}	29.0	6.3	154 (44)	-10.9 (0.6)	6.7 (1.4)	21 (4)
	256731.552	4 _{1,4,0} -3 _{0,3,0}	25.2	6.9	101 (46)	-11.2 (0.6)	4.4 (1.6)	22 (6)
	257895.673	4 _{2,3,1} -3 _{1,3,2}	48.0	6.3	89 (45)	-10.5 (0.7)	4.2 (1.6)	20 (7)
	264017.721	6 _{1,6,0} -5 _{1,5,0}	48.4	5.8	131 (31)	-9.9 (0.4)	5.3 (1.0)	23 (4)
	265509.198	6 _{1,6,2} -5 _{1,5,2}	67.5	7.5	70 (28)	-10.7 (0.6)	4.2 (1.3)	16 (4)
	267031.234	6 _{0,6,1} -5 _{0,5,1}	58.4	7.5	50 (19)	-10.3 (0.6)	4.7 (1.3)	10 (2)
	267634.613	6 _{0,6,0} -5 _{0,5,0}	45.0	6.3	155 (33)	-10.9 (0.3)	4.4 (0.7)	33 (5)
	268012.863	6 _{2,5,0} -5 _{2,4,0}	61.2	5.4	111 (16)	-10.7 (0.3)	6.9 (0.7)	15 (1)
	268059.704	6 _{2,4,1} -5 _{2,3,1}	71.6	7.1	71 (34)	-11.9 (0.8)	5.2 (2.0)	13 (4)
	269886.317	6 _{1,5,2} -5 _{1,4,2}	68.2	7.9	50 (23)	-10.2 (0.4)	3.7 (1.4)	12 (4)
	270299.931	7 _{2,6,0} -7 _{1,7,0}	76.2	8.8	102 (24)	-11.5 (0.4)	5.7 (1.0)	17 (3)
	270734.570	6 _{1,5,1} -5 _{1,4,1}	62.0	7.8	72 (27)	-11.3 (0.6)	4.5 (1.3)	15 (4)
	272098.060	6 _{1,5,0} -5 _{1,4,0}	49.8	6.4	96 (35)	-9.9 (0.6)	5.1 (1.4)	18 (4)
	275510.466	8 _{2,7,0} -8 _{1,8,0}	93.3	9.4	75 (17)	-11.9 (0.2)	3.7 (0.7)	19 (3)

Notes. Intensities are expressed in units of T_{A}^* .

J. Ospina-Zamudio et al.: First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar: Cep E-mm

Table A.4. COMs emission lines from the hot corino detected with the IRAM 30 m telescope.

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{peak} (mK)	
CH ₃ OCH ₃	132524.779	8 _{0,8,0} -7 _{1,7,0}	32.4	1.1	46 (12)	-11.6 (0.2)	2.4 (0.5)	18 (3)	
	132525.239	8 _{0,8,1} -7 _{1,7,1}	32.4	1.1	43 (11)	-10.5 (0.2)	2.1 (0.4)	19 (3)	
	222247.600	4 _{3,2,1} -3 _{2,1,1}	21.8	3.4	67 (33)	-11.5 (0.9)	5.9 (2.2)	11 (3)	
	222247.600	4 _{3,2,3} -3 _{2,1,3}	21.8	4.9	68 (28)	-11.7 (0.7)	5.4 (1.7)	12 (3)	
	222254.582	4 _{3,2,0} -3 _{2,1,0}	21.8	4.9	58 (35)	-12.3 (1.0)	5.5 (2.6)	10 (4)	
	222426.698	4 _{3,1,3} -3 _{2,2,3}	21.8	4.9	43 (38)	-9.5 (2.0)	7.7 (5.7)	5 (3)	
	223202.244	8 _{2,7,1} -7 _{1,6,1}	38.3	3.1	39 (37)	-9.1 (0.7)	4.0 (3.0)	9 (5)	
	237618.803	9 _{2,8,2} -8 _{1,7,2}	46.5	3.8	75 (39)	-13.4 (1.1)	6.4 (2.6)	11 (4)	
	237618.808	9 _{2,8,3} -8 _{1,7,3}	46.5	3.8	84 (58)	-13.5 (1.7)	7.4 (4.4)	11 (4)	
	237620.887	9 _{2,8,1} -8 _{1,7,1}	46.5	3.8	81 (37)	-10.9 (1.0)	7.0 (2.4)	11 (3)	
	237622.968	9 _{2,8,0} -8 _{1,7,0}	46.5	3.8	79 (39)	-8.0 (1.0)	6.5 (2.4)	11 (4)	
	240989.939	5 _{3,3,0} -4 _{2,2,0}	26.3	5.4	55 (33)	-11.8 (1.0)	5.5 (2.4)	10 (4)	
	258548.775	14 _{1,14,2} -13 _{0,13,2}	93.3	10.4	177 (53)	-11.3 (0.7)	7.5 (1.7)	22 (4)	
	258548.775	14 _{1,14,3} -13 _{0,13,3}	93.3	10.4	175 (52)	-11.3 (0.7)	7.3 (1.6)	23 (4)	
	258549.019	14 _{1,14,1} -13 _{0,13,1}	93.3	10.4	175 (51)	-10.9 (0.7)	7.1 (1.6)	23 (4)	
	258549.263	14 _{1,14,0} -13 _{0,13,0}	93.3	10.4	180 (53)	-10.7 (0.7)	7.5 (1.7)	23 (4)	
	269608.758	15 _{0,15,0} -14 _{1,14,0}	106.3	12.0	121 (38)	-9.3 (0.8)	8.7 (2.2)	13 (2)	
	269608.775	15 _{0,15,1} -14 _{1,14,1}	106.3	12.0	106 (34)	-9.3 (0.8)	7.7 (1.9)	13 (3)	
	269608.791	15 _{0,15,3} -14 _{1,14,3}	106.3	12.0	109 (37)	-9.4 (0.8)	7.7 (2.0)	13 (3)	
	269608.792	15 _{0,15,2} -14 _{1,14,2}	106.3	12.0	118 (47)	-10.1 (1.1)	8.5 (2.8)	13 (3)	
	HCOOCH ₃	89314.657	8 _{1,8,1} -7 _{1,7,1}	20.1	1.0	18 (12)	-11.4 (0.4)	2.9 (1.8)	6 (1)
		90227.659	8 _{0,8,2} -7 _{0,7,2}	20.1	1.1	9 (0)	-11.1 (0.0)	1.6 (0.0)	5 (0)
90229.624		8 _{0,8,0} -7 _{0,7,0}	20.1	1.1	13 (5)	-11.9 (0.3)	2.1 (0.6)	6 (1)	
103466.572		8 _{2,6,2} -7 _{2,5,2}	24.6	1.5	17 (12)	-12.0 (0.8)	2.8 (1.8)	6 (1)	
103478.663		8 _{2,6,0} -7 _{2,5,0}	24.6	1.5	11 (5)	-10.4 (0.2)	1.8 (0.6)	5 (2)	
129296.357		10 _{2,8,2} -9 _{2,7,2}	36.4	3.1	26 (9)	-11.7 (0.2)	1.5 (0.4)	17 (4)	
132107.205		12 _{1,12,0} -11 _{1,11,0}	42.4	3.4	18 (5)	-11.1 (0.2)	1.8 (0.4)	10 (2)	
132246.730		12 _{0,12,0} -11 _{0,11,0}	42.4	3.4	30 (5)	-10.5 (0.1)	2.8 (0.4)	10 (1)	
132921.937		11 _{1,10,2} -10 _{1,9,2}	40.4	3.4	15 (14)	-11.0 (0.3)	0.9 (0.7)	16 (6)	
132928.736		11 _{1,10,0} -10 _{1,9,0}	40.4	3.4	22 (10)	-11.7 (0.3)	1.7 (0.6)	12 (4)	
CH ₃ CN	110364.354	6 ₃ -5 ₃	82.8	8.3	41 (19)	-11.4 (0.2)	3.0 (0.9)	13 (4)	
	110374.989	6 ₂ -5 ₂	47.1	9.9	42 (16)	-10.9 (0.2)	2.8 (0.7)	14 (4)	
	128769.436	7 ₂ -6 ₂	53.3	16.4	88 (22)	-11.1 (0.2)	2.8 (0.6)	29 (4)	
	128779.364	7 ₀ -6 ₀	24.7	17.8	293 (30)	-11.3 (0.2)	5.9 (0.5)	47 (3)	
	147149.068	8 ₃ -7 ₃	96.1	23.1	130 (7)	-11.2 (0.1)	4.9 (0.2)	25 (1)	
	147163.244	8 ₂ -7 ₂	60.4	25.2	56 (13)	-10.9 (0.1)	3.1 (0.5)	17 (3)	
	202320.443	11 ₃ -10 ₃	122.6	65.6	115 (41)	-10.5 (0.7)	5.9 (1.6)	18 (4)	
	202339.922	11 ₂ -10 ₂	86.9	68.6	95 (29)	-10.8 (0.6)	4.7 (1.1)	19 (4)	
	202351.612	11 ₁ -10 ₁	65.4	70.3	278 (49)	-15.6 (0.5)	9.4 (1.3)	28 (3)	
	202355.509	11 ₀ -10 ₀	58.3	70.9	280 (48)	-9.7 (0.5)	9.8 (1.3)	27 (3)	
	220709.017	12 ₃ -11 ₃	133.2	86.6	101 (25)	-10.3 (0.5)	6.1 (1.2)	16 (2)	
	220743.011	12 ₁ -11 ₁	76.0	91.8	208 (32)	-11.8 (0.5)	10.1 (1.2)	19 (2)	
	220747.261	12 ₀ -11 ₀	68.9	92.4	234 (33)	-5.5 (0.5)	11.7 (1.2)	19 (2)	
	239096.497	13 ₃ -12 ₃	144.6	111.5	76 (27)	-10.1 (0.5)	4.7 (1.3)	15 (3)	
	239133.313	13 ₁ -12 ₁	87.5	117.2	208 (41)	-12.3 (0.6)	10.1 (1.5)	19 (2)	
	239137.916	13 ₀ -12 ₀	80.3	117.9	213 (41)	-6.6 (0.6)	10.3 (1.6)	19 (2)	
	257527.384	14 ₀ -13 ₀	92.7	147.6	219 (54)	-9.5 (1.0)	12.7 (2.4)	16 (2)	
	275910.263	15 ₁ -14 ₁	113.1	181.1	151 (55)	-12.0 (1.1)	9.4 (2.7)	15 (3)	
294279.750	16 ₂ -15 ₂	148.6	217.7	74 (28)	-10.5 (0.4)	3.5 (1.0)	20 (5)		
294296.728	16 ₁ -15 ₁	127.2	220.4	186 (38)	-11.7 (0.5)	7.8 (1.2)	22 (3)		

Notes. Intensities are expressed in units of T_{A}^* .

Table A.4. continued.

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{peak} (mK)
H ₂ CCO	140127.474	7 _{1,7} -6 _{1,6}	40.0	3.0	85 (21)	-11.1 (0.2)	5.4 (1.0)	15 (3)
	142768.945	7 _{1,6} -6 _{1,5}	40.5	3.1	112 (15)	-11.3 (0.2)	6.7 (0.6)	16 (2)
	161634.073	8 _{0,8} -7 _{0,7}	34.9	4.7	86 (45)	-11.4 (0.5)	6.1 (2.6)	13 (4)
	163160.881	8 _{1,7} -7 _{1,6}	48.3	4.7	133 (23)	-11.5 (0.2)	5.5 (0.6)	23 (3)
	203940.225	10 _{1,9} -9 _{1,8}	66.9	9.4	69 (20)	-10.6 (0.6)	4.5 (1.0)	14 (3)
	220177.569	11 _{1,11} -10 _{1,10}	76.5	11.9	41 (35)	-11.7 (1.2)	3.3 (2.2)	12 (6)
	224327.250	11 _{1,10} -10 _{1,9}	77.7	12.6	69 (21)	-10.8 (0.5)	4.5 (1.0)	15 (3)
	244712.269	12 _{1,11} -11 _{1,10}	89.4	16.4	50 (34)	-10.6 (0.6)	3.9 (2.1)	12 (5)
	265095.049	13 _{1,12} -12 _{1,11}	102.1	21.0	50 (27)	-11.1 (0.8)	5.2 (2.3)	9 (3)
	H ₂ ¹³ CO	137449.950	2 _{1,2} -1 _{1,1}	21.7	4.9	174 (31)	-11.9 (0.2)	6.3 (0.8)
141983.740		2 _{0,2} -1 _{0,1}	10.2	7.2	150 (17)	-11.9 (0.2)	7.1 (0.5)	20 (2)
146635.671		2 _{1,1} -1 _{1,0}	22.4	6.0	173 (31)	-11.8 (0.1)	5.9 (0.7)	27 (4)
206131.626		3 _{1,3} -2 _{1,2}	31.6	21.1	892 (96)	-10.8 (0.2)	6.4 (0.6)	130 (9)
212811.184		3 _{0,3} -2 _{0,2}	20.4	26.1	201 (43)	-12.4 (0.5)	7.5 (1.2)	25 (3)
274762.112		4 _{1,4} -3 _{1,3}	44.8	54.7	259 (56)	-11.1 (0.5)	7.0 (1.3)	35 (4)
293126.515		4 _{1,3} -3 _{1,2}	47.0	66.4	222 (46)	-9.8 (0.3)	4.9 (0.8)	42 (6)
343325.713		5 _{1,5} -4 _{1,4}	61.3	111.8	290 (85)	-10.8 (0.4)	4.8 (1.1)	57 (10)

Table A.5. NOEMA Observations of Cep E-A.

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mJ beam $^{-1}$ km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{peak} (mJ beam $^{-1}$)	
E-CH ₃ OH	216945.521	5 _{1,0} -4 _{2,0}	48.0	1.2	807 (37)	-10.3 (0.1)	5.2 (0.2)	145.9 (4.5)	
	217886.504	20 _{1,0} -20 _{0,0}	500.5	3.4	380 (28)	-11.1 (0.1)	5.5 (0.3)	65.4 (3.1)	
	218440.063	4 _{2,0} -3 _{1,0}	37.6	4.7	1330 (49)	-10.4 (0.0)	4.7 (0.1)	264.5 (6.1)	
	220078.561	8 _{0,0} -7 _{1,0}	88.7	2.5	975 (47)	-10.5 (0.1)	6.3 (0.2)	146.3 (3.9)	
A-CH ₃ OH	217299.205	6 _{1,-1} -7 _{2,-1}	373.9	4.3	504 (29)	-10.8 (0.1)	5.8 (0.3)	82.1 (3.1)	
	217642.677	15 _{6,-1} -16 _{5,-1}	745.6	1.9	188 (26)	-12.3 (0.3)	5.5 (0.6)	32.4 (3.0)	
	217642.678	15 _{6,+1} -16 _{5,+1}	745.6	1.9	179 (25)	-12.3 (0.2)	5.3 (0.5)	31.8 (2.9)	
CH ₂ DOH	86668.751	2 _{1,1,0} -2 _{0,2,0}	10.6	0.5	127 (25)	-11.9 (0.9)	9.8 (1.4)	12.1 (1.6)	
	218316.390	5 _{2,4,1} -5 _{1,5,1}	58.7	0.9	1602 (222)	-12.5 (0.3)	7.5 (0.9)	33.8 (2.6)	
	219551.485	5 _{1,5,1} -4 _{1,4,1}	48.2	0.7	286 (29)	-10.0 (0.3)	7.9 (0.6)	33.8 (2.2)	
	220071.805	5 _{1,5,0} -4 _{1,4,0}	35.8	3.3	1012 (106)	-10.4 (0.2)	6.6 (0.6)	56.8 (3.3)	
H ₂ CCO	220177.569	11 _{1,11} -10 _{1,10}	76.5	11.9	323 (34)	-10.8 (0.2)	6.6 (0.5)	46.2 (3.1)	
	HCOOH	220038.072	10 _{0,10} -9 _{0,9}	58.6	11.5	117 (39)	-12.1 (0.8)	6.0 (1.9)	13.4 (4.0)
HCOOCH ₃	216830.197	18 _{2,16,2} -17 _{2,15,2}	105.7	14.8	162 (11)	-10.6 (0.2)	8.4 (0.5)	18.2 (0.6)	
	216838.889	18 _{2,16,0} -17 _{2,15,0}	105.7	14.8	114 (8)	-10.2 (0.1)	4.4 (0.3)	24.3 (1.1)	
	216964.765	20 _{1,20,1} -19 _{1,19,1}	111.5	15.3	509 (13)	-12.6 (0.1)	7.6 (0.2)	62.8 (1.1)	
	216965.900	20 _{1,20,0} -19 _{1,19,0}	111.5	15.3	504 (16)	-11.1 (0.1)	7.5 (0.2)	62.9 (1.3)	
	216966.246	20 _{0,20,2} -19 _{0,19,2}	111.5	15.3	500 (49)	-10.6 (0.2)	7.5 (0.6)	62.3 (3.9)	
	216967.420	20 _{0,20,0} -19 _{0,19,0}	111.5	15.3	514 (47)	-9.0 (0.2)	7.6 (0.5)	63.2 (3.7)	
	218108.438	17 _{4,13,5} -16 _{4,12,5}	289.7	14.8	88 (35)	-10.9 (1.0)	7.9 (2.4)	10.5 (2.7)	
	218280.900	17 _{3,14,2} -16 _{3,13,2}	99.7	15.1	147 (29)	-11.5 (0.3)	5.1 (0.8)	27.1 (3.5)	
	218297.890	17 _{3,14,0} -16 _{3,13,0}	99.7	15.1	123 (30)	-11.7 (0.5)	5.6 (1.0)	20.8 (3.4)	
	220166.888	17 _{4,13,2} -16 _{4,12,2}	103.2	15.2	152 (34)	-11.0 (0.5)	6.5 (1.1)	21.9 (3.2)	
	220190.285	17 _{4,13,0} -16 _{4,12,0}	103.1	15.2	140 (49)	-11.9 (0.6)	6.8 (2.1)	19.3 (3.3)	
	CH ₃ CHO	219820.400	4 _{2,3,1} -3 _{1,3,1}	18.3	1.5	65 (11)	-10.8 (0.2)	4.5 (0.6)	13.6 (1.5)
	CH ₃ OCH ₃	217191.424	22 _{4,19} -22 _{3,20}	253.4	4.3	113 (24)	-11.8 (0.4)	5.4 (1.1)	54.0 (4.1)
CH ₃ COCH ₃	218127.207	20 _{2,18,0} -19 _{3,17,1}	119.1	22.1	179 (25)	-11.7 (0.3)	6.1 (0.6)	27.4 (2.5)	
	HNCO	218890	10 _{1,10} -9 _{1,9}	101.1	14.6	437 (18)	*	6.7 (0.3)	56.4 (2.9)
NH ₂ CHO	219734	10 _{2,9/8} -9 _{2,8/7}	231.1	14.3	283 (17)	*	9.4 (0.8)	35.3 (2.9)	
	219798	10 _{0,10} -9 _{0,9}	58.0	15.0	398 (17)	*	5.7 (0.5)	86.3 (2.9)	
	218459.653	10 _{1,9} -9 _{1,8}	60.8	74.7	197 (59)	-12.1 (0.6)	6.8 (1.7)	27.1 (4.8)	

Notes. (*) Unresolved multiplet lines.

Quatrième partie

AUTRES TRAVAUX

ÉTUDE DE LA DEUTÉRATION DU MÉTHANOL VERS LA PROTOÉTOILE MASSIVE NGC7538-IRS1

Parallèlement à l'étude de Cep E-mm, je me suis intéressé aux propriétés de la deutération du méthanol dans la région de formation d'étoiles massives NGC7538-IRS1.

L'analyse des espèces deutérées est un puissant outil pour sonder l'évolution physico-chimique des régions de formation stellaire. Certaines espèces organiques abondantes dans les cœurs protostellaires, comme le méthanol CH_3OH ou le formaldéhyde H_2CO , sont formées dans la phase préstellaire (voir [Caselli and Ceccarelli, 2012](#)). La différence des énergies de point zéro entre les molécules hydrogénées et leurs homologues deutérées (par exemple pour H_2CO et CH_3OH), favorise le fractionnement du deutérium à basse température. Cet enrichissement en espèce deutérées peut être préservé lors du réchauffement et l'évaporation des manteaux des glaces lors de la phase protostellaire. L'étude du rapport D/H de diverses espèces moléculaires permet ainsi de remonter à l'histoire chimique de la région, et aux conditions de la formation des glaces.

La deutération des espèces moléculaires a été beaucoup étudiée dans les régions de formation stellaire de faible masse (voir par exemple [Roberts et al., 2002](#); [Parise et al., 2006](#); [Ratajczak et al., 2011](#); [Jørgensen et al., 2018](#)). Ces sources montrent un enrichissement important d'espèces deutérées, y compris doublement, voire triplement deutérées (ND_3 , CD_3OH), qui, dans certains cas, sont 12 à 13 ordres de grandeur plus abondantes que ce que suggère l'abondance élémentaire du deutérium ($\text{D}/\text{H} = 1.6 \times 10^{-5}$) ([Lis et al., 2002](#); [Parise et al., 2002](#); [Parise, 2004](#)).

En ce qui concerne les régions de formation d'étoiles massives, seules quelques observations de molécules deutérées ont été conduites (i.e. [Jacq et al., 1993](#); [Peng et al., 2012](#); [Neill et al., 2013a,b](#)) et la source la mieux étudiée est la région d'Orion KL. Les taux de deutération mesurés dans cette source sont faibles et l'on estime un rapport $\text{D}/\text{H} \simeq 1$. Ces résultats sont cohérents avec un mécanisme de formation de ces molécules à haute température. Alternativement, la chimie dans le gaz chaud pourrait modifier le rapport D/H une fois les manteaux de glace évaporés.

Récemment, [Faure et al. \(2015\)](#) ont suggéré que le rapport D/H mesuré dans Orion-KL pourrait ne pas être représentatif de la composition initiale des manteaux de glace à cause d'échanges de deutérium entre l'eau et le méthanol lors de la phase de réchauffement. Toujours selon ces auteurs, à partir d'une modélisation chimique s'appuyant sur des données cinétiques de laboratoire, l'analyse du rapport des abondances des formes deutérées du méthanol $\text{CH}_2\text{DOH}/\text{CH}_3\text{OD}$ permettrait d'accéder à la deutération initiale de la glace d'eau dans les manteaux avant qu'elle ne soit évaporée. Cependant, le faible nombre d'études consacrées aux régions de formation d'étoiles massives ne permet pas de conclure si le faible rapport D/H mesuré dans Orion KL est réellement représentatif de la chimie de cette classe d'objets.

Dans le travail présenté ci-après, nous avons étudié le rapport D/H du méthanol (CH_3OH , CH_2DOH , CH_3OD) dans la région de formation stellaire massive NGC7538-IRS1 ($L = 1.3 \times 10^5 L_\odot$,

$d = 2.8$ kpc, $M \sim 30 M_{\odot}$; [Bisschop et al., 2007](#); [Beuther et al., 2012](#)). Cette région est connue pour avoir des abondances élevées de COMs, en particulier le méthanol ([Bisschop et al., 2007](#); [Wirström et al., 2011](#)). Nous avons observé plusieurs bandes de fréquences à 1.3 mm qui ont permis la détection de 34 transitions de $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, 13 transitions de CH_2DOH , 20 transitions de CH_3OD , couvrant une gamme de niveaux supérieurs d'énergie compris entre 20 et 270 K, selon les espèces. L'analyse des SLEDs des diverses espèces au moyen d'un diagramme de population (ou de diagramme rotationnel) nous a permis d'estimer les colonnes densités (et températures rotationnelles), puis d'en déduire avec une très bonne précision le rapport $\text{CH}_2\text{DOH}/\text{CH}_3\text{OD} = 3.2 \pm 1.5$.

Cette valeur est en excellent accord avec la valeur statistique de 3, prédite par les modèles chimiques de formation à la surface des grains (i.e. [Charnley, 1997](#); [Osamura et al., 2004](#)). Dans les conditions physiques de NGC7538-IRS1 et à partir du rapport $\text{CH}_2\text{DOH}/\text{CH}_3\text{OD}$ mesuré, on estime un rapport de deutération dans la glace d'eau s-HDO/s-H₂O compris entre $\sim 8 \times 10^{-4} - 2 \times 10^{-3}$. Bien que le rapport $\text{CH}_2\text{DOH}/\text{CH}_3\text{OD}$ soit cohérent avec la valeur statistique, des échanges H/D ne peuvent pas être exclus à ce stade. Il serait intéressant de contraindre le taux de deutération dans l'eau en phase gaz afin de pouvoir avancer sur cette question.

L'article ci-joint a été soumis le 21 Décembre 2018 dans la revue *Astronomy & Astrophysics* et accepté pour publication le 15 mai 2019.

Deuterated methanol toward NGC 7538-IRS1[★]

J. Ospina-Zamudio¹, C. Favre^{1,2}, M. Kounkel³, L-H. Xu^{4,★}, J. Neill⁵, B. Lefloch¹, A. Faure¹, E. Bergin⁵, D. Fedele²,
and L. Hartmann⁵

¹ Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, F-38000 Grenoble, France

e-mail: juan-david.ospina-zamudio@univ-grenoble-alpes.fr

² INAF-Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo E. Fermi 5, I-50125, Florence, Italy

³ Department of Physics and Astronomy, Western Washington University, 516 High St, Bellingham, WA 98225

⁴ Centre for Laser, Atomic, and Molecular Sciences (CLAMS), Department of Physics, University of New Brunswick, PO Box 5050, Saint John, NB, Canada E2L 4L5

⁵ Department of Astronomy, University of Michigan, 1085 South University Avenue, Ann Arbor, Michigan 48109, USA

June 11, 2019

ABSTRACT

We investigate the deuteration of methanol towards the high-mass star-forming region NGC 7538-IRS1. We carried out a multi-transition study of CH₃OH, ¹³CH₃OH, and the deuterated flavors, CH₂DOH and CH₃OD, between 1.0 and 1.4 mm with the IRAM-30m antenna. In total, 34 ¹³CH₃OH, 13 CH₂DOH lines and 20 CH₃OD lines spanning a wide range of upper-state energies (E_{up}) were detected. From the detected transitions, we estimate that the measured D/H does not exceed 1%, with a measured CH₂DOH/CH₃OH and CH₃OD/CH₃OH of about $(32\pm 8)\times 10^{-4}$ and $(10\pm 4)\times 10^{-4}$, respectively. This finding is consistent with the hypothesis of a short-timescale formation during the pre-stellar phase. We find a relative abundance CH₂DOH/CH₃OD ratio of 3.2 ± 1.5 . This result is consistent with a statistical deuteration. We cannot exclude H/D exchanges between water and methanol if water deuteration is of the order 0.1%, as suggested by recent Herschel observations.

Key words. ISM: molecules – ISM: abundance – Radio lines: ISM

1. Introduction

Observational studies of deuterated molecules are powerful ways to probe the chemical and physical evolution of star-forming regions. Indeed, many of the organic species that are abundant constituents of molecular clouds are synthesized in the cold prestellar phase (see Caselli & Ceccarelli 2012, for a review). At low temperatures, the difference in zero-point energy between deuterated molecules and their hydrogenated counterparts (about 1000 K for methanol and its singly deuterated flavors, Nandi et al. 2018) makes it possible for deuterated species to be formed with significantly higher relative abundances than the elemental D/H ratio ($\sim 10^{-5}$, see e.g., Ceccarelli et al. 2007; Caselli & Ceccarelli 2012; Ceccarelli et al. 2014). These enhanced abundance ratios can be preserved as the protostar heats the gas to temperatures large enough (≥ 100 K) to evaporate the ice mantles. Thus, studies of molecular D/H ratios can provide strong insight into the physical history of star-forming regions along with information on the chemical routes through which the molecular content is formed. Deuterium fractionation in low-mass star-forming regions has been the subject of significant study (e.g., see Roberts et al. 2002; Parise et al. 2006; Ratajczak et al. 2011; Jørgensen et al. 2018). These sources have shown remarkably high enhancements of deuterated molecules, including even doubly and triply deuterated species (e.g., ND₃, CD₃OH), which in some cases occur at abundances 12–13 orders of magnitude higher than elemental abundance would suggest (Lis et al. 2002; Parise et al. 2002, 2004). Regarding high-mass star-forming regions, only a

few observations of deuterated molecules have been performed so far (e.g., Jacq et al. 1993; Ratajczak et al. 2011; Peng et al. 2012; Neill et al. 2013b,a), the best studied high-mass source of deuterated molecules being the Orion KL nebula. Low levels of fractionation are typically observed, consistent with molecular formation at higher temperatures; alternatively, warm gas-phase chemistry could alter the D/H ratio in high-mass regions during the post-evaporative phase. Interestingly enough, from chemical modeling using experimental kinetic data, Faure et al. (2015a) suggested that the D/H ratio measured in Orion-KL might not be representative of the original mantles due to deuterium exchanges between water and methanol in interstellar ices during the warm-up phase. The study of the abundance ratio of the deuterated isotopologs of methanol (CH₃OD/CH₂DOH) could give access to the initial deuteration of water ices before the warm-up phase sets in. Nonetheless, taking into account the limited number of observations of deuterated species in high-mass star-forming regions, the extent to which the D/H ratios observed toward Orion KL are representative of high-mass source chemistry is uncertain. Bøgelund et al. (2018) recently reported low deuteration levels of methanol towards the HMSFR NGC6334 I, with typical values in the range of 0.01–1% for both CH₂DOH and CH₃OD. Large uncertainties on the column densities of a factor of 4 to 10 depending on the species remain however, which prevent any robust conclusions on the CH₂DOH/CH₃OD ratio and the initial ice composition. Further observations of a sample of high-mass sources are thus required for comparison between sources and for improving our understanding of the chemistry that creates organic molecules with significant deu-

[★] This paper is dedicated to the memory of our dear colleague, Dr. Li-Hong Xu, who recently passed away.

terium fractionation (in particular, the roles of grain-surface and gas-phase reactions).

In this study, we investigate the D/H ratio for methanol (CH_3OH , CH_2DOH , and CH_3OD) towards the high-mass star-forming region NGC 7538-IRS1 ($L = 1.3 \times 10^5 L_\odot$, $d = 2.8$ kpc, $M \sim 30 M_\odot$, see Bisschop et al. 2007; Beuther et al. 2012), which is known to harbor high abundances of organic molecules, including methanol (e.g., Bisschop et al. 2007; Wirström et al. 2011). Results are given in Section 3 and discussed in Section 4.

2. Observations and data reduction

The data were acquired with the IRAM 30m telescope on 2013 December 5, 6, and 10 towards NGC 7538-IRS1 with a single pointing ($\alpha_{J2000}=23^{\text{h}}13^{\text{m}}45^{\text{s}}.5$, $\delta_{J2000}=+61^\circ28'12''.0$). The v_{LSR} was -57 km s^{-1} . The observations were taken in position-switching mode, using a reference for the OFF position at $[-600'', 0'']$. The EMIR receiver at 1 mm was used in connection with the Fourier transform spectrometer (FTS) as backend, providing a spectral resolution of 195 kHz. The spectral resolution was subsequently degraded to 780 KHz, which corresponds to about 1 km s^{-1} , in order to improve the signal-to-noise ratio of the data. The following frequency ranges were covered: 212.6–220.4 GHz, 228.3–236.0 GHz, 243.5–251.3 GHz, 251.5–259.3 GHz, 259.3–267.0 GHz, and 267.2–274.9 GHz. The half-power beam sizes are $10''$ and $12''$ for observations at 250 GHz and 212 GHz, respectively.

The data were reduced using the CLASS90 package from the GILDAS software¹. The spectra are reported in this study in main beam temperature units, T_{MB} , given by $T_{\text{MB}} = \frac{\eta_f}{\eta_{\text{MB}}} \times T_{\text{A}}^*$, where T_{A}^* is the antenna temperature, η_f the forward efficiency ($\eta_f = 94, 92$ and 87 at 210, 230 and 274 GHz, respectively), and η_{MB} the main beam efficiency ($\eta_{\text{MB}} = 63, 59, 49$ at 210, 230 and 274 GHz, respectively²). Finally, the data presented some spurs along with standing waves, which have been removed during the data reduction. In this paper, we focus on methanol and its deuterated flavors.

The spectroscopic parameters of the targeted lines are given in Appendix A (see Tables A.1 to A.4). More specifically, we used the spectroscopic data parameters³ from Xu & Hougen (1995a,b), Xu & Lovas (1997), Xu et al. (2008), and Müller et al. (2004) for CH_3OH . The parameters for CH_2DOH come from Pearson et al. (2012) and those for $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ are from Xu & Lovas (1997); Xu et al. (1996, 2008, 2014). Regarding CH_3OD , we used the same unpublished data as Neill et al. (2013a) used for analyzing the HIFI/Herschel observations of Orion-KL. Nonetheless, the CH_3OD partition functions we use in the present study (see also, Walsh et al. 2000) are given in Appendix B. Finally, collisional rates are assumed to be identical to those of CH_3OH and taken from Rabli & Flower (2010). This point is addressed in more detail in Section 3.3

3. Results and analysis

3.1. Detected lines

We detect several bright lines covering a wide range of upper energy levels: 34 $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ lines with E_{up} spanning from 23 to

¹ <http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

² see <http://www.iram.es/IRAMES/mainWiki/Iram30mEfficiencies>

³ The spectroscopic data parameters are available at the Cologne Database for Molecular Spectroscopy catalog (CDMS Müller et al. 2005) and/or at the JPL catalog (Pickett et al. 1998).

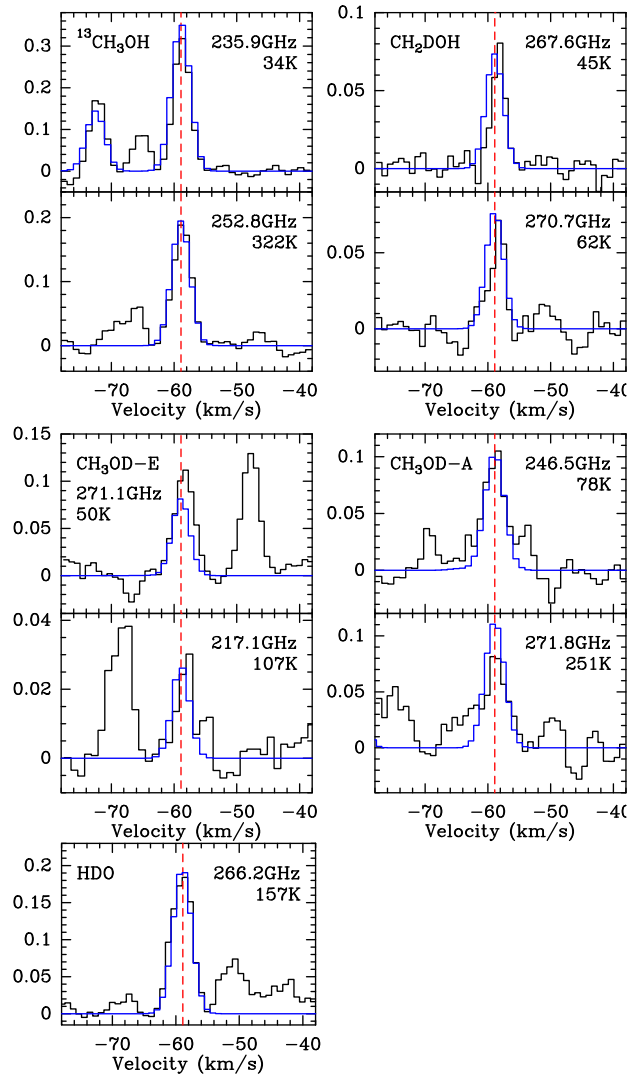


Fig. 1. Montage of detected transitions of methanol ^{13}C isotopolog and deuterated forms along with that of the detected HDO line. Intensities are expressed in units of T_{mb} . Our LTE modeling is displayed in blue. The red dashed line marks the peak velocity of methanol transitions $v_{\text{LSR}} = -58.9 \text{ km s}^{-1}$.

397 K; 13 CH_2DOH lines with E_{up} spanning from 25 to 94 K; and 20 CH_3OD lines (10 lines for both A- and E- forms) with E_{up} spanning from 19 to 271 K. The observational line parameters of the clearly detected transitions are summarized in Tables A.1 to A.4.

The lines profiles are well fitted by a single Gaussian profile with a little scatter on the fitted full width at half maximum (mean $\Delta v = 3.4 \pm 0.7 \text{ km s}^{-1}$) and the peak intensity velocity (mean $v_{\text{LSR}} = 58.6 \pm 0.6 \text{ km s}^{-1}$). We note that the scatter on the peak velocity lies within 1 element of spectral resolution (1 km s^{-1}), which makes us confident as to the line assignments. In addition, if we take into account the pointing uncertainties (typically $1''$ – $2''$), the observed scatter in emission velocity peak is consistent with the large velocity gradient observed within the source by Beuther et al. (2012, and their Fig. 8). Figure 1 shows a montage of two detected transitions probing different excita-

J. Ospina-Zamudio et al.: Deuterated methanol toward NGC 7538-IRS1

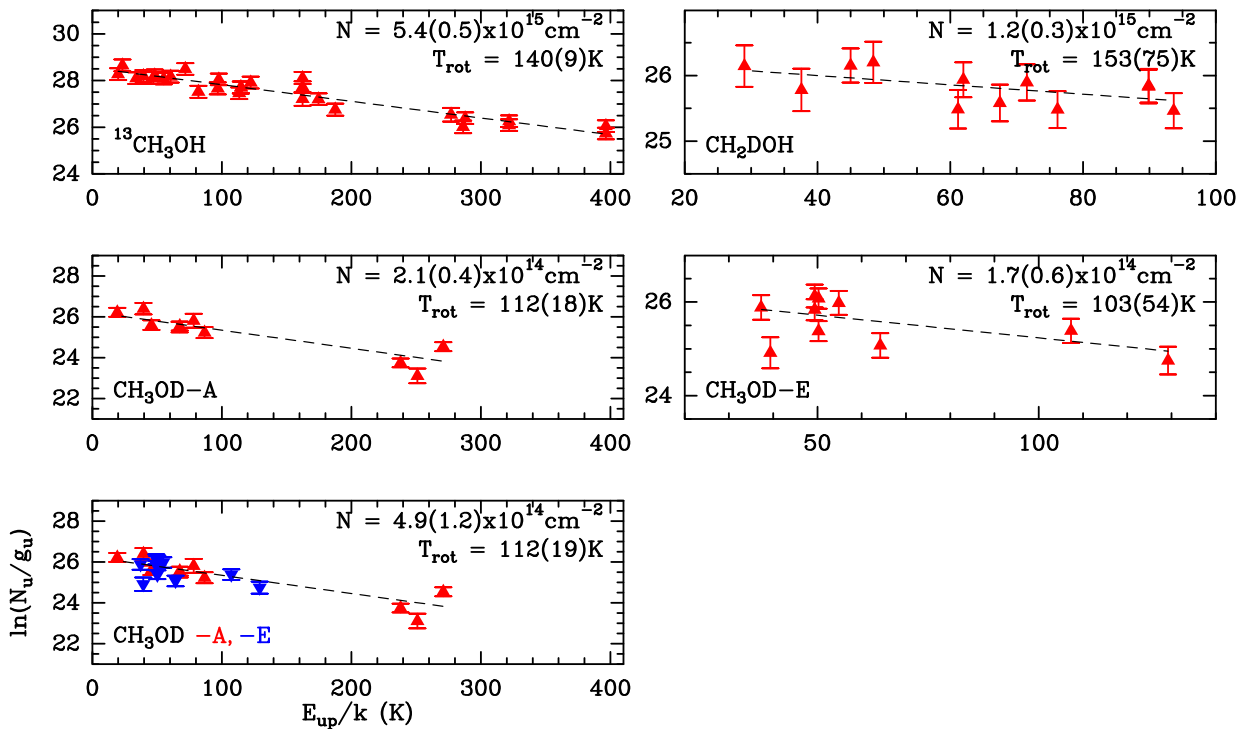


Fig. 2. Population diagram analysis of the ^{13}C -methanol and the deuterated forms. A size of $3.8''$ was adopted for the emitting region. In the analysis we separate the methanol E-form from the A-form. However, as shown in the bottom left panel, their respective SLEDs are consistent with one another. Finally, please note that the y-range varies from plot to plot.

tion energies of $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, CH_2DOH , and CH_3OD (A and E) along with our local thermodynamical equilibrium (LTE) modeling. In addition, Fig. 1 also displays the spectrum of the $2_{2,0}-3_{1,3}$ transition of deuterated water which is also detected in our survey. Finally, Figures C.1 to C.3 (in Appendix C) display a montage of all the detected transitions associated with the $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, CH_2DOH , and CH_3OD species along with our LTE modeling.

3.2. Local thermodynamical equilibrium analysis

The physical properties (excitation temperature, column densities) of the methanol species were obtained from a population diagram analysis of their spectral line energy distributions (SLEDs). In the present study, we assume a source size of $3.8''$, corresponding to the ice evaporation region (see Bisschop et al. 2007). The derived column densities are therefore determined and given for a source size of $3.8''$. We estimate the line opacities, under LTE conditions following Goldsmith & Langer (1999, see). We conclude that the $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, CH_2DOH , and CH_3OD emissions are optically thin with $\tau \leq 0.03$. We note that most of the transitions associated with the main methanol isotopolog are optically thick with $\tau(\text{CH}_3\text{OH}) \geq 1$. As a consequence, we cannot determine the excitation temperature and column density of the $^{12}\text{CH}_3\text{OH}$ with sufficiently accurate precision. We therefore exclude the analysis of the $^{12}\text{CH}_3\text{OH}$ for the present study.

Figure 2 shows the population diagrams that are all well fitted by a single rotational temperature. More specifically, the population diagram analysis of $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ yields $N(^{13}\text{CH}_3\text{OH}) = (5.4 \pm 0.5) \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ and $T_{\text{rot}} = 140 \pm 9 \text{ K}$. Assuming a $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ elemental abundance ratio of 70 for the local ISM

Table 1. Physical properties of methanol isotopologs: rotational temperature and column density. A source size of $3.8''$ was adopted.

Species	T_{rot} (K)	N (10^{14} cm^{-2})
$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$	140 ± 9	54 ± 5
CH_2DOH	153 ± 75	12 ± 3
$\text{CH}_3\text{OD-E}$	103 ± 54	1.7 ± 0.6
$\text{CH}_3\text{OD-A}$	112 ± 18	2.1 ± 0.4

(Wilson 1999), we determine the methanol column density $N(\text{CH}_3\text{OH}) = (3.8 \pm 0.4) \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$. Regarding CH_2DOH , we estimate a rotational temperature similar to that of ^{13}C methanol, $T_{\text{rot}} = 153 \pm 75 \text{ K}$, and a column density $N(\text{CH}_2\text{DOH})$ of $(1.2 \pm 0.3) \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$. For CH_3OD we derive a lower rotational temperature of $T_{\text{rot}} = 103 \pm 54 \text{ K}$ ($112 \pm 18 \text{ K}$) for both the E- and A forms. Nonetheless, within the error bars, the derived rotational temperatures for the deuterated methanol flavors are in agreement with that of the ^{13}C isotopolog. The derived column densities of both E- and $\text{CH}_3\text{OD-A}$ are comparable with $N(\text{CH}_3\text{OD-E}) = (1.7 \pm 0.6) \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ and $N(\text{CH}_3\text{OD-A}) = (2.1 \pm 0.4) \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$, which results in a total CH_3OD column density, $N(\text{CH}_3\text{OD})$, of $(3.8 \pm 1.0) \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$. We note that the computed total CH_3OD column density is commensurate within the error bars to that found if we treat both substates (E- and A-) simultaneously (see Fig. 2).

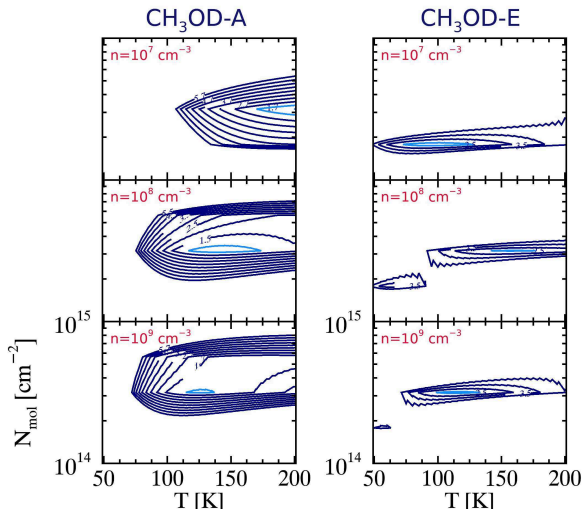


Fig. 3. CH₃OD-A (left column) and CH₃OD-E (right column) χ^2 distributions as computed with RADEX for $n=10^7$, 10^8 and 10^9 cm⁻³. The minimum χ^2 is displayed in cyan.

3.3. Nonlocal thermodynamic equilibrium analysis

The present section aims to verify whether the apparent LTE distribution of the CH₃OD targeted transitions is consistent with nonLTE conditions along with the derived densities and temperatures.

For this purpose we combined the (unpublished) spectroscopic data of CH₃OD (energy levels and radiative rates) with the collisional rate coefficients computed by Rabli & Flower (2010) for the rotational excitation of CH₃OH by H₂. We assumed that the -OH H/D substitution has a negligible impact on the scattering dynamics (the change in reduced mass is only 0.2%). The coupled statistical equilibrium–radiative transfer equations were then solved using the RADEX code (van der Tak et al. 2007).

Assuming a source size of 3.8'' and a line width of 4 km s⁻¹, we ran a grid of models for the following gas densities $n=10^7$, 10^8 , and 10^9 cm⁻³ with the kinetic temperature varying from 20 to 200 K and the CH₃OD column density lying between 1×10^{10} and 1×10^{19} cm⁻². We then compared the observed and modeled LGV CH₃OD-A and CH₃OD-E integrated fluxes by the mean of the χ^2 . The computed results and minimized χ^2 distributions are shown in Fig. 3.

There is no common solution for both E- and A-species with a density of 10^7 cm⁻³. A common region of minimum χ^2 in the parameter space (N,T) is found for a density in the range 10^8 cm⁻³– 10^9 cm⁻³. The latter is commensurate with the one derived by Beuther et al. (2012) from PdBI observations as well as that derived by Bisschop et al. (2007) from James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) observations. Our best fits are obtained for a CH₃OD column density of about $\approx 3 \times 10^{14}$ cm⁻² and a temperature of 100–150 K, both consistent with our LTE analysis.

4. Discussion

4.1. D/H in methanol

As can be seen in Table 2, the fractionation degree of singly deuterated methanol is low in NGC 7538-IRS1, with relative

Table 2. Deuteration ratios measured towards NGC 7538-IRS1.

Species	Ratios
CH ₂ DOH/CH ₃ OH	$(3.2 \pm 0.8) \times 10^{-3}$
CH ₃ OD/CH ₃ OH	$(1.0 \pm 0.4) \times 10^{-3}$
CH ₂ DOH/CH ₃ OD	3.2 ± 1.5

abundance values of 0.1% (taking into account the statistical ratio for the -CH₃ functional group). Such values are similar to those reported towards other HMSRs like Orion KL. Thanks to the numerous detected lines for both CH₂DOH and CH₃OD, the relative abundance between the two deuterated flavors is determined with good accuracy, and is found to be equal to 3.2 ± 1.5 .

4.2. Water and HDO

Water does not exhibit the same level of fractionation as methanol in low-mass star-forming regions, with a HDO/H₂O lying in the range 0.01–0.07 (Liu et al. 2011; Parise et al. 2005, 2006; Ratajczak et al. 2011; Coutens et al. 2012; Faure et al. 2015a). However, in Orion-KL water and methanol seem to be fractionated to a similar extent (Neill et al. 2013a). This is likely the result of recent desorption from ice mantles (see further details on thermal H/D exchanges between water and methanol during the warm-up phase in Faure et al. 2015a).

Although only the HDO (2_{2,0}-3_{1,3}) transition is detected in our data, as shown in Fig. 1, we can roughly estimate the D/H ratio for water combining our result with that of different studies. Indeed, combining the observed HDO integrated flux ($\sim 0.8 \pm 0.1$ K km s⁻¹) with the ones measured by Jacq et al. (1990) for the (3_{1,2}-2_{2,1}) and (2_{1,1}-2_{1,2}) transitions and assuming a source size of 3.8'', we derived a HDO column density of about 1.6×10^{15} cm⁻² and a rotational temperature of ~ 130 K.

From recent Herschel/HIFI observations of water in NGC 7538-IRS1, Herpin et al. (2017) derived a water abundance, $\chi_{(\text{H}_2\text{O})}$, of 8×10^{-6} . Assuming a n_{H_2} of about 10^8 cm⁻³ (see Section 3.3), we estimate a HDO/H₂O ratio lying in the range 10^{-4} – 10^{-3} according to the source size taken into account (see also van der Tak et al. 2006).

Incidentally, we note that Herpin et al. (2017) also derived a H₂O abundance of 5×10^{-5} for the very inner part of the hot core, as probed by a THz line observed with SOFIA.

These findings show that the water emission source size provides strong constraints on the deuteration ratio. Therefore, further interferometric observations of water and its isotopologs are clearly needed to investigate water fractionation in this source in more detail.

4.3. Comparison with other sources

Figure 4 reports the relative CH₂DOH/CH₃OD abundance ratio measured towards a large sample of star-forming regions, from low- to high-mass, ordered from left to right by increasing source luminosity. It is immediately apparent that there is a variation between the sources of two orders of magnitude. More specifically, in low-mass star-forming regions, methanol deuteration strongly favors the methyl group (CH₂DOH) by far more than the statistical factor (3), whereas in high-mass the opposite trend is observed.

J. Ospina-Zamudio et al.: Deuterated methanol toward NGC 7538-IRS1

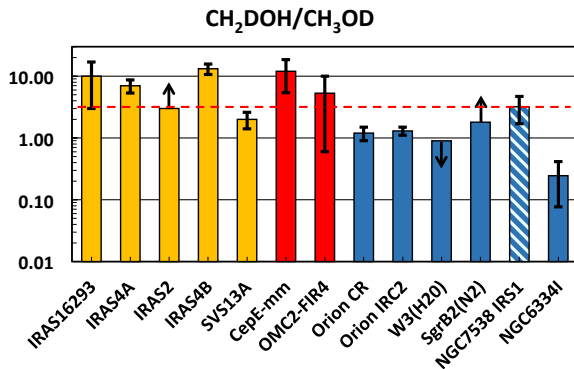


Fig. 4. CH₂DOH/CH₃OD ratios observed towards low- (yellow), intermediate- (red), and high-mass (blue) star-forming regions: IRAS16293-2422 (Parise et al. 2002; Jørgensen et al. 2018), IRAS4A, IRAS2, IRAS4B (Parise et al. 2006), SVS13A (Bianchi et al. 2017), CepE-mm (Ratajczak et al. 2011), OMC2-FIR4 (Ratajczak et al. 2011), Orion CR (Neill et al. 2013a), Orion Irc2, W3(H₂O), SgrB2(N₂) (Belloche et al. 2016), NGC 7538-IRS1 (this work; blue and white stripes), and NGC6334I (Bøgelund et al. 2018). We note that values derived by Parise et al. (2006) and Ratajczak et al. (2011) were divided by a factor of 2 and 1.5, respectively, due to a spectroscopic issue (see Belloche et al. 2016). The dashed red line shows the statistical factor CH₂DOH/CH₃OD = 3.

4.4. Modeling

The value of the abundance ratio CH₂DOH/CH₃OD toward NGC 7538-IRS1 is 3.2 ± 1.5 , in good agreement with the value of three predicted by grain chemistry models (e.g., Charnley et al. 1997; Osamura et al. 2004). In these models, the deuterium fractionation of methanol proceeds in the ice during the early cold prestellar phase through the statistical addition of H and D atoms to CO molecules and the ratio s-CH₂DOH/s-CH₃OD is equal to the statistical value of three. More recent and sophisticated models also predict a ratio close to three (e.g., Bøgelund et al. 2018). These models however neglect processes occurring in the subsequent warm-up phase. In particular, Faure et al. (2015a) have shown that the s-CH₂DOH/s-CH₃OD ratio can change during this phase as a result of H/D exchanges between the hydroxyl (-OH) functional groups of methanol and water (see details in Faure et al. 2015b). This scenario was successful in explaining both the high value (>3) of the CH₂DOH/CH₃OD abundance ratio towards the low-mass protostar IRAS 16293-2422 and the low-value (<3) measured towards Orion (see Fig. 4).

We adapted the model of Faure et al. (2015a) to the conditions of NGC 7538-IRS1. First, the density was taken as $n_{\text{H}} = 2 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$ and the (equal) gas and dust temperatures as $T = 100 \text{ K}$. The methanol abundance (by number) relative to water is 4% (Öberg et al. 2011; Boogert et al. 2015) and the mean water abundance is $5 \times 10^{-5} n_{\text{H}}$. The accreting D/H ratio is inferred from the observed CH₂DOH/CH₃OH ratio (see Table 2) as $\alpha_m = 1.1 \times 10^{-3}$, assuming that the initial (statistical) deuteration of CH₂DOH in the ice is conserved during the hot core phase. The post-evaporative gas-phase chemistry is also entirely neglected (full details can be found in Faure et al. 2015a). The results of the model are plotted in Fig. 5: it is found that the observed CH₂DOH/CH₃OD ratio of 3.2 ± 1.5 can be reproduced for a solid s-HDO/s-H₂O ratio in the range $\sim 8 \times 10^{-4} - 2 \times 10^{-3}$. Therefore, while the CH₂DOH/CH₃OD ratio of 3.2 ± 1.5 is consistent with a statistical deuteration, the occurrence of H/D ex-

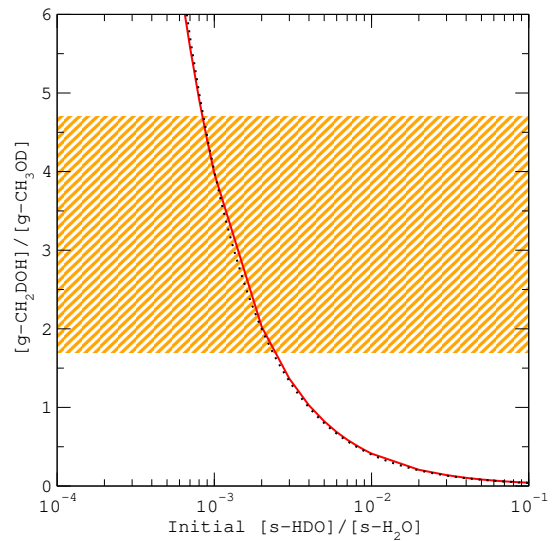


Fig. 5. Gas-phase abundance ratio of the deuterated isotopologs, CH₂DOH/CH₃OD, as function of the initial (cold) water ice deuteration. The dotted line corresponds to the analytic solution CH₂DOH/CH₃OD=0.004/(HDO/H₂O), see Faure et al. (2015a) for details. The ratio observed toward NGC 7538-IRS1 is represented by the orange hatched zone.

changes cannot be excluded. In particular, it should be noted that H/D exchanges can explain the range of values depicted in Fig. 4, that is CH₂DOH/CH₃OD ratios in the range $\sim 0.1 - 10$. To our knowledge, this is currently the only mechanism able to explain the nonstatistical deuteration of methanol in both low- and high-mass protostars.

5. Conclusions

To summarize, we investigated the deuteration of methanol in the high-mass star-forming regions NGC 7538-IRS1 using IRAM-30m observations. Our study shows that the fractionation degree of deuterated methanol is low in this source. From the numerous (≥ 10) detected lines, we estimate a CH₂DOH/CH₃OD relative abundance ratio of 3.2 ± 1.5 . Although our findings are commensurate with statistical deuteration at the icy surface of grain mantles, we cannot exclude H/D exchanges between water and methanol at the present time. Further observations of water and HDO are required to address this point.

Acknowledgements. We thank the anonymous referee for his very fruitful comments that have strengthened our paper. This work is supported by the French National Research Agency in the framework of the Investissements d'Avenir program (ANR-15-IDEX-02), through the funding of the "Origin of Life" project of the Univ. Grenoble-Alpes. CF and DF acknowledge support from the Italian Ministry of Education, Universities and Research, project SIR (RBS114ZRHR). LHX acknowledges financial support from the Natural Sciences and Engineering Research Council of Canada. We also acknowledge funding from the European Research Council (ERC) under the European Union's Horizon 2020 research and innovation programme, for the Project "The Dawn of Organic Chemistry" (DOC), grant agreement No 741002. This project was carried out under project number 128-12 with the IRAM 30 m telescope. IRAM is supported by INSU/CNRS (France), MPG (Germany), and IGN (Spain).

References

- Belloche, A., Müller, H. S. P., Garrod, R. T., & Menten, K. M. 2016, *A&A*, 587, A91
- Beuther, H., Linz, H., & Henning, T. 2012, *A&A*, 543, A88
- Bianchi, E., Codella, C., Ceccarelli, C., et al. 2017, *MNRAS*, 467, 3011
- Bisschop, S. E., Jørgensen, J. K., van Dishoeck, E. F., & de Wachter, E. B. M. 2007, *A&A*, 465, 913
- Bøgelund, E. G., McGuire, B. A., Ligterink, N. F. W., et al. 2018, *A&A*, 615, A88
- Boogert, A. C. A., Gerakines, P. A., & Whittet, D. C. B. 2015, *ARA&A*, 53, 541
- Caselli, P. & Ceccarelli, C. 2012, *A&A Rev.*, 20, 56
- Ceccarelli, C., Caselli, P., Bockelée-Morvan, D., et al. 2014, *Protostars and Planets VI*, 859
- Ceccarelli, C., Caselli, P., Herbst, E., Tielens, A. G. G. M., & Caux, E. 2007, *Protostars and Planets V*, 47
- Charnley, S. B., Tielens, A. G. G. M., & Rodgers, S. D. 1997, *ApJ*, 482, L203
- Coutens, A., Vastel, C., Caux, E., et al. 2012, *A&A*, 539, A132
- Faure, A., Faure, M., Theulé, P., Quirico, E., & Schmitt, B. 2015a, *A&A*, 584, A98
- Faure, M., Quirico, E., Faure, A., et al. 2015b, *Icarus*, 261, 14
- Goldsmith, P. F. & Langer, W. D. 1999, *ApJ*, 517, 209
- Herpin, F., Baudry, A., Richards, A. M. S., et al. 2017, *A&A*, 606, A52
- Jacq, T., Walmsley, C. M., Henkel, C., et al. 1990, *A&A*, 228, 447
- Jacq, T., Walmsley, C. M., Mauersberger, R., et al. 1993, *A&A*, 271, 276
- Jørgensen, J. K., Müller, H. S. P., Calcutt, H., et al. 2018, *ArXiv e-prints* [[arXiv:1808.08753](https://arxiv.org/abs/1808.08753)]
- Lis, D. C., Roueff, E., Gerin, M., et al. 2002, *ApJ*, 571, L55
- Liu, F.-C., Parise, B., Kristensen, L., et al. 2011, *A&A*, 527, A19
- Müller, H. S. P., Menten, K. M., & Mäder, H. 2004, *A&A*, 428, 1019
- Müller, H. S. P., Schlöder, F., Stutzki, J., & Winnewisser, G. 2005, *Journal of Molecular Structure*, 742, 215
- Nandi, A., Qu, C., & Bowman, J. 2018, *Journal of computational chemistry*
- Neill, J. L., Crockett, N. R., Bergin, E. A., Pearson, J. C., & Xu, L.-H. 2013a, *ApJ*, 777, 85
- Neill, J. L., Wang, S., Bergin, E. A., et al. 2013b, *ApJ*, 770, 142
- Öberg, K. I., Boogert, A. C. A., Pontoppidan, K. M., et al. 2011, *ApJ*, 740, 109
- Osamura, Y., Roberts, H., & Herbst, E. 2004, *A&A*, 421, 1101
- Parise, B., Castets, A., Herbst, E., et al. 2004, *A&A*, 416, 159
- Parise, B., Caux, E., Castets, A., et al. 2005, *A&A*, 431, 547
- Parise, B., Ceccarelli, C., Tielens, A. G. G. M., et al. 2006, *A&A*, 453, 949
- Parise, B., Ceccarelli, C., Tielens, A. G. G. M., et al. 2002, *A&A*, 393, L49
- Pearson, J. C., Yu, S., & Drouin, B. J. 2012, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 280, 119
- Peng, T.-C., Despois, D., Brouillet, N., Parise, B., & Baudry, A. 2012, *A&A*, 543, A152
- Pickett, H. M., Poynter, I. R. L., Cohen, E. A., et al. 1998, *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer*, 60, 883
- Rabli, D. & Flower, D. R. 2010, *MNRAS*, 406, 95
- Ratajczak, A., Taquet, V., Kahane, C., et al. 2011, *A&A*, 528, L13
- Roberts, H., Fuller, G. A., Millar, T. J., Hatchell, J., & Buckle, J. V. 2002, *Planet. Space Sci.*, 50, 1173
- van der Tak, F. F. S., Black, J. H., Schöier, F. L., Jansen, D. J., & van Dishoeck, E. F. 2007, *A&A*, 468, 627
- van der Tak, F. F. S., Walmsley, C. M., Herpin, F., & Ceccarelli, C. 2006, *A&A*, 447, 1011
- Walsh, M. S., Xu, L.-H., Lees, R. M., et al. 2000, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 204, 60
- Wilson, T. L. 1999, *Reports on Progress in Physics*, 62, 143
- Wirstrom, E. S., Geppert, W. D., Hjalmarsen, A., et al. 2011, *A&A*, 533, A24
- Xu, L.-H., Fisher, J., Lees, R. M., et al. 2008, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 251, 305
- Xu, L. H. & Hougen, J. T. 1995a, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 169, 396
- Xu, L. H. & Hougen, J. T. 1995b, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 173, 540
- Xu, L.-H., Lees, R. M., Hao, Y., et al. 2014, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 303, 1
- Xu, L.-H. & Lovas, F. J. 1997, *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 26, 17
- Xu, L.-H., Walsh, M. S., & Lees, R. M. 1996, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 179, 269

J. Ospina-Zamudio et al.: Deuterated methanol toward NGC 7538-IRS1

Appendix A: Spectroscopic and observational line parameters

Tables A.1 to A.4 list the spectroscopic and observational line parameters for the observed $\text{CH}_3\text{OH-A}$, $\text{CH}_3\text{OH-E}$, $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, CH_2DOH , $\text{CH}_3\text{OD-A}$ and $\text{CH}_3\text{OD-E}$ transitions.

Appendix B: Partition function of CH_3OD

Table B.1 gives the respective $\text{CH}_3\text{OD-A}$ and $\text{CH}_3\text{OD-E}$ rotation partition functions we use in the present study.

Appendix C: IRAM-30 m observations overlaid with our LTE modeling for $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, $\text{CH}_3\text{OD-A}$ and $\text{CH}_3\text{OD-E}$.

Figures C.1 to C.3 show a montage of the detected $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, CH_2DOH , $\text{CH}_3\text{OD-A}$ and $\text{CH}_3\text{OD-E}$ transitions (see Tables A.3 to A.4 for the observational line parameters) along with our LTE modeling.

A&A proofs: manuscript no. 34948corr

Table A.1. Methanol

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (K km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{peak} (mK)
CH ₃ OH-E	213159.150	20 _{-4,0} – 19 _{-5,0}	567.0	1.6	1.6 (0.3)	-59.0 (0.0)	4.0 (0.1)	374 (9)
	213377.528	13 _{6,0} – 14 _{5,0}	382.0	1.1	1.4 (0.3)	-59.0 (0.0)	3.5 (0.1)	368 (7)
	213427.061	1 _{1,0} – 0 _{0,0}	15.5	3.4	4.4 (0.9)	-58.8 (0.0)	3.5 (0.0)	1173 (18)
	217886.504	20 _{1,0} – 20 _{0,0}	500.5	3.4	1.8 (0.4)	-59.2 (0.0)	3.7 (0.0)	439 (5)
	218440.063	4 _{2,0} – 3 _{1,0}	37.6	4.7	10.0 (2.0)	-58.1 (0.0)	5.3 (0.1)	1776 (12)
	219983.675	25 _{3,0} – 24 _{4,0}	794.3	2.0	0.4 (0.1)	-59.0 (0.1)	3.1 (0.3)	130 (13)
	219993.658	23 _{5,0} – 22 _{6,0}	768.0	1.7	0.6 (0.1)	-58.9 (0.1)	3.8 (0.2)	143 (8)
	220078.561	8 _{0,0} – 7 _{1,0}	88.7	2.5	2.9 (0.6)	-58.7 (0.0)	4.1 (0.1)	677 (7)
	229589.056	15 _{4,0} – 16 _{3,0}	366.5	2.1	2.2 (0.4)	-59.1 (0.0)	3.1 (0.1)	651 (14)
	229758.756	8 _{-1,0} – 7 _{0,0}	81.2	4.2	5.0 (1.0)	-58.3 (0.0)	4.2 (0.0)	1124 (11)
	230027.047	3 _{-2,0} – 4 _{-1,0}	31.9	1.5	3.0 (0.6)	-58.6 (0.0)	4.2 (0.1)	658 (14)
	230368.763	22 _{4,0} – 21 _{5,0}	674.8	2.1	1.1 (0.2)	-59.0 (0.2)	3.9 (0.5)	274 (62)
	232624.811	15 _{6,1} – 15 _{7,1}	861.9	0.7	0.3 (0.1)	-58.8 (0.1)	3.3 (0.3)	74 (6)
	232645.103	8 _{6,1} – 8 _{7,1}	667.7	0.9	0.4 (0.1)	-58.8 (0.2)	4.1 (0.4)	84 (7)
	232847.103	9 _{6,1} – 9 _{7,1}	688.6	1.0	0.5 (0.1)	-59.0 (0.1)	4.2 (0.3)	106 (6)
	232945.797	10 _{-3,0} – 11 _{-2,0}	182.5	2.1	3.8 (0.8)	-59.0 (0.0)	3.6 (0.1)	999 (15)
	233011.878	10 _{6,1} – 10 _{7,1}	711.7	1.1	0.3 (0.1)	-58.7 (0.2)	3.3 (0.4)	87 (9)
	233121.162	11 _{6,1} – 11 _{7,1}	737.1	1.1	0.5 (0.1)	-59.2 (0.2)	4.2 (0.5)	113 (10)
	233155.874	12 _{6,1} – 12 _{7,1}	764.9	1.0	0.3 (0.1)	-59.0 (0.3)	4.0 (0.8)	68 (10)
	234698.519	5 _{-4,0} – 6 _{-3,0}	114.8	0.6	1.8 (0.4)	-59.0 (0.0)	3.3 (0.0)	527 (6)
	244337.983	9 _{1,1} – 8 _{0,1}	387.7	4.0	1.5 (0.3)	-59.4 (0.1)	4.4 (0.1)	329 (9)
	245094.503	18 _{-6,1} – 17 _{-7,1}	881.0	2.1	0.2 (0.0)	-58.6 (0.2)	3.0 (0.4)	67 (7)
	247161.950	16 _{2,0} – 15 _{3,0}	330.2	2.6	1.9 (0.4)	-59.3 (0.0)	3.5 (0.1)	518 (12)
	247840.050	12 _{-2,1} – 13 _{-3,1}	537.2	6.3	1.7 (0.3)	-58.9 (0.0)	3.7 (0.1)	434 (8)
	247968.119	23 _{1,0} – 23 _{0,0}	653.5	4.4	1.0 (0.2)	-59.0 (0.0)	4.1 (0.1)	228 (5)
	248854.996	15 _{-1,1} – 16 _{-2,1}	683.3	1.3	0.4 (0.1)	-58.7 (0.1)	3.6 (0.2)	107 (5)
	249004.019	10 _{7,1} – 9 _{6,1}	700.5	3.6	0.5 (0.1)	-58.7 (0.1)	3.9 (0.2)	114 (6)
	249192.836	16 _{-3,0} – 15 _{-4,0}	370.4	2.5	1.6 (0.3)	-59.0 (0.0)	4.0 (0.1)	376 (6)
	250970.042	17 _{3,1} – 18 _{4,1}	763.1	7.7	1.0 (0.2)	-59.0 (0.1)	3.7 (0.1)	250 (7)
	254015.377	2 _{0,0} – 1 _{-1,0}	12.2	1.9	3.1 (0.6)	-58.9 (0.3)	4.1 (0.3)	704 (104)
	254419.419	11 _{5,0} – 12 _{4,0}	281.3	1.8	1.8 (0.4)	-58.7 (0.0)	3.2 (0.1)	536 (9)
	259581.398	24 _{1,0} – 24 _{0,0}	709.1	4.9	0.7 (0.1)	-59.0 (0.1)	3.4 (0.2)	191 (8)
	261061.320	21 _{-4,0} – 20 _{-5,0}	615.7	3.0	1.0 (0.2)	-58.8 (0.1)	2.9 (0.3)	327 (29)
	261704.409	12 _{6,0} – 13 _{5,0}	351.9	1.8	1.1 (0.2)	-59.2 (0.1)	3.4 (0.2)	301 (19)
	261805.675	2 _{1,0} – 1 _{0,0}	20.1	5.6	5.3 (1.1)	-58.2 (0.0)	4.4 (0.1)	1132 (15)
	264732.426	13 _{2,1} – 12 _{3,1}	602.6	0.5	0.2 (0.1)	-58.6 (0.2)	3.0 (0.4)	75 (10)
	265289.562	6 _{1,0} – 5 _{2,0}	61.9	2.6	1.5 (0.3)	-59.0 (0.0)	2.9 (0.2)	497 (40)
	266838.148	5 _{2,0} – 4 _{1,0}	49.2	7.7	3.9 (0.8)	-57.9 (0.0)	3.5 (0.1)	1052 (24)
	267887.317	24 _{5,0} – 23 _{6,0}	823.6	3.2	0.5 (0.1)	-59.1 (0.2)	3.5 (0.4)	127 (13)
	268743.954	9 _{-5,0} – 10 _{-4,0}	220.5	1.8	1.8 (0.4)	-59.2 (0.1)	3.8 (0.2)	449 (23)
	271222.675	26 _{3,0} – 25 _{4,0}	854.6	3.8	0.7 (0.1)	-58.7 (0.2)	4.3 (0.4)	154 (11)
	271933.603	25 _{1,0} – 25 _{0,0}	767.0	5.5	0.9 (0.2)	-59.0 (0.1)	3.6 (0.3)	230 (18)
	274022.001	24 _{-7,0} – 25 _{-6,0}	947.6	3.1	0.2 (0.1)	-58.9 (0.2)	3.8 (0.5)	60 (6)

J. Ospina-Zamudio et al.: Deuterated methanol toward NGC 7538-IRS1

Table A.2. Methanol

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (K km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{peak} (mK)
CH ₃ OH-A	215302.206	6 _{1,+1} - 7 _{2,+1}	373.8	4.2	2.4 (0.5)	-59.1 (0.0)	3.6 (0.1)	637 (8)
	217299.205	6 _{1,-1} - 7 _{2,-1}	373.9	4.3	1.8 (0.4)	-59.0 (0.0)	3.1 (0.1)	530 (23)
	231281.110	10 _{2,-0} - 9 _{3,-0}	165.3	1.8	1.7 (0.3)	-59.0 (0.0)	3.5 (0.1)	460 (18)
	232418.521	10 _{2,+0} - 9 _{3,+0}	165.4	1.9	1.6 (0.3)	-58.9 (0.0)	3.0 (0.1)	518 (16)
	232783.446	18 _{3,+0} - 17 _{4,+0}	446.5	2.2	2.4 (0.5)	-59.2 (0.0)	3.8 (0.1)	589 (7)
	233795.666	18 _{3,-0} - 17 _{4,-0}	446.6	2.2	2.4 (0.5)	-59.2 (0.0)	3.6 (0.0)	617 (7)
	234683.370	4 _{2,-0} - 5 _{1,-0}	60.9	1.8	3.7 (0.7)	-58.9 (0.0)	3.6 (0.0)	955 (9)
	243915.788	5 _{1,-0} - 4 _{1,-0}	49.7	6.0	6.1 (1.2)	-58.0 (0.0)	4.2 (0.0)	1345 (9)
	246873.301	19 _{3,-0} - 19 _{2,+0}	490.7	8.0	1.5 (0.3)	-59.2 (0.0)	3.3 (0.1)	442 (9)
	247228.587	4 _{2,+0} - 5 _{1,+0}	60.9	2.2	3.5 (0.7)	-59.0 (0.0)	3.7 (0.1)	876 (14)
	247610.918	18 _{3,-0} - 18 _{2,+0}	446.6	8.1	1.5 (0.3)	-59.2 (0.0)	3.3 (0.1)	437 (9)
	248282.424	17 _{3,-0} - 17 _{2,+0}	404.8	8.1	1.7 (0.3)	-59.2 (0.0)	3.6 (0.1)	444 (6)
	248885.468	16 _{3,-0} - 16 _{2,+0}	365.4	8.2	1.8 (0.4)	-59.2 (0.0)	3.4 (0.1)	482 (9)
	249419.924	15 _{3,-0} - 15 _{2,+0}	328.3	8.2	1.8 (0.4)	-59.2 (0.0)	3.5 (0.1)	479 (11)
	249443.301	7 _{4,-0} - 8 _{3,-0}	145.3	1.5	1.6 (0.3)	-59.1 (0.0)	4.0 (0.1)	375 (8)
	249451.842	7 _{4,+0} - 8 _{3,+0}	145.3	1.5	1.5 (0.3)	-59.1 (0.0)	3.9 (0.1)	372 (8)
	249887.467	14 _{3,-0} - 14 _{2,+0}	293.5	8.2	1.5 (0.3)	-59.2 (0.0)	3.1 (0.1)	443 (14)
	250291.181	13 _{3,-0} - 13 _{2,+0}	261.0	8.2	2.0 (0.4)	-59.1 (0.0)	3.6 (0.1)	526 (8)
	250506.853	11 _{0,+0} - 10 _{1,+0}	153.1	4.2	2.6 (0.5)	-58.6 (0.0)	4.5 (0.1)	535 (7)
	250635.200	12 _{3,-0} - 12 _{2,+0}	230.8	8.2	2.3 (0.5)	-59.3 (0.0)	3.7 (0.1)	590 (8)
	250924.398	11 _{3,-0} - 11 _{2,+0}	203.0	8.2	2.5 (0.5)	-59.2 (0.0)	3.5 (0.0)	673 (5)
	251164.108	10 _{3,-0} - 10 _{2,+0}	177.5	8.2	2.7 (0.5)	-59.1 (0.0)	3.5 (0.1)	711 (12)
	251517.309	8 _{3,-0} - 8 _{2,+0}	133.4	7.9	3.1 (0.6)	-59.0 (0.0)	3.5 (0.1)	835 (10)
	251641.787	7 _{3,-0} - 7 _{2,+0}	114.8	7.7	3.2 (0.6)	-59.0 (0.0)	3.8 (0.1)	797 (9)
	251738.437	6 _{3,-0} - 6 _{2,+0}	98.5	7.4	3.4 (0.7)	-58.8 (0.0)	4.0 (0.0)	800 (8)
	251811.956	5 _{3,-0} - 5 _{2,+0}	84.6	7.0	3.6 (0.7)	-58.8 (0.0)	4.3 (0.1)	790 (17)
	251866.524	4 _{3,-0} - 4 _{2,+0}	73.0	6.1	3.1 (0.6)	-58.6 (0.0)	4.1 (0.1)	717 (8)
	251890.886	5 _{3,+0} - 5 _{2,-0}	84.6	7.0	3.3 (0.7)	-58.5 (0.0)	3.8 (0.1)	818 (8)
	251895.728	6 _{3,+0} - 6 _{2,-0}	98.5	7.5	3.4 (0.7)	-58.6 (0.0)	3.8 (0.1)	817 (7)
	251900.452	4 _{3,+0} - 4 _{2,-0}	73.0	6.1	3.4 (0.7)	-58.5 (0.0)	4.0 (0.1)	781 (9)
	251905.729	3 _{3,-0} - 3 _{2,+0}	63.7	4.4	3.4 (0.7)	-58.7 (0.0)	4.2 (0.1)	629 (8)
	251917.065	3 _{3,+0} - 3 _{2,-0}	63.7	4.4	3.0 (0.6)	-58.8 (0.0)	4.1 (0.1)	683 (9)
	251923.701	7 _{3,+0} - 7 _{2,-0}	114.8	7.8	3.2 (0.7)	-58.8 (0.0)	3.8 (0.0)	793 (6)
	251984.837	8 _{3,+0} - 8 _{2,-0}	133.4	8.0	3.1 (0.6)	-59.0 (0.0)	3.7 (0.1)	780 (10)
	252090.409	9 _{3,+0} - 9 _{2,-0}	154.2	8.1	3.2 (0.6)	-59.0 (0.0)	3.7 (0.1)	799 (9)
	252252.849	10 _{3,+0} - 10 _{2,-0}	177.5	8.3	2.9 (0.6)	-59.1 (0.0)	3.6 (0.0)	749 (8)
	252485.675	11 _{3,+0} - 11 _{2,-0}	203.0	8.4	2.7 (0.5)	-59.1 (0.0)	3.6 (0.0)	708 (8)
	252803.388	12 _{3,+0} - 12 _{2,-0}	230.8	8.4	2.5 (0.5)	-59.2 (0.0)	3.5 (0.1)	677 (9)
	253221.376	13 _{3,+0} - 13 _{2,-0}	261.0	8.5	2.4 (0.5)	-59.2 (0.0)	3.4 (0.1)	660 (9)
	253755.809	14 _{3,+0} - 14 _{2,-0}	293.5	8.6	2.5 (0.5)	-59.2 (0.0)	3.4 (0.1)	694 (11)
	254423.520	15 _{3,+0} - 15 _{2,-0}	328.3	8.7	2.6 (0.5)	-59.2 (0.0)	3.7 (0.1)	674 (10)
	255241.888	16 _{3,+0} - 16 _{2,-0}	365.4	8.8	2.2 (0.4)	-59.2 (0.0)	3.3 (0.1)	615 (8)
	256228.714	17 _{3,+0} - 17 _{2,-0}	404.8	9.0	1.9 (0.4)	-59.3 (0.0)	3.3 (0.1)	545 (10)
	257402.086	18 _{3,+0} - 18 _{2,-0}	446.5	9.1	2.8 (0.6)	-59.9 (0.0)	4.3 (0.1)	613 (14)
	258780.248	19 _{3,+0} - 19 _{2,-0}	490.6	9.3	2.1 (0.4)	-59.4 (0.0)	3.9 (0.1)	502 (11)
	263793.875	5 _{1,+1} - 6 _{2,+1}	360.0	8.2	2.7 (0.5)	-58.5 (0.1)	4.5 (0.1)	566 (13)
	265224.426	5 _{1,-1} - 6 _{2,-1}	360.0	8.3	2.2 (0.4)	-59.0 (0.0)	3.6 (0.1)	569 (9)
	267406.071	17 _{1,+0} - 16 _{2,+0}	366.3	4.2	5.3 (1.1)	-56.9 (0.1)	7.3 (0.2)	681 (9)
	260381.463	20 _{3,+0} - 20 _{2,-0}	536.9	9.4	2.3 (0.5)	-59.8 (0.1)	4.8 (0.1)	438 (11)
	246074.605	20 _{3,-0} - 20 _{2,+0}	537.0	8.0	1.7 (0.3)	-59.5 (0.0)	3.7 (0.1)	417 (10)
	229939.095	19 _{5,-0} - 20 _{4,-0}	578.6	2.1	1.3 (0.3)	-59.0 (0.1)	3.9 (0.2)	315 (12)
	229864.121	19 _{5,+0} - 20 _{4,+0}	578.6	2.1	1.4 (0.3)	-58.8 (0.1)	4.8 (0.2)	281 (9)
	262223.872	21 _{3,+0} - 21 _{2,-0}	585.6	9.7	1.3 (0.3)	-59.3 (0.0)	3.5 (0.1)	350 (10)
	245223.019	21 _{3,-0} - 21 _{2,+0}	585.7	7.9	1.9 (0.4)	-58.6 (0.2)	4.3 (0.2)	408 (13)
	264325.354	22 _{3,+0} - 22 _{2,-0}	636.6	9.9	1.5 (0.3)	-59.3 (0.1)	4.3 (0.2)	325 (14)
	244330.372	22 _{3,-0} - 22 _{2,+0}	636.8	7.8	1.5 (0.3)	-59.3 (0.0)	3.9 (0.1)	362 (8)
	271562.485	17 _{2,+1} - 16 _{1,+1}	652.6	6.5	1.4 (0.3)	-59.2 (0.1)	4.4 (0.2)	307 (12)
	259273.686	17 _{2,-1} - 16 _{1,-1}	652.7	5.6	1.1 (0.2)	-59.0 (0.0)	3.8 (0.1)	270 (6)
	266703.383	23 _{3,+0} - 23 _{2,-0}	689.9	10.2	1.0 (0.2)	-59.3 (0.0)	3.2 (0.1)	306 (7)
	266872.190	14 _{6,+1} - 15 _{5,+1}	711.0	3.1	0.9 (0.2)	-59.0 (0.1)	3.6 (0.2)	234 (10)
	269374.884	24 _{3,+0} - 24 _{2,-0}	745.5	10.5	1.2 (0.3)	-59.2 (0.1)	3.7 (0.3)	310 (21)
	217642.677	15 _{6,-1} - 16 _{5,-1}	745.6	1.9	1.1 (0.2)	-58.8 (0.1)	4.4 (0.1)	234 (7)
	272356.098	25 _{3,+0} - 25 _{2,-0}	803.4	10.9	1.2 (0.2)	-59.2 (0.0)	3.6 (0.2)	308 (8)
	233916.950	13 _{3,-2} - 14 _{4,-2}	868.5	1.4	0.4 (0.1)	-58.7 (0.1)	3.6 (0.2)	115 (4)
	233917.018	13 _{3,+2} - 14 _{4,+2}	868.5	1.4	0.4 (0.1)	-58.7 (0.1)	3.5 (0.3)	111 (7)
	268345.816	20 _{4,-1} - 21 _{5,-1}	967.6	5.3	0.8 (0.2)	-58.9 (0.1)	4.1 (0.3)	189 (14)
	268346.226	20 _{4,+1} - 21 _{5,+1}	967.6	5.3	0.8 (0.2)	-58.5 (0.2)	4.1 (0.4)	189 (14)

A&A proofs: manuscript no. 34948corr

Table A.3. ^{13}C Methanol

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (K km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{peak} (mK)
$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$	212775.66	$1_{1,0,0} - 0_{0,0,0}$	23.3	3.3	296 (60)	-58.8 (0.1)	2.7 (0.2)	104 (8)
	215707.92	$8_{4,5,-0} - 9_{3,6,-0}$	162.3	1.1	134 (33)	-58.7 (0.3)	2.5 (0.7)	51 (12)
	215722.48	$8_{4,4,+0} - 9_{3,7,+0}$	162.3	1.1	222 (45)	-58.9 (0.1)	3.3 (0.2)	63 (2)
	216370.39	$10_{2,9,-0} - 9_{3,6,-0}$	162.4	1.5	540 (113)	-59.5 (0.2)	4.9 (0.5)	103 (8)
	234011.58	$5_{1,5,+0} - 4_{1,4,+0}$	48.3	5.3	1093 (220)	-58.8 (0.0)	3.5 (0.2)	290 (12)
	235881.17	$5_{0,5,0} - 4_{0,4,0}$	47.1	5.6	1044 (209)	-58.8 (0.0)	3.2 (0.1)	307 (7)
	235938.22	$5_{-1,5,0} - 4_{-1,4,0}$	39.6	5.4	1092 (221)	-58.8 (0.1)	3.2 (0.2)	318 (18)
	235960.37	$5_{0,5,+0} - 4_{0,4,+0}$	34.0	5.6	1032 (207)	-58.7 (0.0)	3.1 (0.0)	316 (4)
	235971.07	$5_{4,2,-0} - 4_{4,1,-0}$	114.8	2.0	498 (103)	-58.6 (0.1)	2.7 (0.3)	176 (19)
	235971.07	$5_{4,1,+0} - 4_{4,0,+0}$	114.8	2.0	502 (101)	-58.6 (0.0)	2.7 (0.1)	175 (6)
	235978.62	$5_{-4,2,0} - 4_{-4,1,0}$	122.3	2.0	307 (64)	-58.9 (0.2)	2.6 (0.6)	110 (19)
	235997.23	$5_{3,3,+0} - 4_{3,2,+0}$	84.0	3.6	1772 (360)	-57.9 (0.1)	4.6 (0.3)	360 (17)
	235997.23	$5_{3,2,-0} - 4_{3,1,-0}$	84.0	3.6	1771 (360)	-57.9 (0.1)	4.6 (0.3)	360 (18)
	236008.39	$5_{2,4,-0} - 4_{2,3,-0}$	71.8	4.8	1390 (287)	-57.6 (0.2)	5.1 (0.5)	258 (19)
	236006.10	$5_{3,2,0} - 4_{3,1,0}$	81.9	3.6	1459 (299)	-60.6 (0.2)	5.4 (0.5)	253 (15)
	236016.55	$5_{-3,3,0} - 4_{-3,2,0}$	96.9	3.6	428 (90)	-58.7 (0.1)	2.5 (0.4)	162 (20)
	236041.40	$5_{1,4,0} - 4_{1,3,0}$	55.0	5.5	1002 (202)	-58.7 (0.0)	3.5 (0.1)	267 (8)
	236049.52	$5_{2,3,+0} - 4_{2,2,+0}$	71.8	4.8	1300 (260)	-58.5 (0.0)	3.7 (0.1)	332 (5)
	236062.00	$5_{-2,4,0} - 4_{-2,3,0}$	60.0	4.7	1971 (397)	-59.3 (0.1)	4.3 (0.1)	432 (13)
	236062.85	$5_{2,3,0} - 4_{2,2,0}$	56.3	4.7	1973 (397)	-58.2 (0.1)	4.3 (0.2)	431 (18)
	248654.97	$10_{-3,8,0} - 11_{-2,10,0}$	187.5	2.6	234 (48)	-58.4 (0.1)	2.4 (0.2)	91 (7)
	250125.69	$5_{3,2,0} - 6_{2,4,0}$	81.9	1.6	164 (34)	-58.5 (0.1)	2.8 (0.3)	54 (5)
	250784.61	$2_{0,2,0} - 1_{-1,1,0}$	19.9	1.8	179 (37)	-58.7 (0.1)	2.8 (0.3)	61 (6)
	254321.72	$4_{2,2,+0} - 5_{1,5,+0}$	60.5	2.3	365 (74)	-58.6 (0.1)	3.1 (0.2)	112 (6)
	254509.36	$10_{3,7,-0} - 10_{2,8,+0}$	174.6	8.5	1190 (239)	-58.7 (0.0)	3.3 (0.1)	340 (10)
	254959.40	$7_{3,4,-0} - 7_{2,5,+0}$	113.5	8.1	1042 (209)	-58.8 (0.0)	3.1 (0.1)	314 (9)
	255050.97	$6_{3,3,-0} - 6_{2,4,+0}$	97.6	7.8	1569 (315)	-58.6 (0.1)	3.9 (0.1)	383 (12)
	251796.08	$17_{3,14,-0} - 17_{2,15,+0}$	396.5	8.6	465 (94)	-58.6 (0.1)	3.3 (0.1)	131 (5)
	259036.49	$17_{3,15,+0} - 17_{2,16,-0}$	396.5	9.1	667 (135)	-57.8 (0.1)	4.1 (0.2)	152 (6)
	252870.23	$15_{3,12,-0} - 15_{2,13,+0}$	321.8	8.7	697 (140)	-58.7 (0.0)	3.4 (0.1)	191 (3)
	257421.79	$15_{3,13,+0} - 15_{2,14,-0}$	321.8	9.0	607 (122)	-58.5 (0.0)	3.3 (0.1)	175 (5)
	256826.57	$14_{3,12,+0} - 14_{2,13,-0}$	287.8	8.9	758 (153)	-58.7 (0.1)	3.2 (0.2)	221 (9)
	273962.69	$11_{5,7,0} - 12_{4,8,0}$	286.2	2.2	103 (24)	-58.7 (0.2)	1.8 (0.5)	52 (14)
269530.49	$15_{-1,15,0} - 14_{-2,13,0}$	277.0	3.1	324 (81)	-58.0 (0.3)	2.8 (0.8)	107 (25)	

J. Ospina-Zamudio et al.: Deuterated methanol toward NGC 7538-IRS1

Table A.4. Deuterated methanol

Species	Frequency (MHz)	Quantum numbers	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (K km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{peak} (mK)	
CH ₂ DOH	234471.03	8 _{2,6,0} – 8 _{1,7,0}	93.7	8.4	171 (38)	-57.5 (0.2)	2.8 (0.4)	57 (6)	
	255647.82	3 _{2,2,0} – 3 _{1,3,0}	29.0	6.3	101 (28)	-57.9 (0.3)	2.3 (0.8)	41 (11)	
	256731.55	4 _{1,4,0} – 3 _{0,3,0}	25.2	6.9	126 (31)	-58.2 (0.3)	3.4 (0.7)	35 (6)	
	258337.11	4 _{2,3,0} – 4 _{1,4,0}	37.6	7.0	101 (29)	-58.8 (0.3)	2.9 (0.7)	33 (7)	
	264017.72	6 _{1,6,0} – 5 _{1,5,0}	48.4	5.8	182 (51)	-58.2 (0.3)	2.5 (0.6)	68 (14)	
	265509.20	6 _{1,6,2} – 5 _{1,5,2}	67.5	7.5	126 (30)	-58.0 (0.2)	2.5 (0.5)	48 (7)	
	265682.51	6 _{2,5,0} – 6 _{1,6,0}	61.2	8.2	126 (32)	-58.1 (0.2)	3.0 (0.6)	40 (7)	
	267634.61	6 _{0,6,0} – 5 _{0,5,0}	45.0	6.3	187 (40)	-58.2 (0.1)	2.3 (0.2)	77 (6)	
	267731.74	6 _{2,5,1} – 5 _{2,4,1}	71.6	7.1	163 (38)	-57.9 (0.1)	2.4 (0.4)	64 (8)	
	267741.09	6 _{3,4,1} – 5 _{3,3,1}	89.9	5.9	258 (54)	-58.6 (0.1)	3.2 (0.3)	76 (5)	
	267742.05	6 _{3,3,1} – 5 _{3,2,1}	89.9	5.9	261 (55)	-57.5 (0.1)	3.3 (0.3)	76 (5)	
	270299.93	7 _{2,6,0} – 7 _{1,7,0}	76.2	8.8	117(31)	-57.8 (0.1)	2.6 (0.3)	43 (4)	
	270734.57	6 _{1,5,1} – 5 _{1,4,1}	62.0	7.8	187 (41)	-58.3 (0.1)	2.5 (0.3)	69 (7)	
	CH ₃ OD-E	217132.73	9 _{1,8,0} – 8 _{2,6,0}	107.32	1.7	115 (28)	-58.0 (0.3)	4.2 (0.9)	26 (5)
245143.16		5 _{-1,5,0} – 4 _{0,4,0}	37.27	5.9	212 (54)	-58.6 (0.3)	3.8 (0.7)	53 (12)	
252624.31		6 _{0,6,0} – 5 _{-1,5,0}	49.39	5.0	207 (47)	-57.6 (0.1)	2.8 (0.3)	70 (10)	
264576.81		10 _{1,9,0} – 9 _{2,7,0}	129.23	3.0	115 (31)	-59.0 (0.3)	3.4 (1.0)	31 (8)	
269844.66		4 _{-2,3,0} – 4 _{-1,4,0}	39.36	11.1	156 (46)	-58.9 (0.3)	1.9 (0.4)	75 (18)	
270581.30		5 _{-2,4,0} – 5 _{-1,5,0}	50.25	11.6	310 (65)	-58.6 (0.1)	3.2 (0.3)	90 (8)	
271079.19		6 _{-1,6,0} – 5 _{-1,5,0}	50.27	7.5	416 (88)	-58.4 (0.1)	3.6 (0.3)	109 (12)	
271417.31		6 _{0,6,0} – 5 _{0,5,0}	49.39	6.1	332 (73)	-57.9 (0.3)	3.9 (0.8)	80 (12)	
272328.66		6 _{2,4,0} – 5 _{2,3,0}	64.21	6.9	187 (48)	-58.3 (0.2)	3.0 (0.5)	58 (13)	
272922.56		6 _{1,5,0} – 5 _{1,4,0}	54.83	7.7	435 (101)	-57.5 (0.3)	3.8 (0.6)	108 (20)	
CH ₃ OD-A		218156.16	14 _{1,13,0} – 14 _{0,14,0}	237.96	9.1	259 (54)	-57.5 (0.4)	3.1 (0.7)	79 (6)
		230105.09	5 _{1,4,0} – 4 _{1,3,0}	39.53	4.4	286 (77)	-58.2 (0.3)	2.8 (0.6)	94 (21)
	232077.53	15 _{1,14,0} – 15 _{0,15,0}	270.96	10.5	740 (150)	-56.9 (0.2)	3.9 (0.4)	180 (8)	
	246522.69	8 _{0,8,0} – 7 _{1,7,0}	78.24	8.6	596 (127)	-58.9 (0.7)	6.3 (2.2)	89 (13)	
	265235.75	3 _{1,3,0} – 2 _{0,2,0}	19.26	13.2	310 (66)	-58.4 (0.1)	3.1 (0.3)	94 (10)	
	271704.94	6 _{0,6,0} – 5 _{0,5,0}	45.67	7.6	244 (72)	-58.8 (0.2)	2.8 (0.4)	81 (24)	
	271843.69	14 _{2,12,0} – 14 _{1,13,0}	251	16.5	247 (62)	-58.5 (0.4)	3.4 (0.8)	69 (15)	
	272004.50	6 _{2,5,0} – 5 _{2,4,0}	67.49	6.9	295 (67)	-58.1 (0.3)	3.3 (0.7)	83 (13)	
	272138.36	6 _{3,3,0} – 5 _{3,2,0}	86.73	6.0	254 (60)	-57.8 (0.3)	3.9 (0.9)	61 (13)	
	272417.25	6 _{2,4,0} – 5 _{2,3,0}	67.53	7.0	323 (72)	-58.0 (0.9)	4.6 (0.9)	66 (11)	

A&A proofs: manuscript no. 34948corr

Table B.1. Rotational partition function for CH₃OD

CH ₃ OD-A		CH ₃ OD-E	
T [K]	Q	T [K]	Q
9.375	18.1	9.375	15.5
18.75	52.3	18.75	50.8
37.5	153.5	37.5	153.2
75	458.6	75	458.6
150	1537.5	150	1537.1
225	3319.7	225	3316.7
300	5739.8	300	5727.9

J. Ospina-Zamudio et al.: Deuterated methanol toward NGC 7538-IRS1

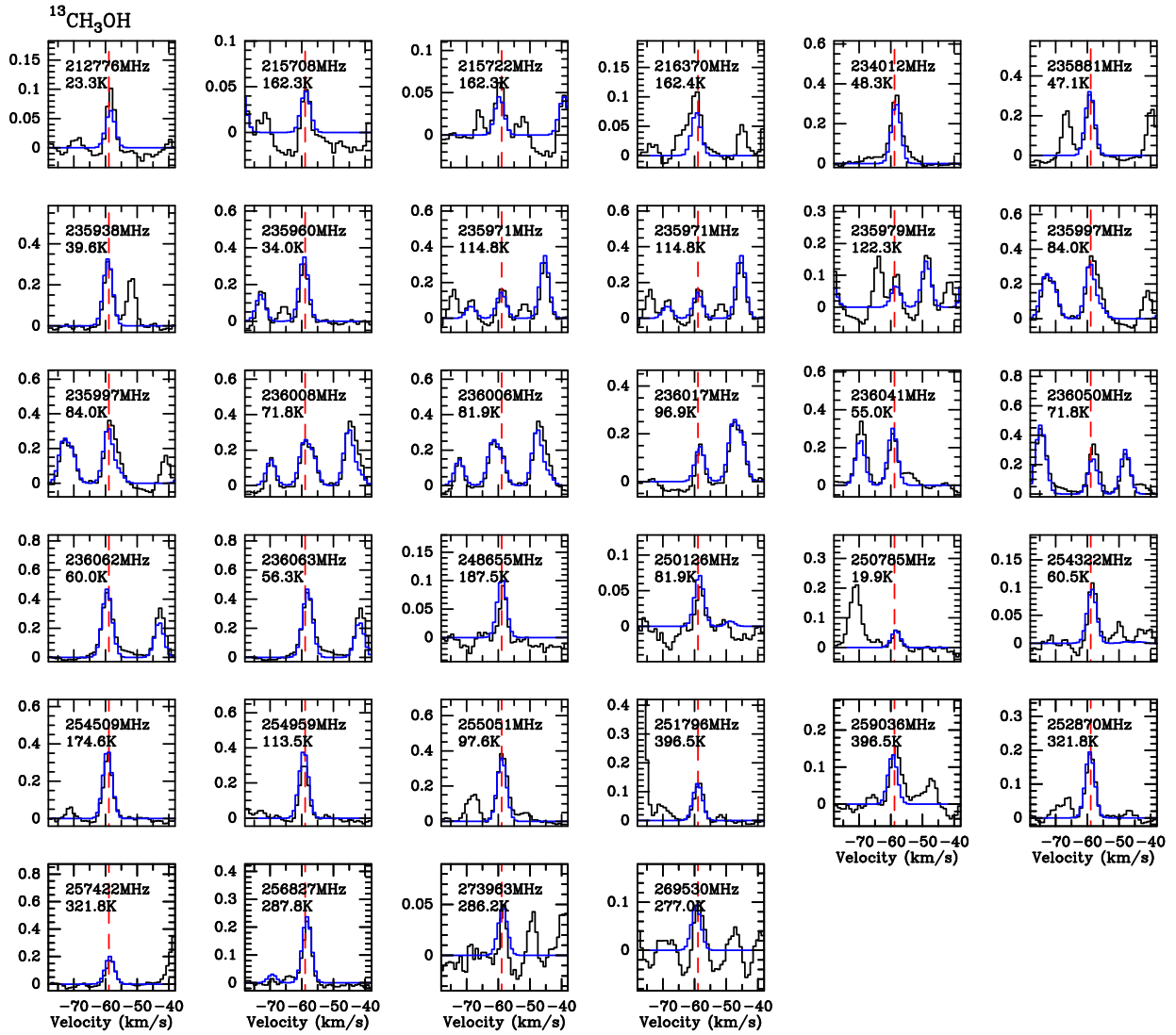


Fig. C.1. Montage of detected transitions associated with the methanol ^{13}C isotopolog towards NGC 7538-IRS1. Our LTE modeling is displayed in blue. Intensities are expressed in units of T_{mb} . The red dashed line marks the ambient cloud velocity $v_{LSR} = -58.9 \text{ km s}^{-1}$.

A&A proofs: manuscript no. 34948corr

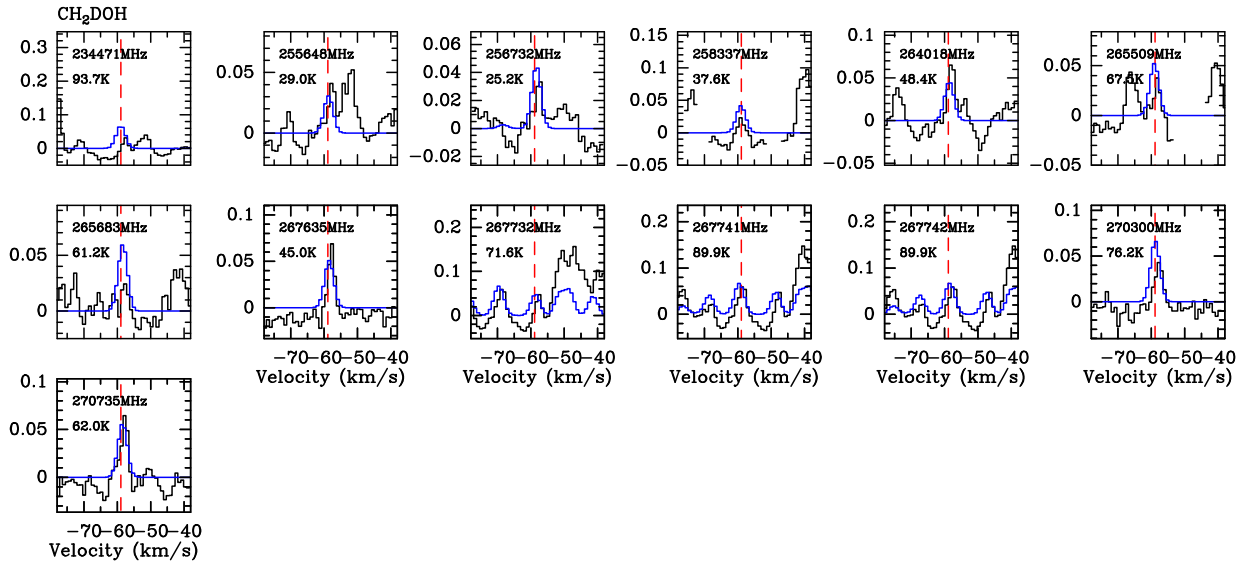


Fig. C.2. Montage of detected transitions associated with the deuterated CH_2DOH methanol towards NGC 7538-IRS1. Our LTE modeling is displayed in blue. Intensities are expressed in units of T_{mb} . The red dashed line marks the ambient cloud velocity $v_{LSR} = -58.9 \text{ km s}^{-1}$.

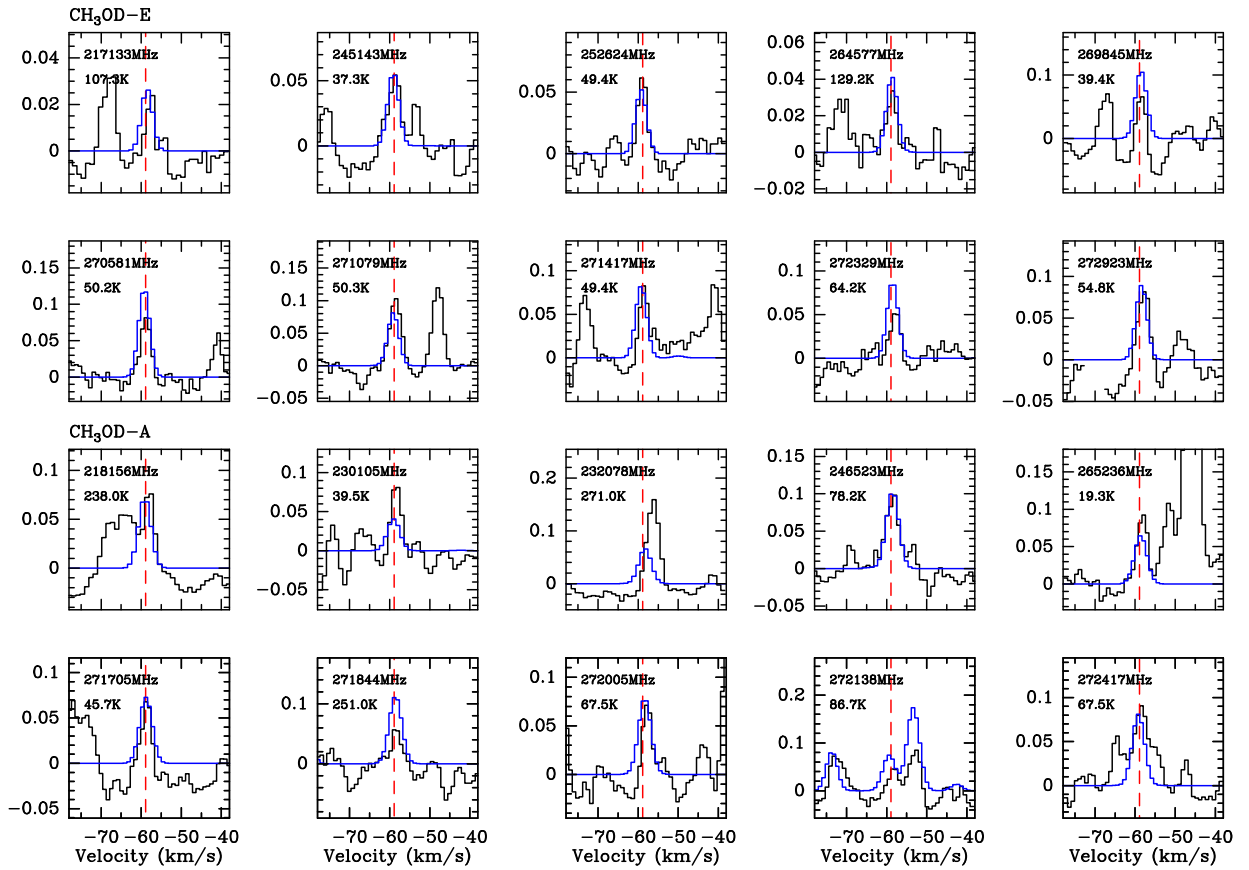


Fig. C.3. Montage of detected transitions associated with the CH_3OD , -A and -E forms towards NGC 7538-IRS1. Our LTE modeling is displayed in blue. Intensities are expressed in units of T_{mb} . The red dashed line marks the ambient cloud velocity $v_{LSR} = -58.9 \text{ km s}^{-1}$.

Cinquième partie

CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES

CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES

X.1 Introduction

Au cours de cette thèse, je me suis intéressé à déterminer précisément les conditions physiques et chimiques dans l'enveloppe et le flot de Cep E-mm, une protoétoile isolée de masse intermédiaire. Les étoiles de masse intermédiaire jouent un rôle important pour comprendre les similitudes (et les différences) entre la formation des étoiles de type solaire et des étoiles massives. Ces deux classes d'objets ont été la cible de nombreux travaux par le passé, travaux qui ont révélé des différences significatives dans la structure physico-chimique des protoétoiles, comme nous l'avons montré au Chapitre 1. Malgré l'importance des étoiles de masse intermédiaire, les premières phases de leur formation ont été peu étudiées à ce jour.

Je me suis intéressé à la source protostellaire Cep E-mm, dont la luminosité modérée ($100 L_{\odot}$) la situe entre les objets de type solaire et les objets massifs. Isolée dans le nuage parent, cette source apparaît protégée des perturbations extérieures, comme par exemple le champ de rayonnement d'étoiles voisines, ou les flots liés à l'activité de formation stellaire proche. Cep E-mm est ainsi un objet d'étude privilégié afin de comprendre l'évolution chimique des objets protostellaires et l'influence de la masse de l'objet central ou de leur luminosité sur la composition chimique du gaz protostellaire.

Trois questions majeures étaient posées lorsque j'ai entrepris cette étude : 1) Quelle est la structure physique de l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm, et dans quelle mesure est-elle bien décrite par les modèles existants ? 2) Quelle est la richesse moléculaire de l'enveloppe ? Comment les espèces moléculaires sont-elles distribuées au sein de l'enveloppe depuis les régions externes, froides, jusqu'aux régions internes ? Est-ce que cette source possède un hot corino ? 3) Comment se compare la composition chimique de l'enveloppe de Cep E-mm à celle d'autres régions de formation d'étoiles, en particulier les objets de masse intermédiaire ? Quelles sont les similarités et les différences avec les protoétoiles de faible masse et les protoétoiles massives ?

Pour répondre à ces questions, je me suis appuyé sur un relevé spectral complet de l'émission moléculaire dans les bandes (sub)millimétriques entre 72 et 350 GHz avec le télescope de 30m de l'IRAM, relevé que j'ai tout d'abord complété en conduisant les observations de la bande à 2 mm et la bande 72 – 80 GHz. La sensibilité de ce relevé est très bonne et a permis d'identifier la présence de nombreuses COMs dans l'enveloppe de la protoétoile, mais aussi, plusieurs espèces moléculaires *inhabituelles* dans le jet généré par la protoétoile.

Des observations complémentaires avec le télescope de 30m ont permis de cartographier l'émission moléculaire à grande échelle, avec des résolutions angulaires allant de 20" à 11" (15000 – 8000 ua). En parallèle, des cartes interférométriques de l'émission moléculaire entre 86 – 90 GHz et 216 – 220 GHz ont été obtenues avec l'interféromètre de l'IRAM, à 2" de résolution angulaire, et plus récemment avec NOEMA dans le cadre du Large Programme SOLIS (Ceccarelli et al., 2017), entre 1.5" et 0.4", dans les bandes 85 – 93 GHz et 200 – 208 GHz, que je commence à exploiter.

Ces observations ont permis d'obtenir une première description de la distribution de l'émission moléculaire au sein de l'enveloppe, des grandes échelles, dans les parties extérieures de l'enveloppe étendue, aux petites échelles dans la région du hot corino. Les études présentées ici ont commencé par un travail méticuleux de réduction et d'analyse des données, single-dish et interférométriques. Plus précisément, j'ai identifié et séparé les contributions à l'émission détectée dans le lobe du télescope de 30m de l'IRAM des différentes régions physiques du cœur protostellaire. De ce fait, j'ai

identifié et caractérisé quatre composantes physiques qui diffèrent par leurs propriétés spectroscopiques et leurs conditions d'excitation : l'enveloppe étendue, le hot corino, le flot bipolaire basse vitesse, le jet à haute vitesse.

L'émission des raies moléculaires détectées dans le relevé spectral a été soigneusement analysée en s'appuyant sur la méthode de diagrammes de population (ou de diagramme rotationnel) ou encore, lorsque cela était possible, sur MADEX, le code de transfert de rayonnement dans l'approximation de Large Gradient de Vitesses (LVG) développé par Jose Cernicharo à Madrid. Il est apparu que si la distribution de brillance du hot corino et de l'enveloppe étendue peuvent être modélisées en première approximation, et "classiquement", par une source gaussienne centrée, cela n'est le cas ni pour le jet protostellaire ni pour le flot basse vitesse. L'anisotropie de la distribution de brillance de ces objets fait que l'hypothèse de "vache sphérique" n'est plus justifiée, et encore moins satisfaisante. J'ai donc développé des outils spécifiques pour calculer de manière approchée, et plus raisonnable, le couplage entre le lobe du télescope et la source. Mon approche a consisté à modéliser semi-analytiquement la distribution de brillance en utilisant des formes géométriques simples.

Je résume ci-dessous les principaux résultats sur la structure physique et chimique de Cep E-mm auxquels mes travaux ont conduit, ainsi que leurs implications dans le cadre plus général de l'astrochimie des régions de formation d'étoiles.

L'ensemble des résultats présentés ici repose sur l'analyse d'une fraction seulement des données du relevé spectral. Il s'agit de l'une des seules études de ce type sur une protoétoile de masse intermédiaire. Les résultats rassemblés dans les trois premiers paragraphes suivants sont présentés dans l'article [Ospina-Zamudio et al. \(2018\)](#). Les résultats concernant la composition chimique du jet haute vitesse font l'objet d'un article en préparation (Ospina-Zamudio et al. 2019), présenté à la Section [vi](#) de cette thèse.

X.2 Principaux résultats

X.2.1 Structure physique de l'enveloppe protostellaire

Nos observations ont permis de valider la modélisation de la structure physique de l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm à partir de la SED de l'infrarouge au domaine millimétrique par [Crimier et al. \(2010\)](#). J'ai pu confirmer l'existence d'une région chaude ($T_{\text{dust}} > 100$ K) à l'intérieur du cœur protostellaire. Au-delà, j'ai mis en évidence et résolu la structure à petite échelle du cœur, absente de la modélisation de [Crimier et al. \(2010\)](#).

J'ai confirmé la présence de deux composantes dans le cœur Cep E-mm : Cep E-A et Cep E-B, et j'ai montré la nature protostellaire de ces deux sources, qui émettent toutes les deux des jets moléculaires à haute vitesse. Cep E-A domine l'émission continuum de la poussière dans le domaine millimétrique, et coïncide avec la position nominale de la source infrarouge. Cette condensation a une taille de quelques 900 ua. L'analyse de l'émission moléculaire indique la présence de gaz dense ($n(\text{H}_2) = 4 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$) et chaud ($T_{\text{gaz}} \geq 100$ K). Cep E-B, moins brillante, se trouve à une distance de 1000 ua au Sud-Ouest de Cep E-A, et dont les paramètres physiques de cette condensation sont mal contraints. La Figure [x.1](#) montre une représentation de la structure physique de Cep E-mm après les résultats de cette thèse.

X.2.2 Richesse moléculaire de Cep E-mm

Je me suis appuyé sur les catalogues des bases de données du CDMS et du JPL pour analyser le contenu du relevé spectral obtenu au télescope de 30m de l'IRAM. L'analyse du relevé montre un

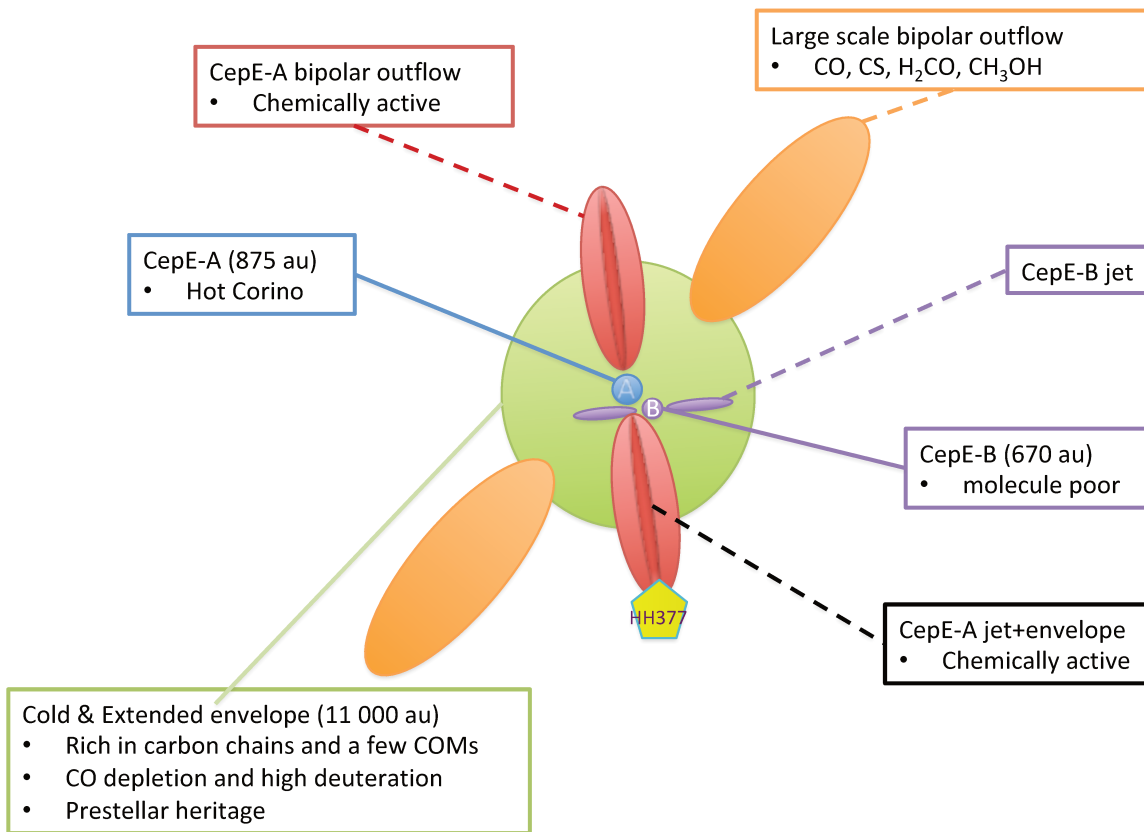


FIGURE X.1. : Représentation de la structure physique de Cep E-mm.

riche contenu en raies moléculaires, avec une densité spectrale comparable à celle mesurée vers les protoétoiles de type solaire, en particulier dans le cadre des relevés TIMASS (IRAS16293-2422; [Caux et al., 2011](#)) ou ASAI (B1b, L1527, L1157mm, IRAS4A, SVS13A; [Lefloch et al., 2018](#)). Alors que les protoétoiles de Classe 0 de ces grands relevés sont situées à des distances comprises entre 120 et 250 pc, c'est à dire 3 à 6 fois plus proches de nous que Cep E-mm (730 pc), la luminosité plus élevée de cette dernière compense l'effet de distance.

J'ai ainsi montré que Cep E-mm renferme un riche contenu en COMs et en chaînes carbonées avec la détection de 45 espèces moléculaires, un nombre comparable au nombre d'espèces moléculaires identifiées dans les sources ASAI et les sources massives comme Orion KL (voir par exemple le relevé obtenu par Jose Cernicharo et son équipe, présenté dans [Tercero et al., 2010](#)) ou SgrB2 (voir par exemple [Belloche et al., 2008](#)). En combinant le relevé spectral et des observations interférométriques, j'ai pu distinguer et analyser séparément l'émission moléculaire provenant des différents régions du cœur protostellaire : l'enveloppe étendue, le hot corino et le flot moléculaire.

L'enveloppe étendue est abondante en chaîne carbonées, typique des sources WCCC ([Sakai et al., 2008](#)), mais dans lesquelles quelques COMs telles que le kétène ont été identifiées. La comparaison des observations interférométriques et single-dish ont permis de mettre en évidence un hot corino de 500 ua de taille, associé avec Cep E-A. La signature du hot corino est également présente dans le relevé spectral. Comme attendu, on mesure des abondances élevées en COMs au sein du hot corino. Il est intéressant de constater que Cep E-mm affiche les signatures des deux classes chimiques de protoétoiles : WCCC et Hot Corino.

J'ai porté une attention particulière au méthanol, CH₃OH, molécule communément utilisée comme traceur de hot corinos, comme par exemple [Higuchi et al. \(2018\)](#) dans leur relevé chimique des sources protostellaires de Persée. Il ressort de l'analyse de Cep E-mm, que l'émission de cette molécule est en fait dominée par la contribution du flot basse vitesse pour les transitions de

niveau d'énergie supérieur $E_{\text{up}} \leq 100$ K. Ce n'est qu'au delà de ce seuil en E_{up} que l'émission est dominée par la contribution du hot corino. Il faut donc s'assurer de ce que l'émission du CH_3OH dans les raies de basse excitation ne soit pas fortement contaminée par l'outflow, ce qui cacherait la signature des hot corinos et leur composition chimique précise. Le méthanol CH_3OH n'apparaît donc pas, en général, comme un traceur spécifique de hot corinos.

En revanche, au cours de notre analyse, nous avons trouvé qu'une autre molécule, OCS, elle traçait sélectivement le hot corino de Cep E-A. A ce stade, ce résultat est encore préliminaire. Il serait intéressant de confirmer s'il s'agit là d'un résultat général ou, au contraire, spécifique à certains objets et lesquels, puis de comprendre les raisons chimiques à l'origine de cette spécificité.

J'ai mis en évidence la différenciation chimique qui existe à petite échelle entre les deux protoétoiles Cep E-A et -B. Cep E-A abrite le hot corino tandis qu'aucune émission moléculaire n'a été détectée dans la direction de Cep E-B. Ceci est d'autant plus remarquable que ces deux condensations se sont formées dans le même cocon parental, c'est à dire avec les mêmes conditions initiales, de sorte que leur âge est en principe le même.

X.2.3 Comparaison avec d'autres régions de formation d'étoiles

Nous avons montré que l'enveloppe étendue garde des signatures d'histoire passée de la condensation. Nous avons confirmé la présence de déplétion moléculaire de CO, précédemment rapportée par [Alonso-Albi et al. \(2010\)](#), avec un taux de déplétion modéré mais compatible avec les valeurs mesurées dans les cœurs préstellaires ([Bacmann et al., 2002](#)). La détermination des abondances moléculaires dans l'enveloppe montre un enrichissement relativement important en molécules deutérées et un riche contenu en chaînes carbonées. La comparaison avec les cœurs préstellaires du Large Programme ASAI montre ainsi que la composition chimique de l'enveloppe froide, étendue est assez similaire, y compris quantitativement, à celle du cœur prestellaire L1544.

À petite échelle, la richesse moléculaire de Cep E-A est comparable à ce que l'on mesure dans les hot corinos comme IRAS16293B (survey PILS; [Jørgensen et al., 2016](#); [Coutens et al., 2016](#); [Lykke et al., 2017](#); [Calcutt et al., 2018b](#)) ou dans IRAS4A2 ([Taquet et al., 2015](#); [López-Sepulcre et al., 2017](#)). Une comparaison avec un échantillon de sources protostellaires couvrant une large gamme de luminosité entre 10 et $10^6 L_{\odot}$ a permis de montrer que les hot cores et corinos des protoétoiles de faible masse et de masse intermédiaire contiennent un riche contenu en COMs oxygénées, classiquement plus abondantes d'un ordre de grandeur que les COMs azotées. Nous avons montré que les abondances des COMs oxygénées relativement au methyl formate HCOOCH_3 dépendent peu de la luminosité de la source centrale. Au contraire il est apparu que les abondances des COMs azotées sont, elles, corrélées avec la luminosité de la source centrale. Nous avons pu vérifier cette corrélation sur 5 ordres de grandeur en luminosité dans le cas du rapport d'abondances $\text{C}_2\text{H}_5\text{CN}/\text{HCOOCH}_3$.

X.2.4 Phénomènes de perte de masse

Les observations interférométriques du projet W14AF ont permis de montrer que Cep E-A est à l'origine du flot protostellaire haute vitesse rapporté dans la littérature et associé à la région de choc HH377 ([Lefloch et al., 2015](#)). J'ai détecté la signature d'un jet protostellaire à haute vitesse provenant de Cep E-B dans les raies de SiO et SO. Il est moins brillant, moins étendu que le flot provenant de Cep E-A et il se propage dans la direction Est-Ouest, c'est à dire presque perpendiculairement par rapport au flot de Cep E-A ([Ospina-Zamudio et al., 2018](#)). Ceci est d'autant plus inattendu que la source protostellaire elle-même ne présente aucun signe d'émission moléculaire.

L'analyse du relevé spectral de Cep E-mm avec le télescope de 30m de l'IRAM a montré que le flot protostellaire était "chimiquement actif", selon la classification de [Bachiller et al. \(2001\)](#), une classe

d'objets dont le prototype est le flot de L1157-mm (Bachiller and Pérez Gutiérrez, 1997; Codella et al., 2010; Lefloch et al., 2017). Parmi les nombreuses espèces moléculaires présentes dans le flot de Cep E-mm, et fréquemment observées autour des protoétoiles de Classe 0, nous avons identifié la signature de quelques COMs, comme l'acétaldéhyde CH_3CHO ou le méthyl cyanide CH_3CN . L'analyse du contenu moléculaire montre que les conditions physiques (température, densité, colonne densité) et chimiques (abondances moléculaires) sont très similaires entre les deux lobes, Nord (vitesses décalées vers le rouge) et Sud (vitesses décalées vers le bleu).

La découverte de la richesse moléculaire du *jet* haute vitesse associé au flot protostellaire était plus inattendue. De tels jets protostellaires riches en espèces moléculaires sont rares, et l'origine même de molécules telles que CO, SO ou SiO dans ces jets reste débattue. Il s'agit là d'une des énigmes de la formation stellaire encore à résoudre. L'analyse du contenu moléculaire était compliquée par la cinématique complexe du gaz (chocs, accélération du jet) près de la protoétoile. Les résultats obtenus sont tout à fait intrigants, et révèlent une composition chimique inhabituelle. Certaines des espèces détectées et parmi les plus abondantes (HCO^+ , H_2CO) sont en général absentes des jets protostellaires! Plus surprenante encore la différence de composition chimique (et d'abondances moléculaires) observée entre les jets Nord et Sud : pourquoi une telle différenciation chimique? Nos observations interférométriques de l'émission CO à 1" montrent que l'émission de CO, et probablement des autres espèces moléculaires, provient d'une couche turbulente de gaz entraîné par le jet protostellaire lui-même. Nous avançons l'hypothèse que cette couche de gaz pourrait être illuminée par le champ de rayonnement UV induit par des chocs associés au jet ou à la couche turbulente. Une comparaison avec le modèle (simple) de Viti et al. (2002) montre un bon accord qualitatif, qui permet d'expliquer la nature des principales espèces moléculaires observées dans le jet. Cette comparaison présente bien sûr de nombreuses limitations quant aux conditions physiques et chimiques si l'on garde en mémoire que Viti et al. (2002) ont considéré la propagation d'un jet dans une enveloppe de gaz et non dans un flot protostellaire.

X.2.5 Deutération

L'analyse des données Cep E-mm a été l'occasion pour moi d'apprendre de nombreux outils et méthodes de l'astrophysique moléculaire, outils que j'ai commencé à mettre à profit pour aborder diverses problématiques, parfois sur d'autres objets. Cela a été le cas de l'étude de la deutération du méthanol dans la région de formation stellaire massive NGC7538-IRS1 (Ospina-Zamudio et al. soumis). La motivation initiale était de mesurer avec précision le rapport de deutération D/H entre CH_2DOH et CH_3OD dans la direction d'un objet massif. La mesure de ce rapport dans les enveloppes des objets de faible masse est en général largement supérieure à la valeur statistique de 3, et il a été mesuré très inférieur à 3 dans la région de Orion KL (Faure et al., 2015). Ces variations peuvent s'expliquer par des échanges D/H dans les manteaux des glaces entre CH_3OH et H_2O . Ainsi, la modélisation de ce processus par Faure et al. (2015) permet de remonter à la valeur initiale du taux de deutération de la glace d'eau sur les manteaux des grains, et partant, à l'histoire de la formation de ces glaces. Nous avons déterminé avec une très bonne précision le rapport $\text{CH}_2\text{DOH}/\text{CH}_3\text{OD}$ dans NGC7538-IRS1 à partir d'observations avec le télescope de 30m de l'IRAM et trouvé un rapport de 3.2 ± 1.5 , très proche de la valeur statistique (3). Malheureusement, le taux de deutération dans l'eau en phase gaz souffre de grandes incertitudes, et ne permet pas de conclure dans un sens ou l'autre par rapport à la présence du mécanisme proposé par Faure et al. (2015).

X.3 Perspectives

X.3.1 Cep E-mm

Comme je l'ai dit précédemment, l'ensemble des résultats présentés ici repose sur l'analyse d'une fraction seulement des données du relevé spectral obtenu au télescope de 30m de l'IRAM. Un tel relevé représente une mine d'informations que je souhaite continuer à explorer, au moins à court terme. Les études que j'ai menées au cours de cette thèse constituent une base observationnelle solide que je souhaite exploiter en utilisant les modèles d'évolution chimique, tels que Nautilus (Ruard et al., 2016), pour comprendre l'évolution chimique au sein de l'enveloppe protostellaire de Cep E-mm, depuis les régions externes, qui ont gardé mémoire des conditions initiales précédant l'effondrement gravitationnel, jusqu'au hot corino, qui présente une chimie très riche.

Les premiers résultats présentés ici suggèrent que la composition chimique de l'enveloppe froide de Cep E-mm est finalement très proche de celle du cœur préstellaire L1544, exception faite des espèces soufrées. La prochaine étape consistera à poursuivre l'analyse de l'émission moléculaire de l'enveloppe étendue décrite dans les Chapitre IV et V. Il s'agira de comprendre l'origine de l'émission et la distribution d'abondance des molécules organiques complexes observées dans l'enveloppe froide. Certaines espèces proviennent-elles des parties externes de l'enveloppe, comme c'est le cas dans L1544 (Vastel et al., 2014) ou se forment-elles dans des régions plus internes? Comment expliquer la présence des chaînes carbonées dont la formation nécessite des conditions favorables de déplétion en O atomique?

x.3.1.1 *Le hot corino*

Cette thèse a permis de détecter la présence d'un hot corino dans Cep E-A, dont la taille est à la limite de résolution des observations avec le Plateau de Bure. Les premières données du Large Programme SOLIS à 0.4" de résolution angulaire que j'ai analysées sont tout à fait spectaculaires et montrent que le hot corino est résolu. Un nouveau chapitre commence pour maintenant caractériser la structure chimique interne du hot corino. On peut attendre du gain en sensibilité de NOEMA la possibilité d'accéder à de nouvelles espèces moléculaires dans le hot corino, et poursuivre l'exploration de la complexité moléculaire de la source.

Avec la cartographie SOLIS de l'émission moléculaire, il devient possible d'étudier les variations d'abondances moléculaires depuis l'enveloppe étendue jusqu'au hot corino, et à partir de ces profils d'abondance d'étudier l'évolution de la composition de la matière protostellaire vers les petites échelles. Les observations du projet W14AF ont montré la disparition des chaînes carbonées $c\text{-C}_3\text{H}_2$ à l'échelle du hot corino Cep E-A.

La différenciation chimique dans les systèmes protostellaires jeunes est une question intrigante. Il s'agit d'un phénomène relativement fréquent dans les environnements de type solaire et de masse intermédiaire, sans qu'il n'y ait de lien évident entre les propriétés de l'émission moléculaire et celles de la poussière. Tantôt ce sont les sources continuum brillantes qui sont riches en molécules, tantôt ce sont les sources continuum peu lumineuses. Il sera difficile de caractériser avec beaucoup de précision les paramètres physiques de Cep E-B, en raison de sa proximité (seulement 1.5") avec Cep E-A, qui rend difficile et improbable la détermination séparée des SEDs des deux composantes. La structure en nœuds de l'émission moléculaire des jets protostellaires de Cep E-A et Cep E-B suggère que les processus d'éjection (et d'accrétion) de matière ne sont pas des processus continus mais intermittents. Je souhaiterais modéliser les implications d'un tel scénario sur la composition chimique de l'enveloppe protostellaire parente et son évolution temporelle.

x.3.1.2 *Le jet*

Des cartes interférométriques à 1.5'' de l'émission moléculaire dans le jet protostellaire ont été réalisées, dépouillées... mais le temps a manqué pour les analyser. Ces données contiennent des informations précieuses sur la différenciation chimique des traceurs moléculaires identifiés dans l'étude avec le télescope de 30m. Ces observations nous donneront accès à la structure interne du jet protostellaire et devraient nous permettre de préciser le modèle d'enveloppe turbulente de gaz entraîné par le jet que nous proposons. Pour cela nous nous appuyerons sur le code de choc de Paris-Durham pour interpréter les propriétés de l'émission moléculaire.

Les observations SOLIS donnent accès aux régions internes du jet à 0.4'' de résolution angulaire près de la protoétoile. Il s'agit d'un gain d'un facteur 2 en résolution angulaire par rapport aux observations dont j'ai disposé au cours de ma thèse ! Cela devrait me permettre d'étudier la région d'accélération du gaz de l'enveloppe, et peut-être aussi de séparer l'émission du jet protostellaire de celle de l'enveloppe turbulente.

x.3.1.3 *Cep E-mm et la chimie du Soufre*

La plupart des analyses et comparaisons des abondances qui ont eu lieu dans cette thèse a ciblé essentiellement les espèces carbonées, oxygénées et azotées. Pourtant, on détecte un contenu abondant en espèces soufrées dès les grandes échelles de l'enveloppe froide aux petites échelles du hot corino. Ces espèces soufrées peuvent-elles nous renseigner sur les conditions physiques de Cep E-mm ? Que nous apprennent-elles des conditions chimiques initiales avant l'effondrement ? Si OCS paraît un traceur spécifique du hot corino, que peut-il nous apprendre *in fine* ?

X.3.2 **Au delà de Cep E-mm et à plus ou moins long terme...**

Cep E-mm est l'une des toutes premières protoétoiles de masse intermédiaire à faire l'objet d'une étude systématique multi-échelle. Il se pose inévitablement la question de savoir dans quelle mesure cette source est réellement représentative de l'ensemble des objets de masse intermédiaire ou s'il s'agit d'un cas isolé, intéressant mais trop particulier pour pouvoir en tirer des conclusions générales. Il serait donc extrêmement utile d'étendre l'étude menée ici à un échantillon de sources plus large. Un point de départ pourrait être l'échantillon de protoétoiles de masse intermédiaire qui avait été observé par [Alonso-Albi et al. \(2010\)](#) et [Crimier et al. \(2010\)](#) avec le télescope de 30m de l'IRAM. Cet échantillon avait été préparé dans la perspective de la mission Herschel de sorte que la base de données d'archives du satellite pourrait contenir des informations extrêmement utiles sur le contenu moléculaire et en poussière de certaines de ces sources, en particulier certaines transitions rotationnelles de H₂O ou CO.

Parallèlement à Cep E-mm, je souhaite aller un peu plus loin (quelques kpc !) et poursuivre l'étude que j'ai commencée avec Cécile Favre sur NGC7538-IRS1. Il s'agit à court terme (vraiment : Mars 2019 !) de soumettre une demande de temps pour observer les transitions de HDO (et H₂CO) au télescope de 30m de l'IRAM et ainsi pouvoir conclure quant à la deutération de l'eau et le mécanisme proposé par [Faure et al. \(2015\)](#) pour expliquer les variations du rapport CH₂DOH/CH₃OD.

Il est bien établi observationnellement que les nuages moléculaires en bordure de régions HII sont des sites favorables à la formation des protoétoiles de masse intermédiaire, la nébuleuse d'Orion ou la nébuleuse de la Trifide en sont des cas d'écoles. Les conditions de la formation d'étoiles dans des cœurs exposés au rayonnement ionisant et UV de la nébuleuse sont fondamentalement différentes de celles d'objets isolés comme Cep E-mm. Ainsi, [Cernicharo et al. \(1998\)](#) puis [Lefloch et al. \(2002\)](#) avaient montré la présence de plusieurs protoétoiles de Classe 0 de masse intermédiaire et massives dans des cœurs activement photoévaporés par l'étoile ionisante au centre de la nébuleuse. Dans un projet qui démarre à peine, des observations avec ALMA à 1'' de résolu-

tion ont été obtenues pour étudier la dynamique du gaz moléculaire de certains de ces cœurs, en particulier la dynamique de l'interface entre les phases moléculaires et ionisées.

Plus généralement, au delà des objets de masse intermédiaire, il manque encore un échantillon large de protoétoiles étudiées de manière systématique. C'est sans aucun doute une condition nécessaire pour mieux comprendre les propriétés chimiques de ces objets, en particulier s'il existe d'autres classes d'objets avec des conditions chimiques spécifiques. Les études de la décennie écoulée ont permis de mettre en évidence deux principales catégories d'objets (WCCC et hot corino). Même si leur caractérisation se poursuit, la question de l'existence d'autres classes n'est pas encore tranchée. Il pourrait paraître surprenant que le nombre de sources entièrement caractérisées (finalement, une douzaine de protoétoiles) soit aussi modeste.

A plus court terme, le Large Programme FAUST (*Fifty AU Study of the chemistry in the disk/envelope system of Solar-like protostars*; Yamamoto et al., *in prep.*) auquel je participe permettra de poursuivre certaines des questions posées par mon étude de Cep E-mm. FAUST vient de commencer à observer l'émission moléculaire d'une dizaine de protoétoile de type solaire à des échelles spatiales de 50 ua, dévoilant la région de l'accrétion de matière de l'enveloppe en effondrement sur le disque protostellaire, au travers du choc d'accrétion à la barrière centrifuge. Quelle est la structure interne des hot corinos? Que se passe-t-il autour de la protoétoile à quelques dizaines d'unités astronomiques? La différenciation chimique WCCC/hot corino dans les protoétoiles de faible masse est-elle aussi présente à petite échelle? Comment évolue la composition chimique du gaz depuis l'enveloppe en effondrement au disque d'accrétion autour de la protoétoile? Ce sont quelques unes des questions auxquelles FAUST devrait apporter des réponses.

Pour un observateur, une source comme Cep E-mm présente l'avantage d'être circumpolaire au Plateau de Bure, et d'être donc facilement observable par l'interferomètre! Elle présente aussi le désavantage de ne pas être accessible depuis le Chili et ne sera donc jamais accessible avec ALMA. L'extension prévue des lignes de base de l'interféromètre NOEMA permettra d'accéder à une résolution angulaire de 0.15", ce qui offrira l'opportunité de sonder à une échelle de quelques 100 ua l'environnement de Cep E-A et Cep E-B pour étudier la région interne de lancement du jet et son interaction avec l'enveloppe protostellaire en effondrement.

Dans ce qui précède, j'ai présenté quelques-uns des projets que je souhaiterais poursuivre dans l'avenir, seul ou en collaboration. Les relevés spectraux millimétriques sont devenus relativement "bon marché" (le temps est aussi de l'argent!) de sorte qu'un grand programme de relevés spectraux non-biaisés avec le télescope de 30m de l'IRAM ou l'interféromètre NOEMA sont devenus tout à fait accessibles. C'est une direction dans laquelle je souhaiterais aller.

Pour conclure, je souhaiterais citer les propos de Carl Sagan : "Quelque part, quelque chose d'incroyable attend d'être connu". Je crois que dans la vie d'un radioastronome, les résultats les plus intéressants sont ceux des grand relevés spectraux, et surtout ceux qui n'étaient pas prévus dans le proposal!

Sixième partie

ANNEXES

A

RELEVÉ SPECTRAL AVEC LE TÉLESCOPE DE 30M
DE L'IRAM

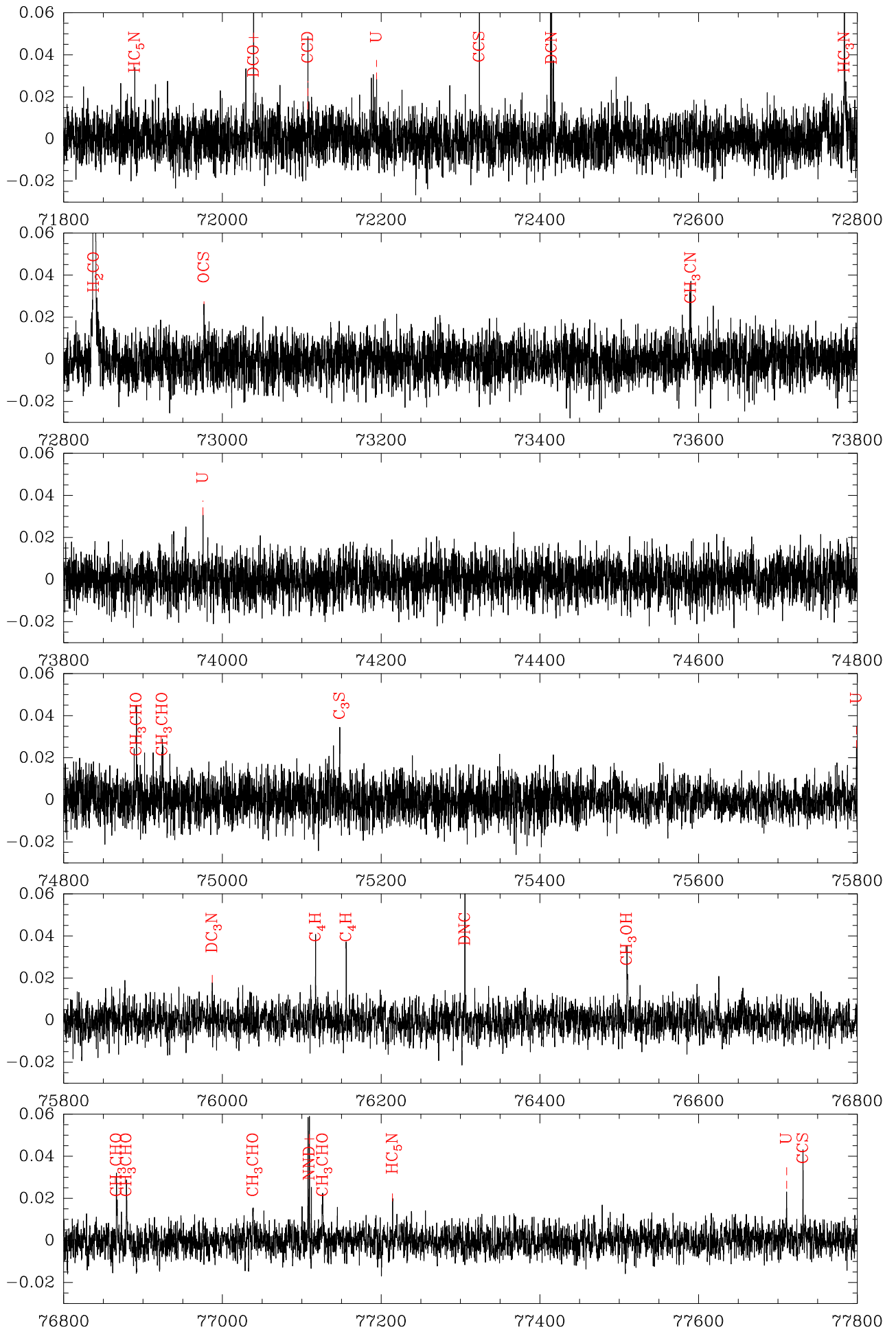


FIGURE A.1 : Relevé spectral à 3mm.

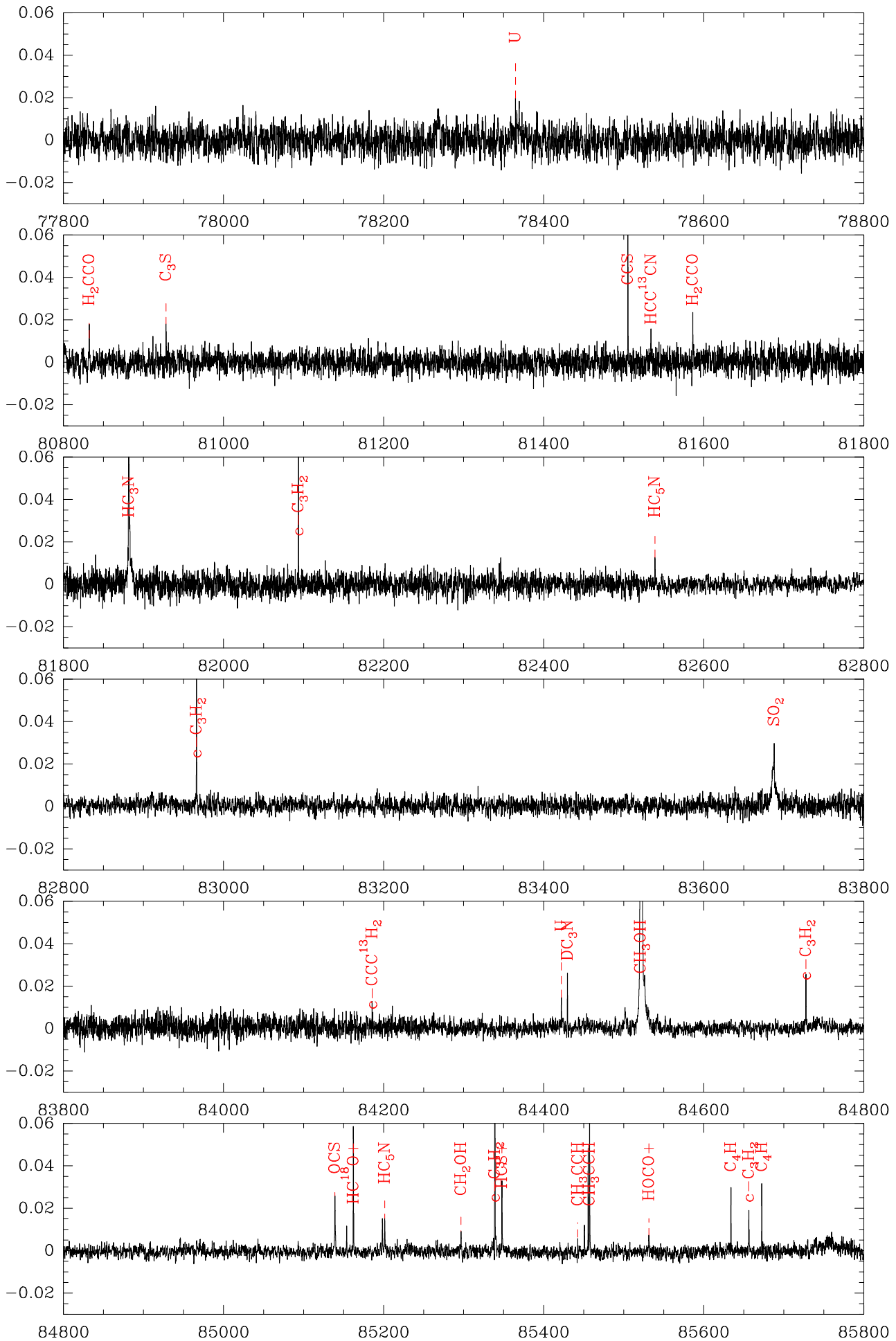


FIGURE A.1. : Relevé spectral à 3mm (Cont.).

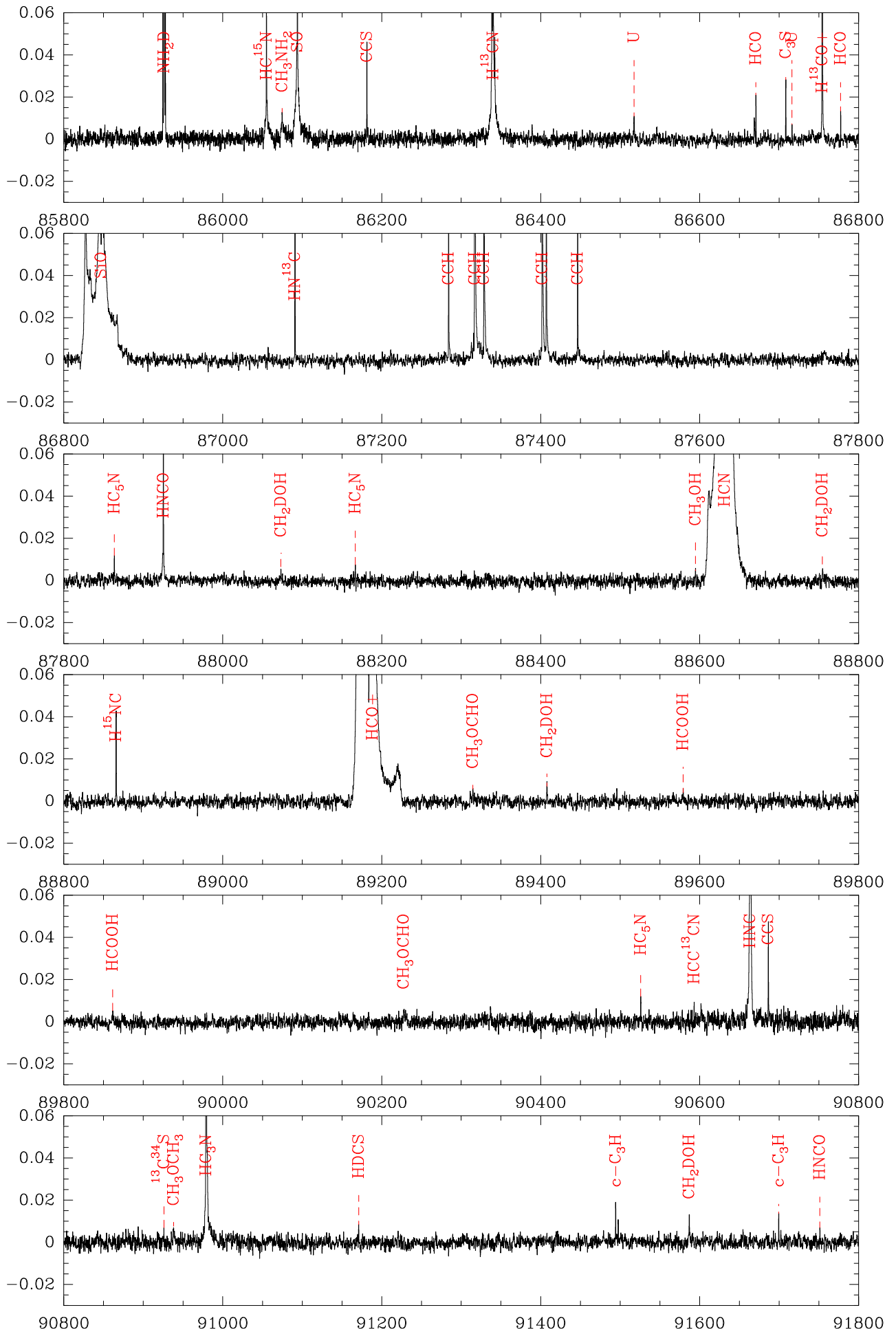


FIGURE A.1. : Relevé spectral à 3mm (Cont.).

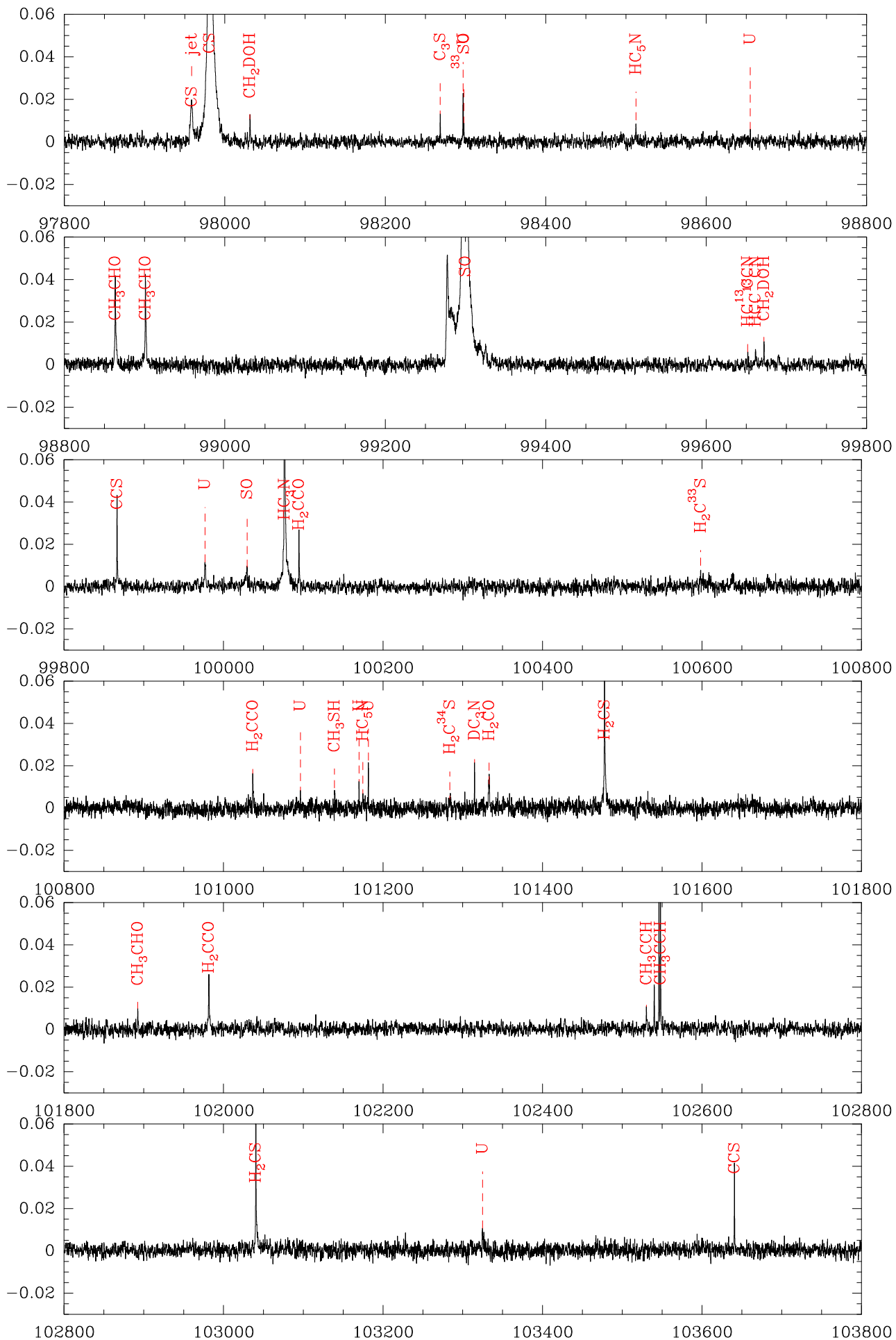


FIGURE A.1. : Relevé spectral à 3mm (Cont.).

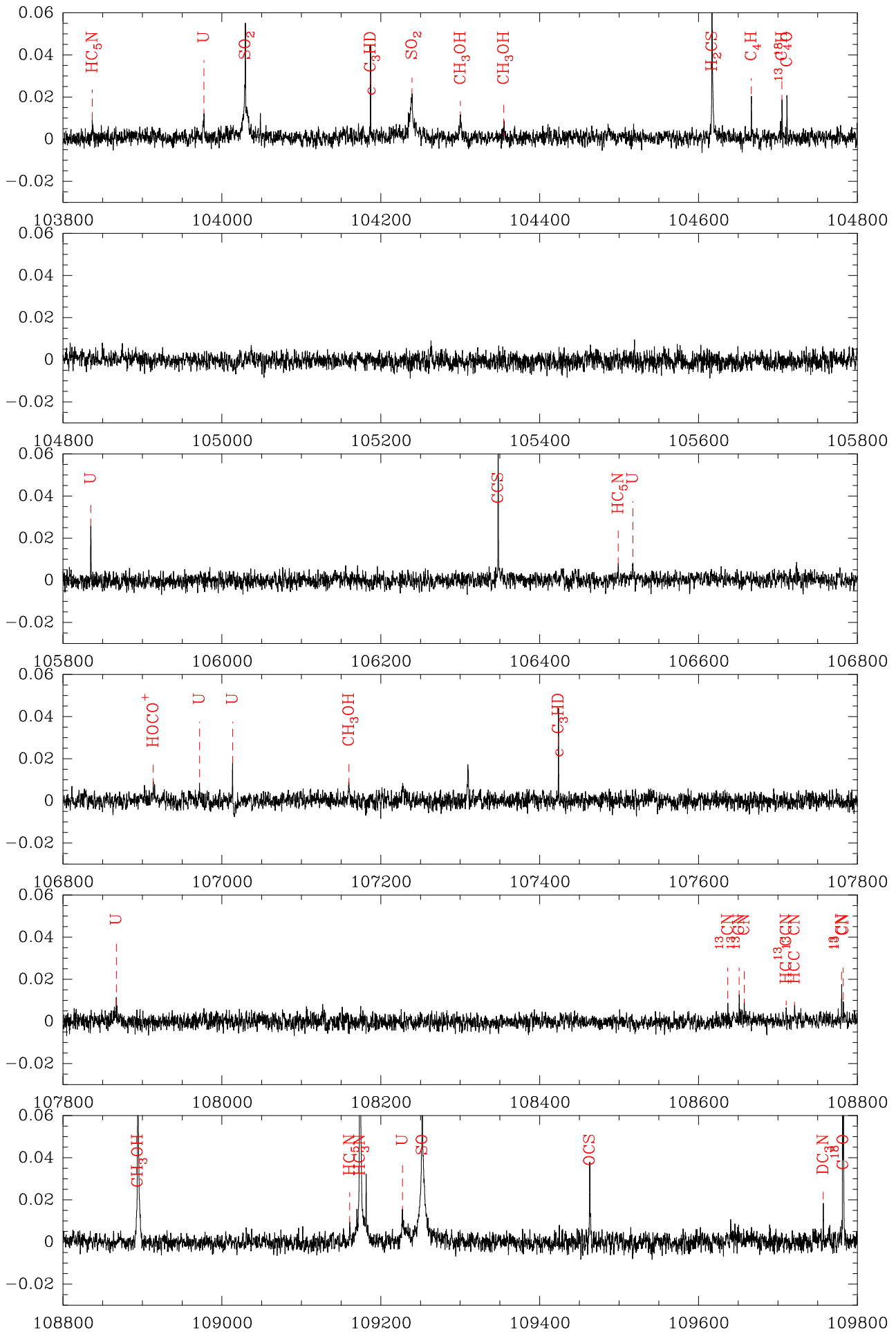


FIGURE A.1. : Relevé spectral à 3mm (Cont.).

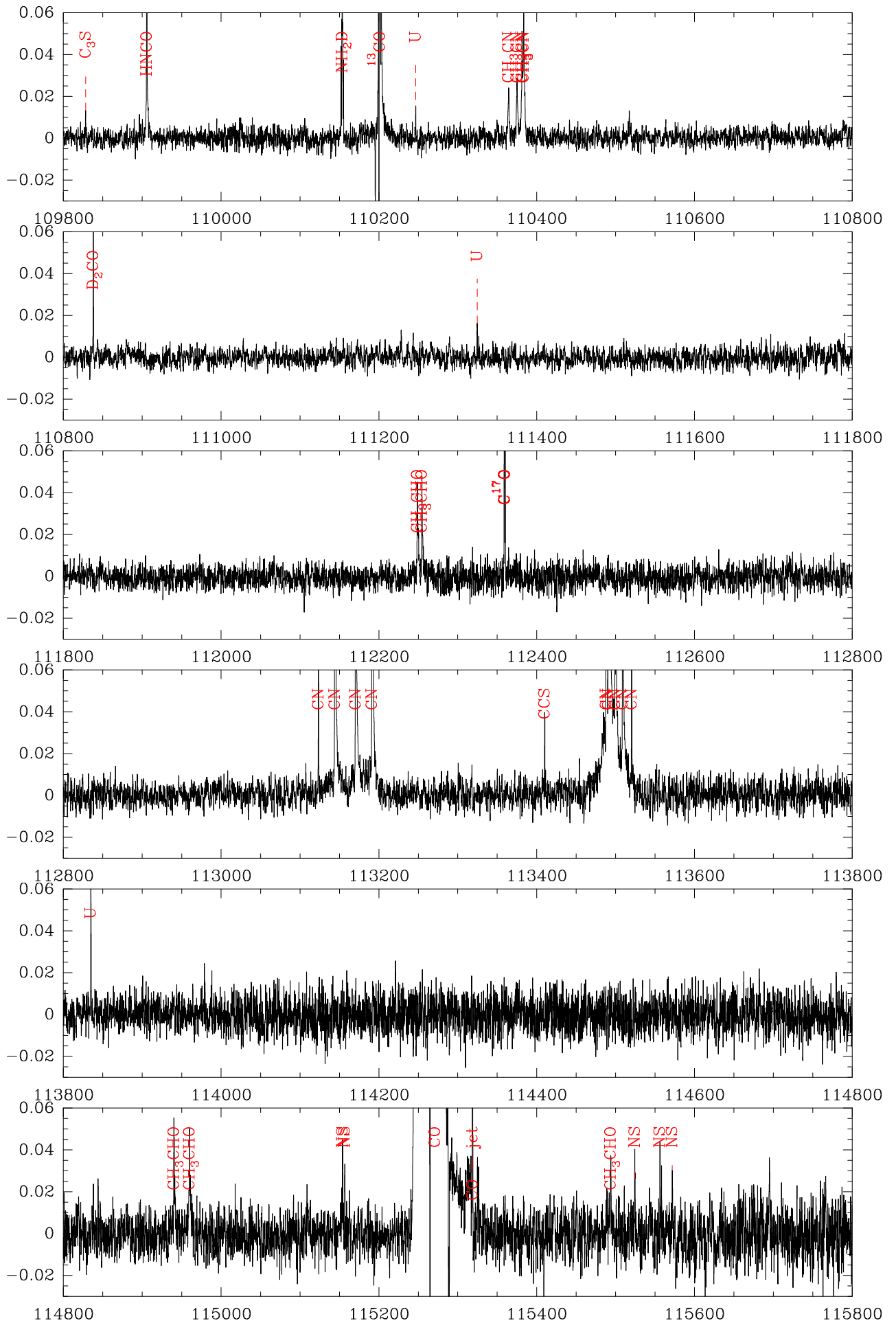


FIGURE A.1 : Relevé spectral à 3mm (Cont.).

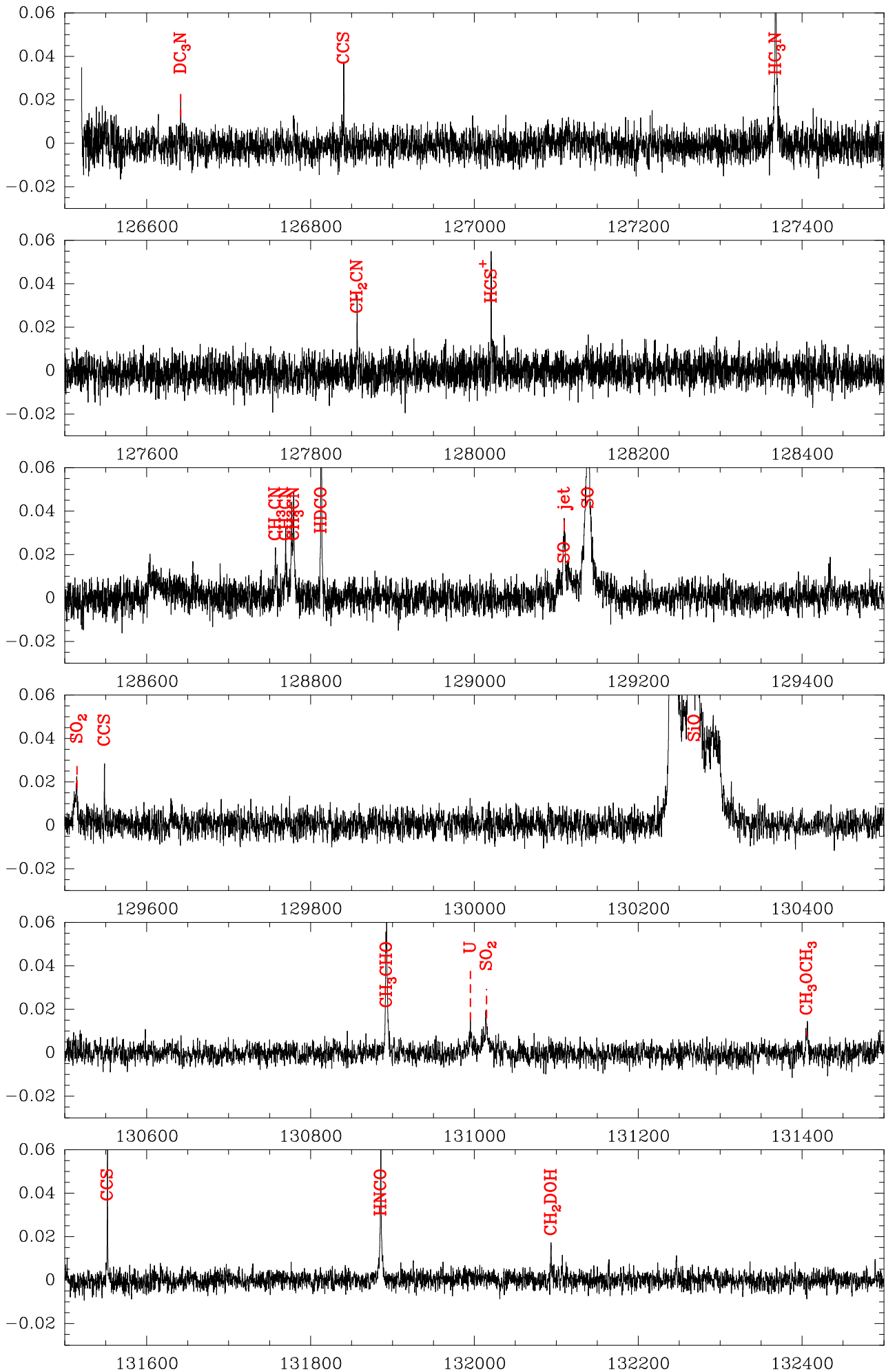


FIGURE A.2. : Relevé spectral à 2mm.

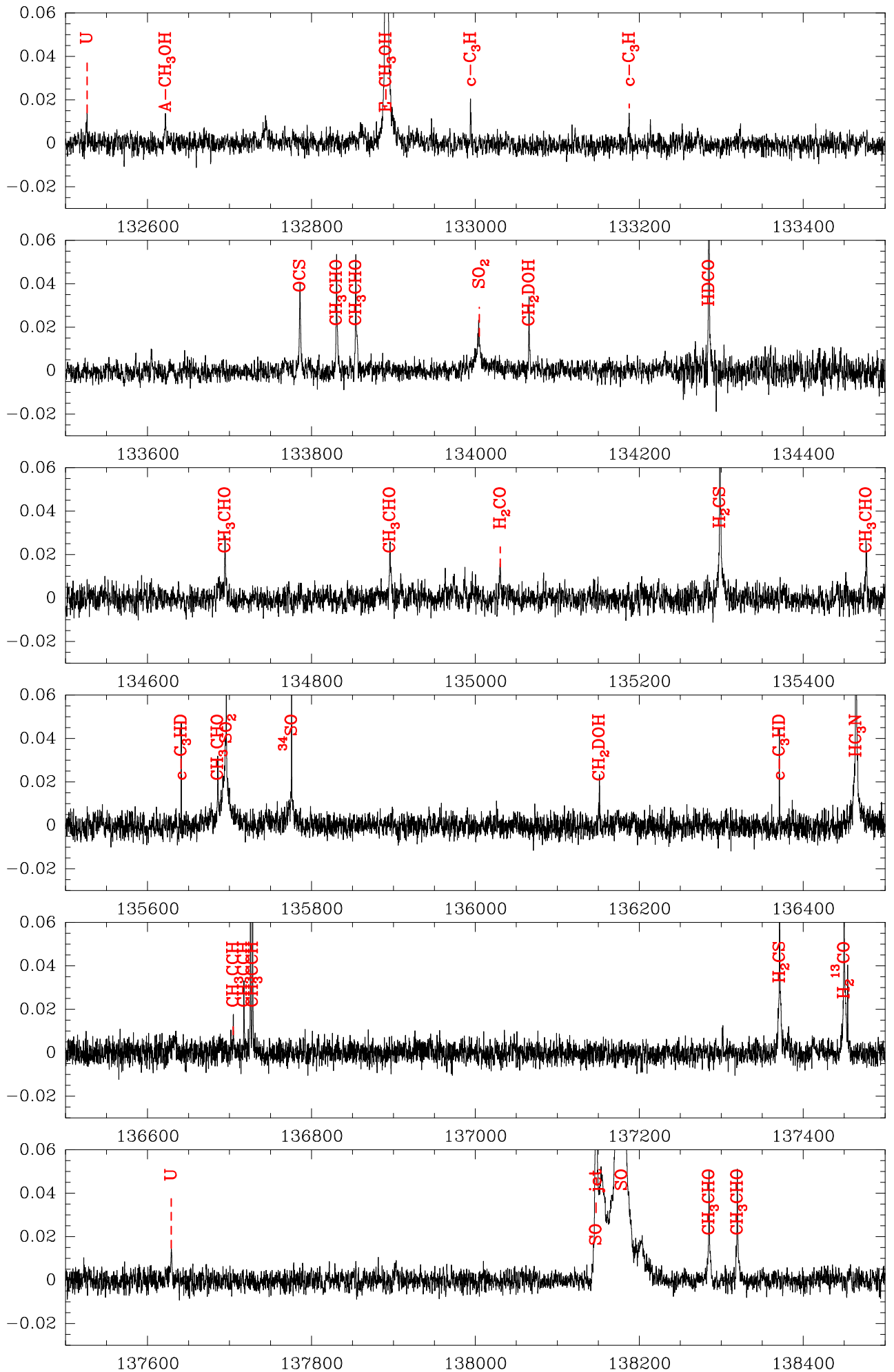


FIGURE A.2. : Relevé spectral à 2mm (Cont.).

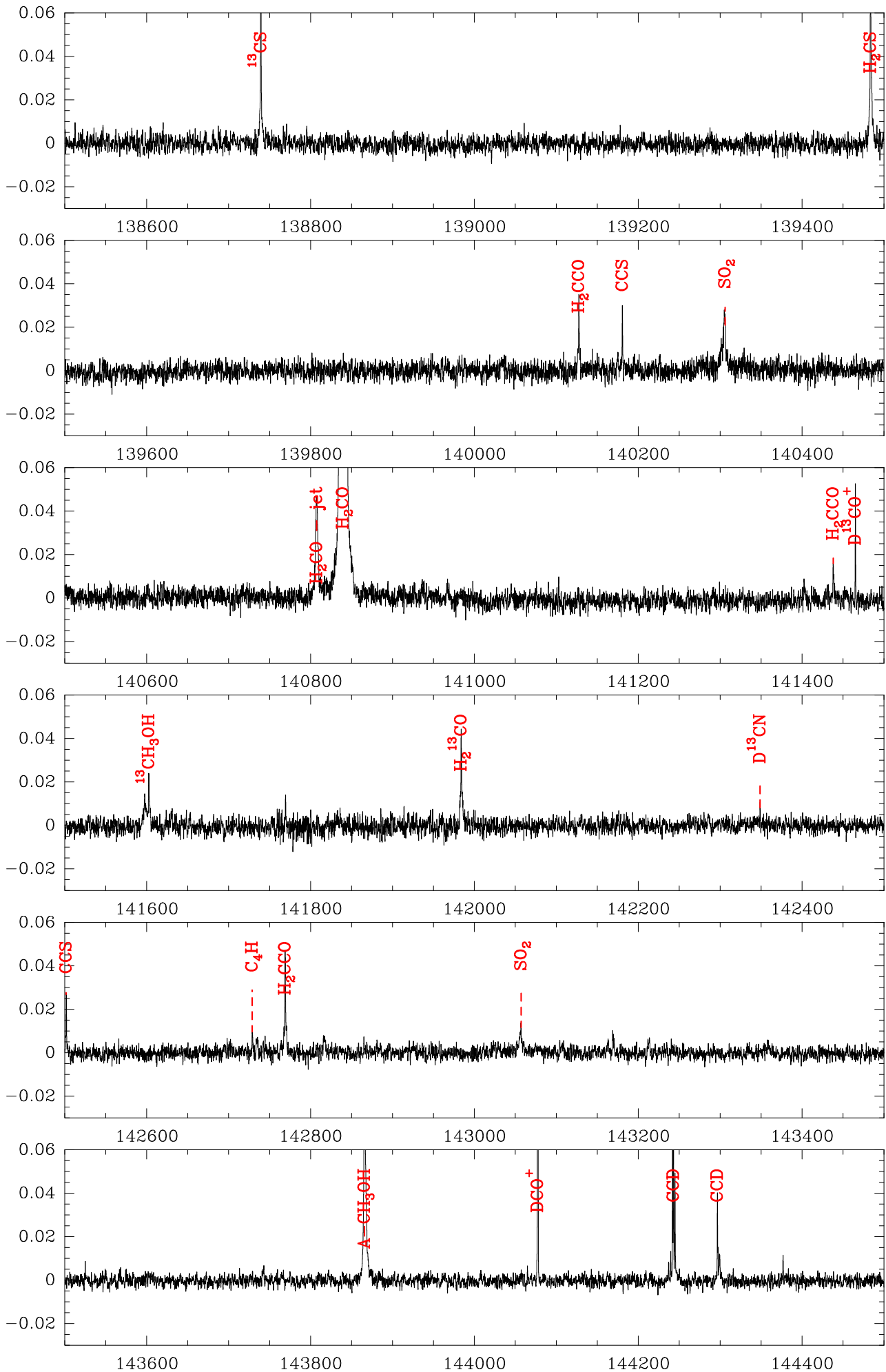


FIGURE A.2. : Relevé spectral à 2mm (Cont.).

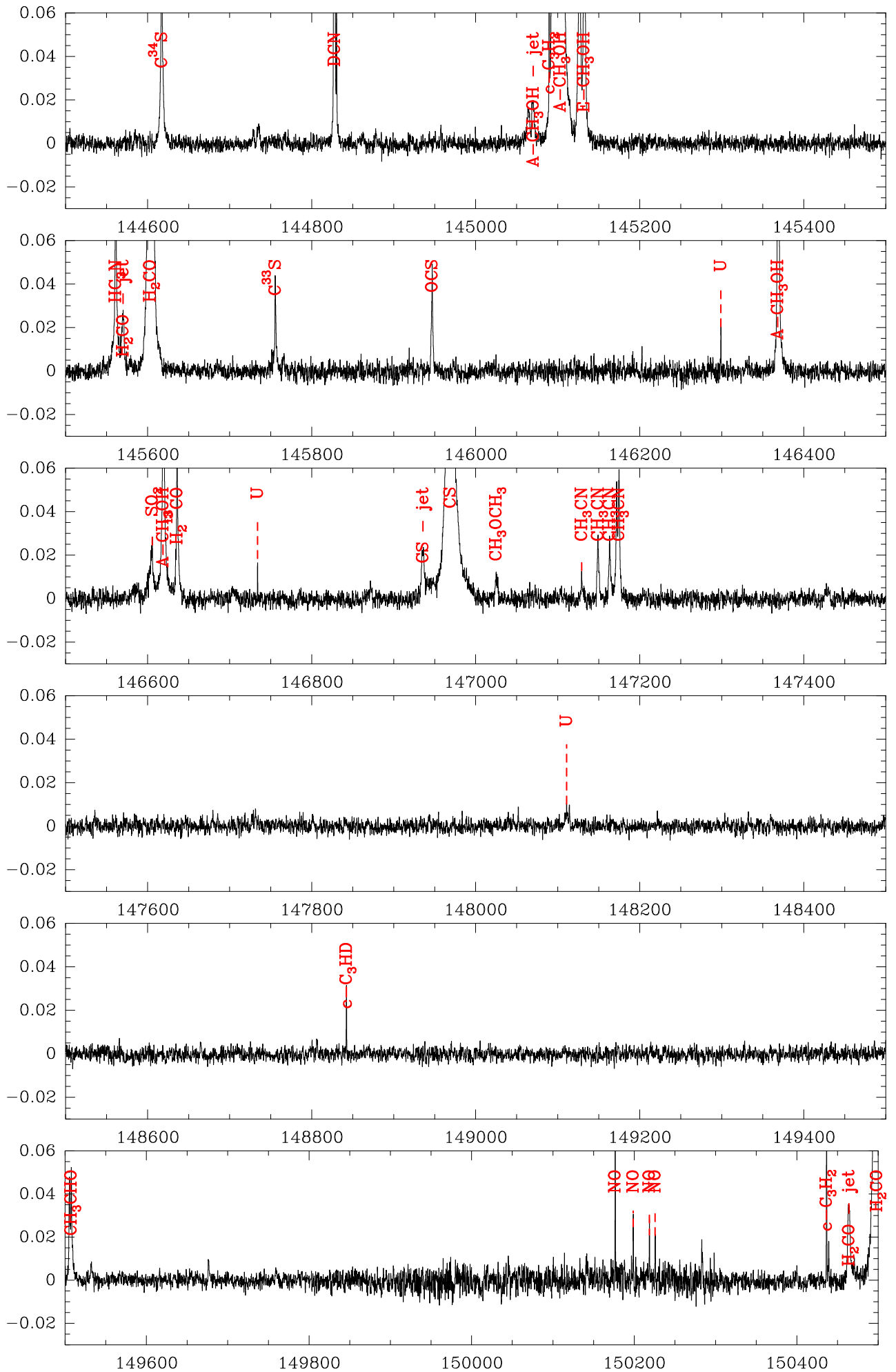


FIGURE A.2. : Relevé spectral à 2mm (Cont.).

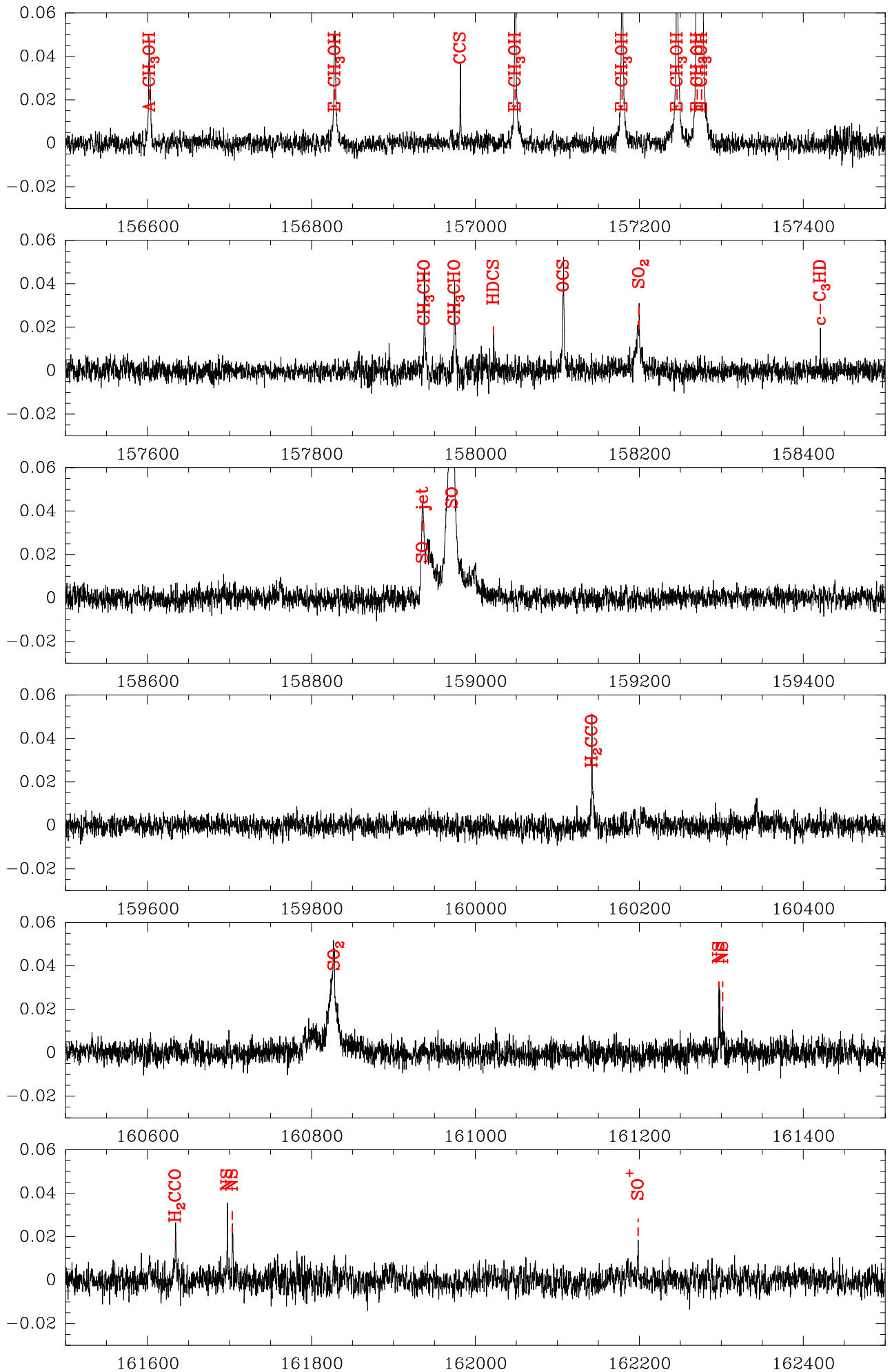


FIGURE A.2. : Relevé spectral à 2mm (Cont.).

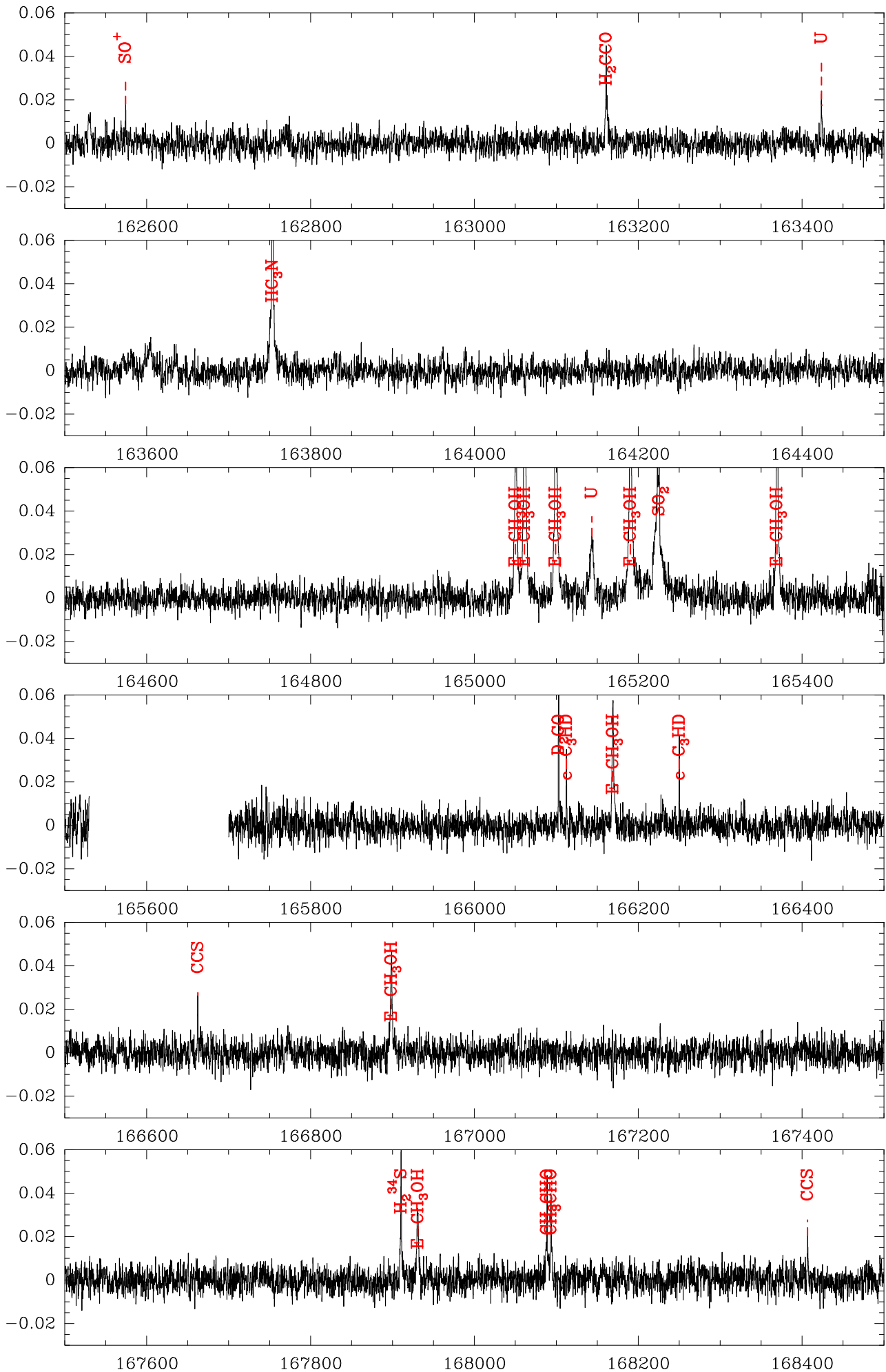


FIGURE A.2. : Relevé spectral à 2mm (Cont.).

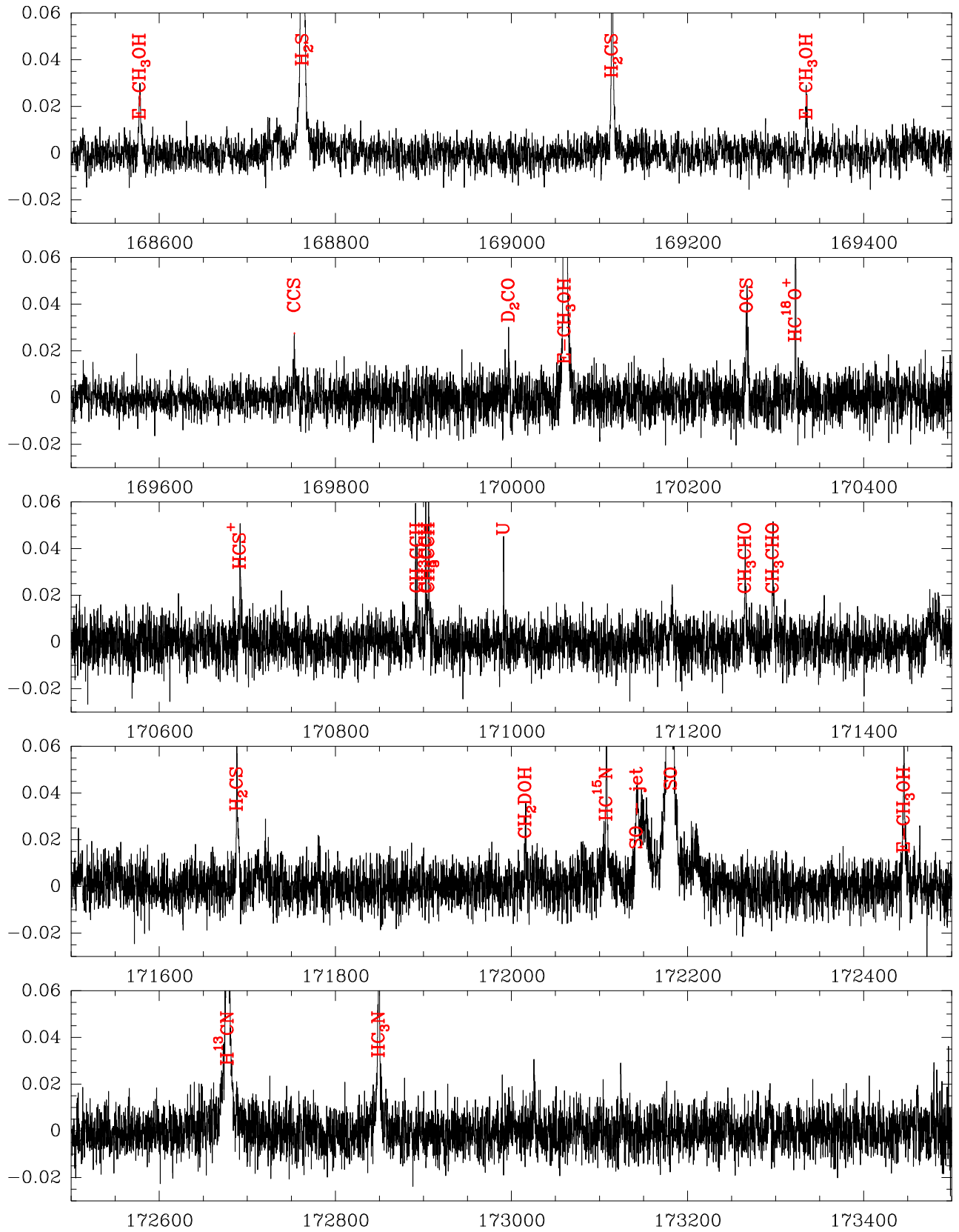


FIGURE A.2. : Relevé spectral à 2mm (Cont.).

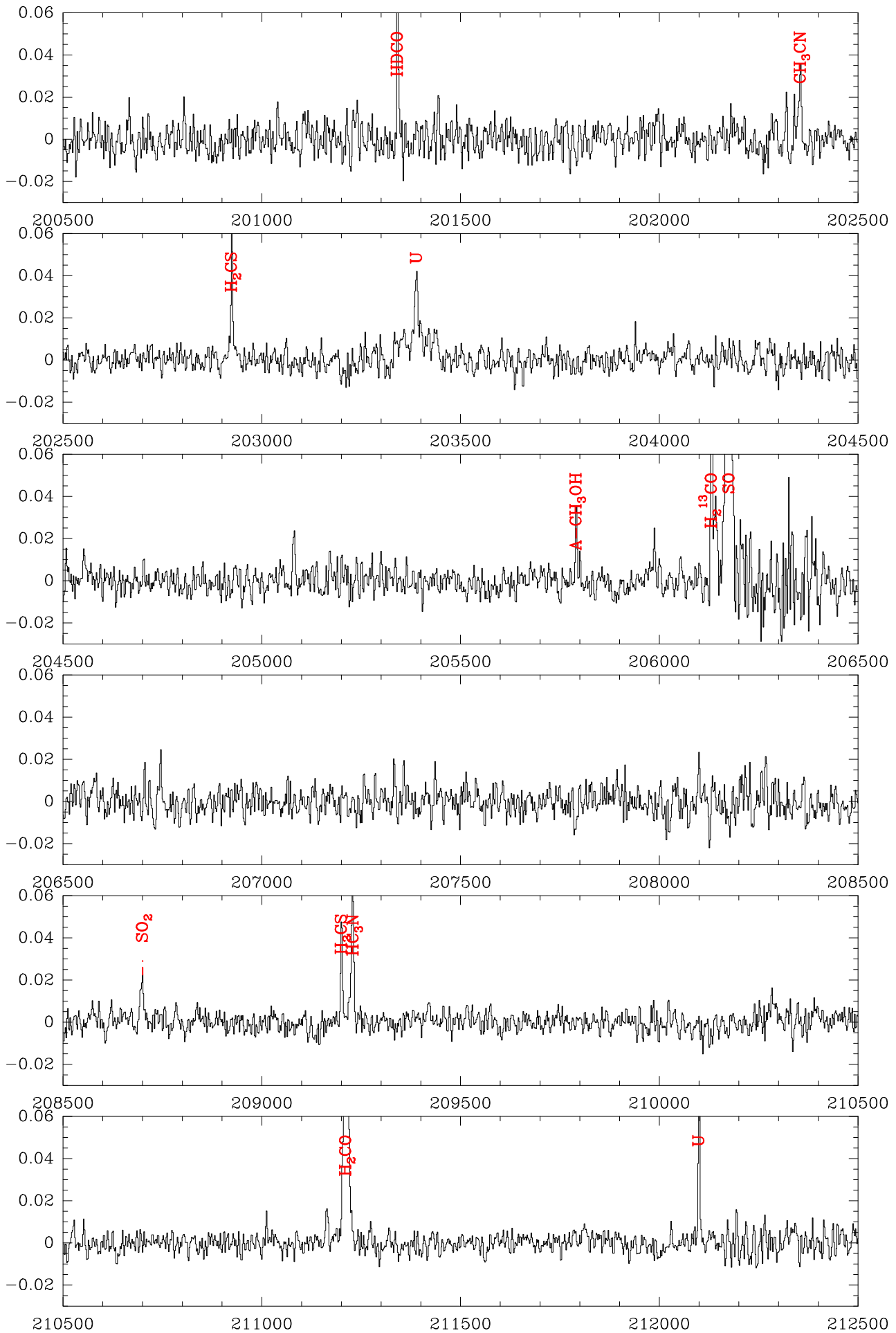


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm.

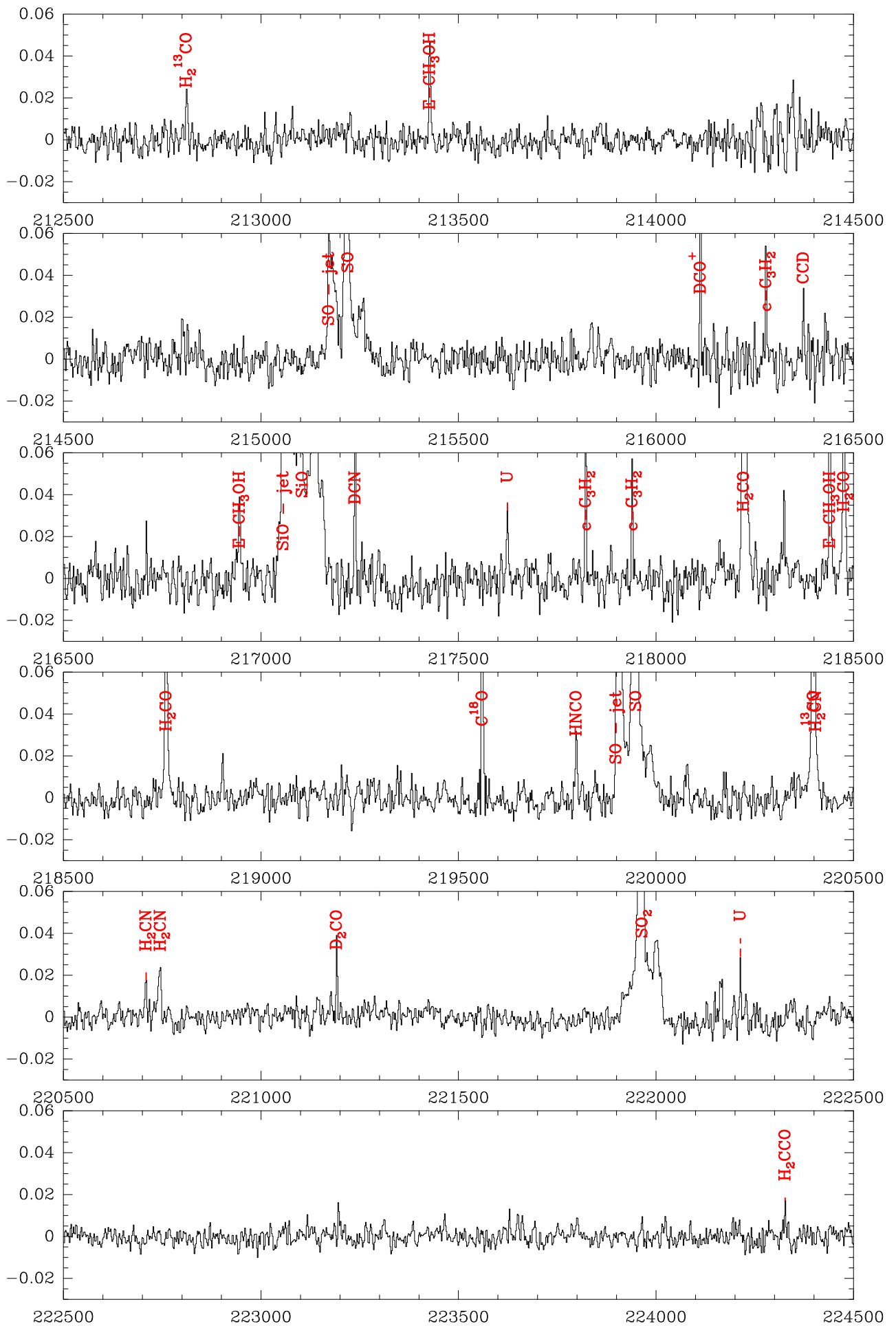


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm (Cont.).

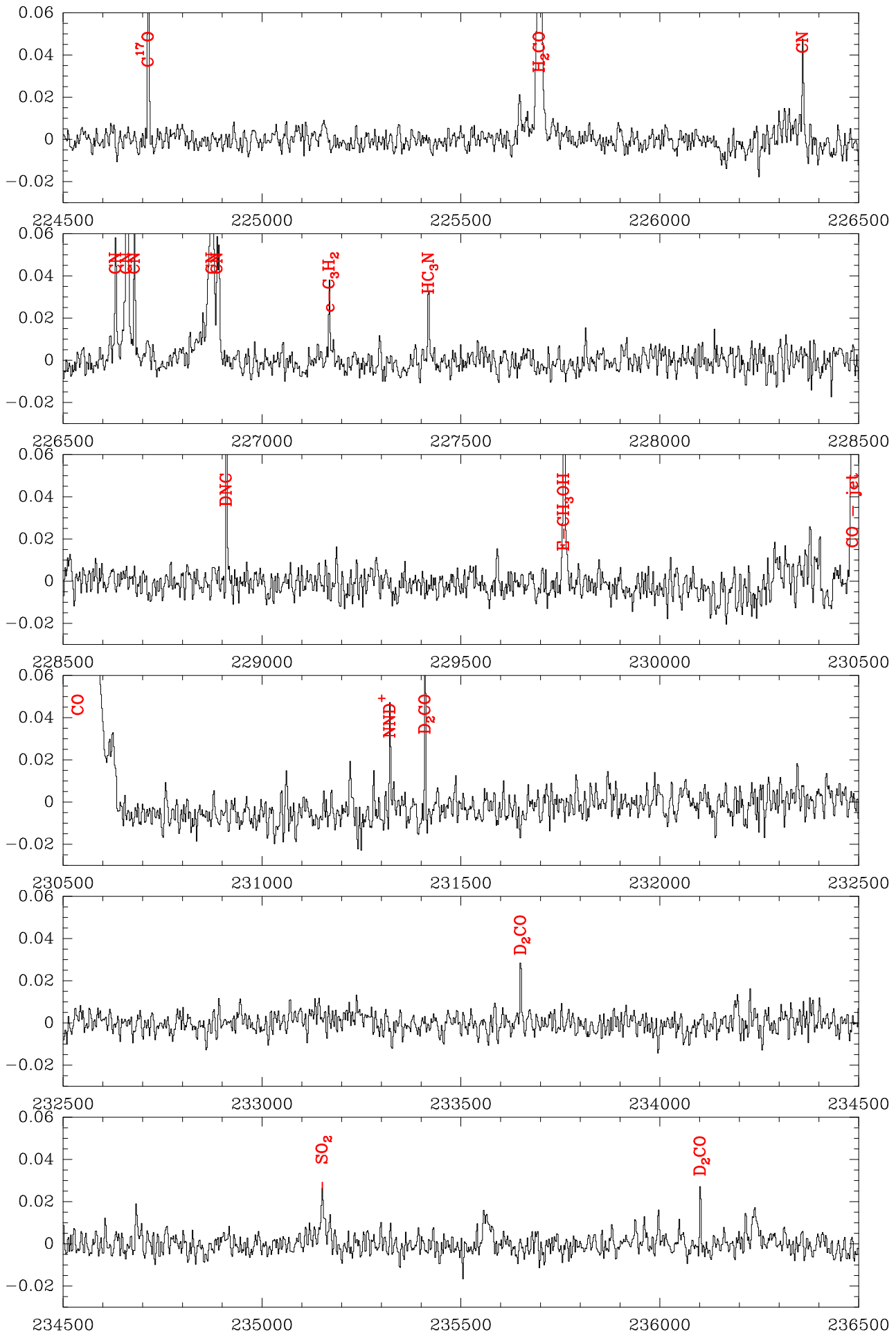


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm (Cont.).

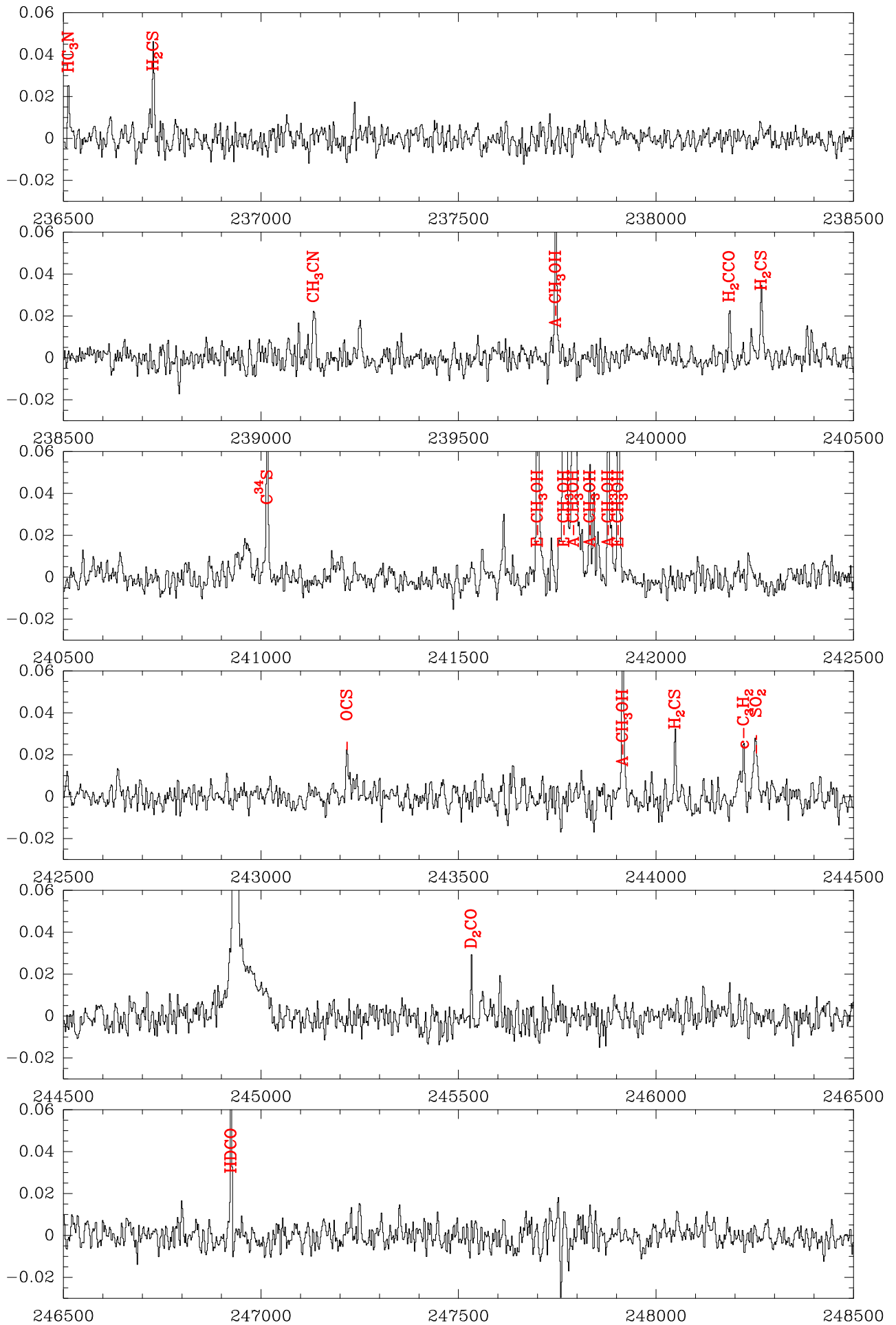


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm (Cont.).

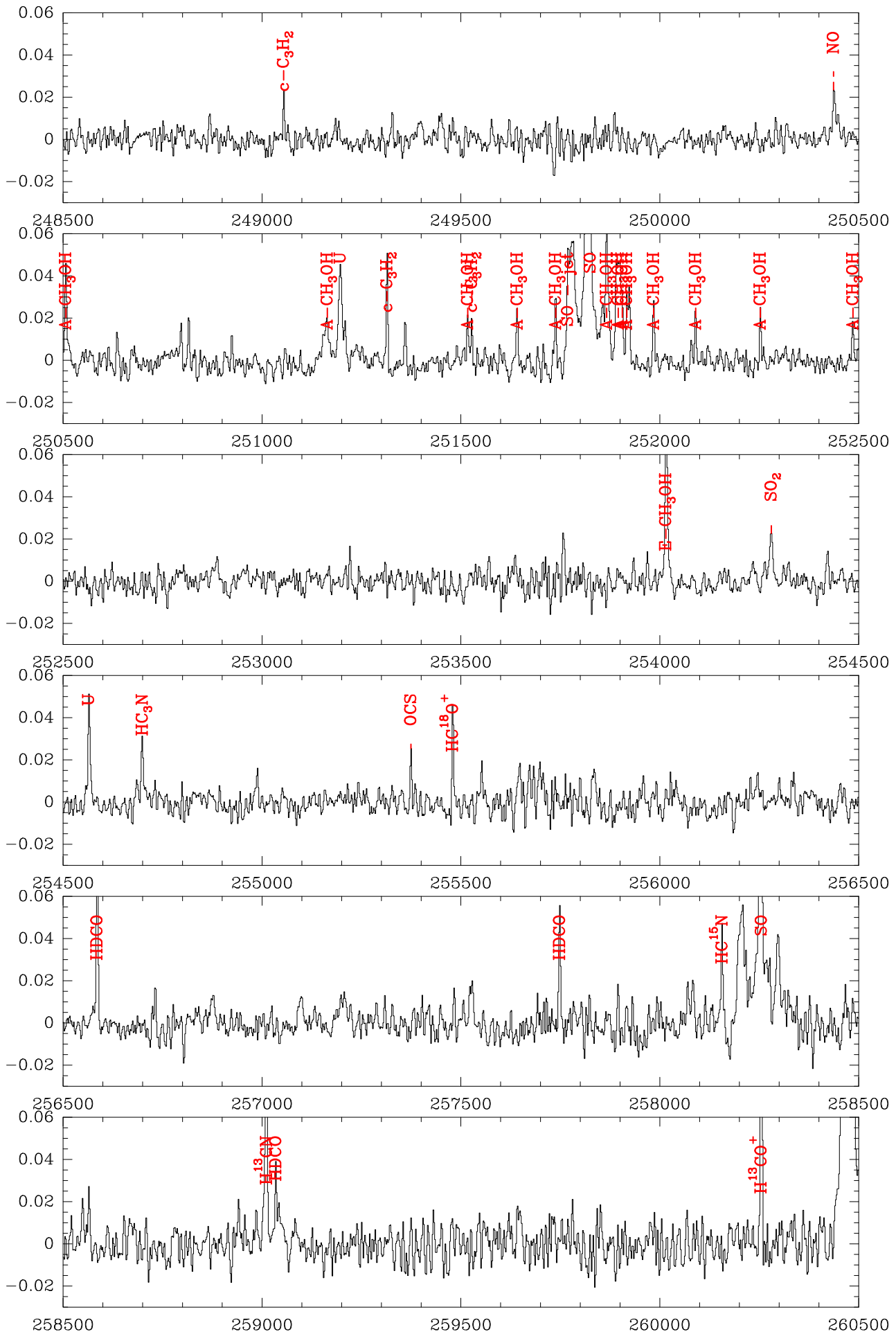


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm (Cont.).

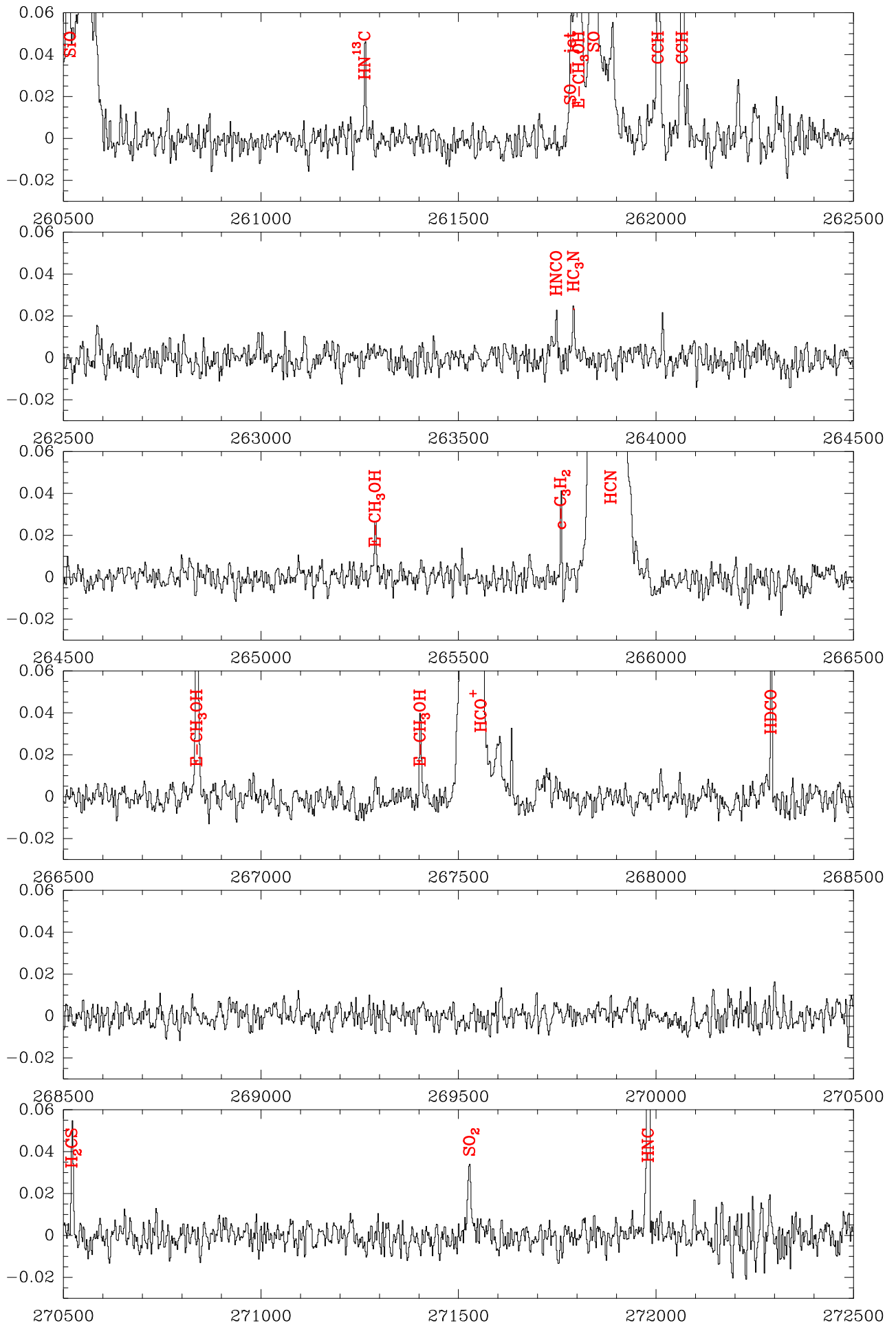


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm (Cont.).

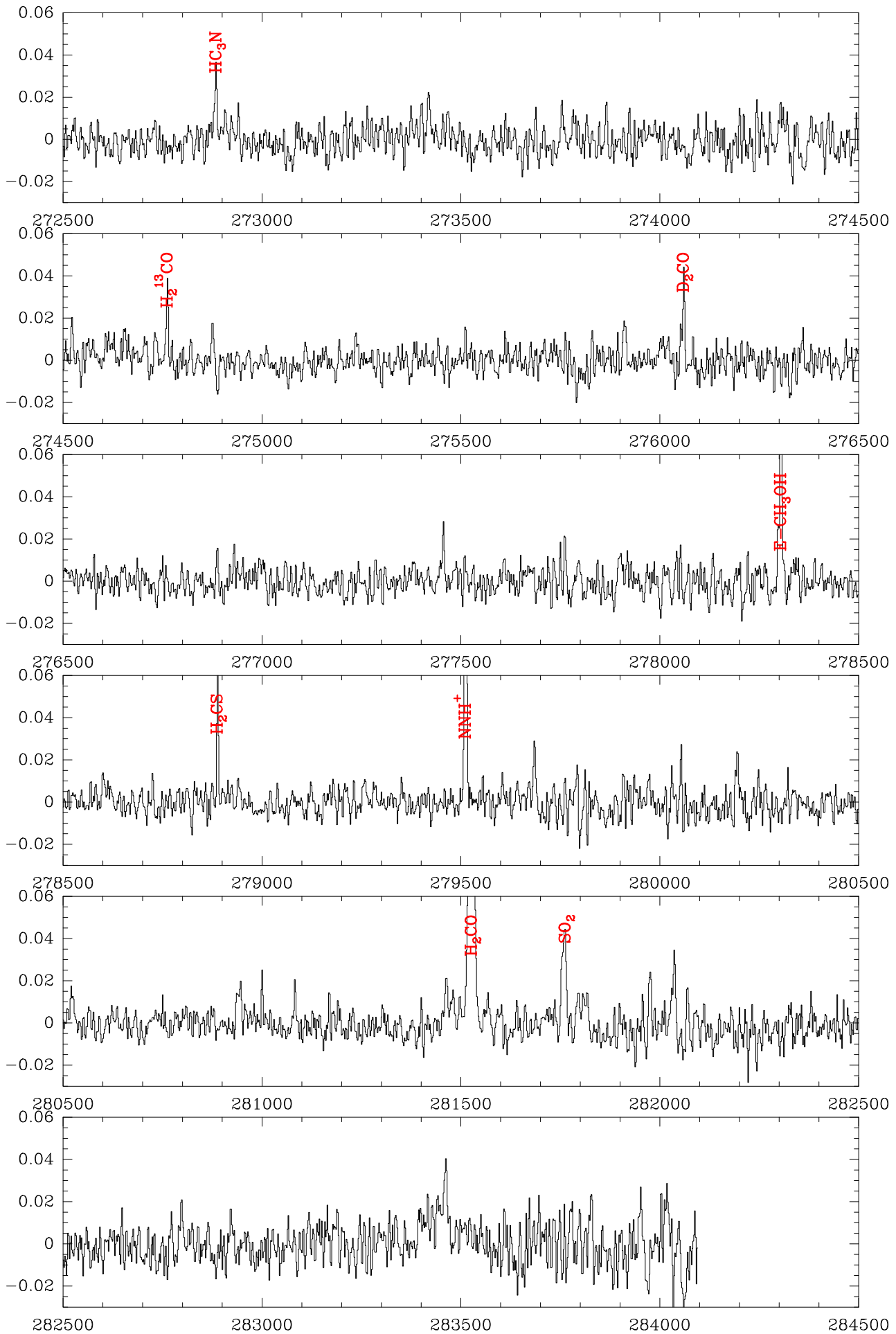


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm (Cont.).

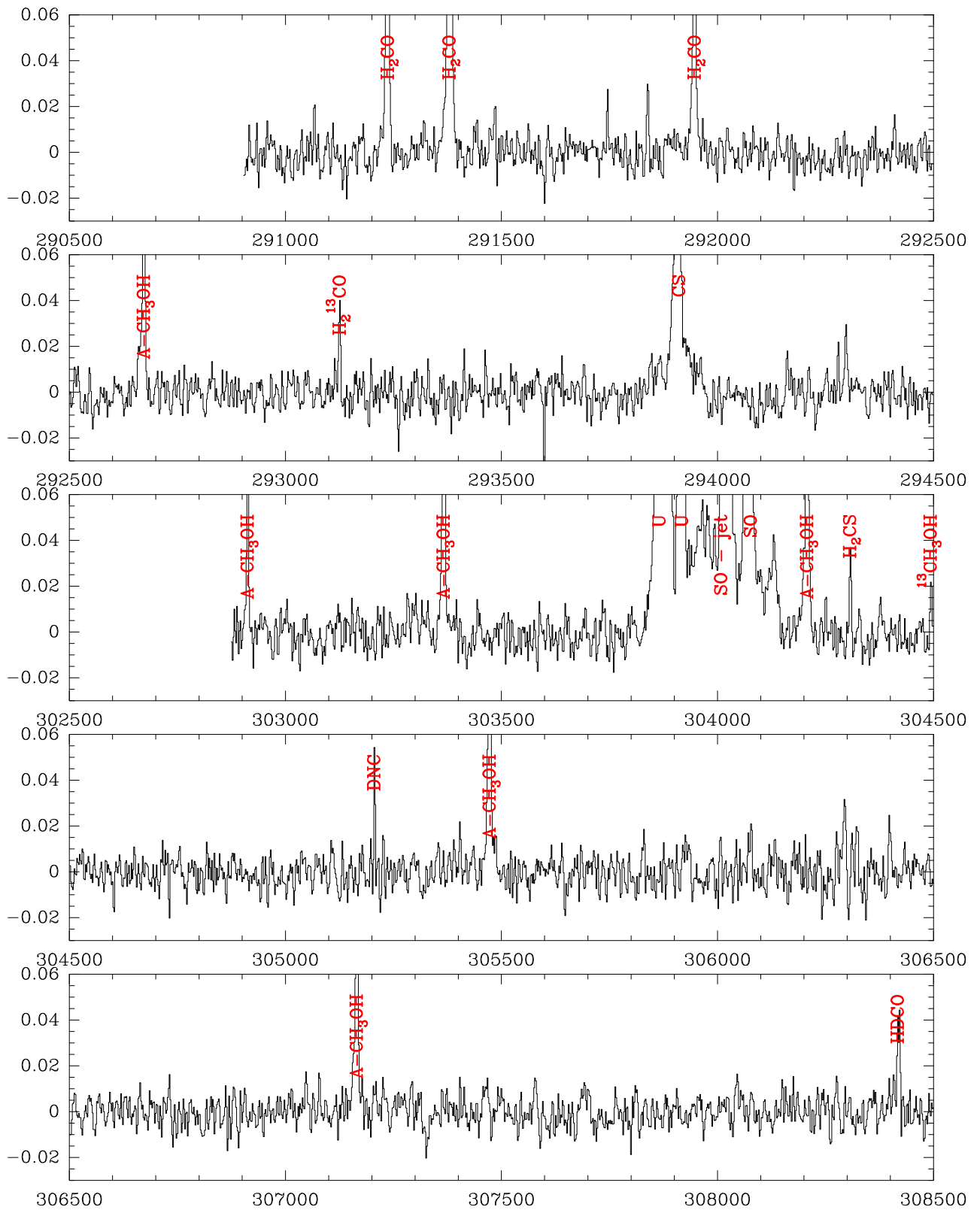


FIGURE A.3. : Relevé spectral à 1p3mm (Cont.).

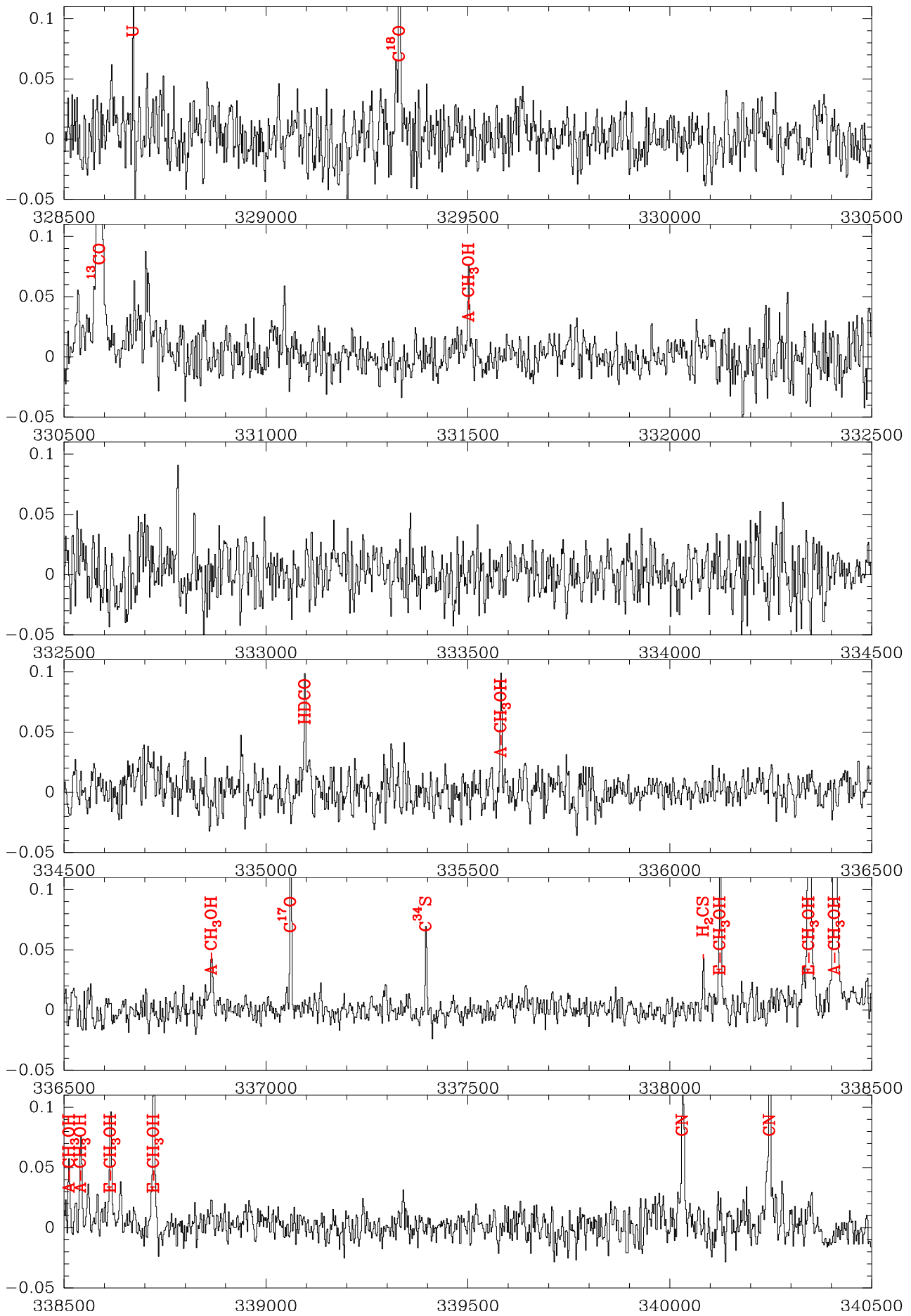


FIGURE A.4. : Relevé spectral à 0p9mm.

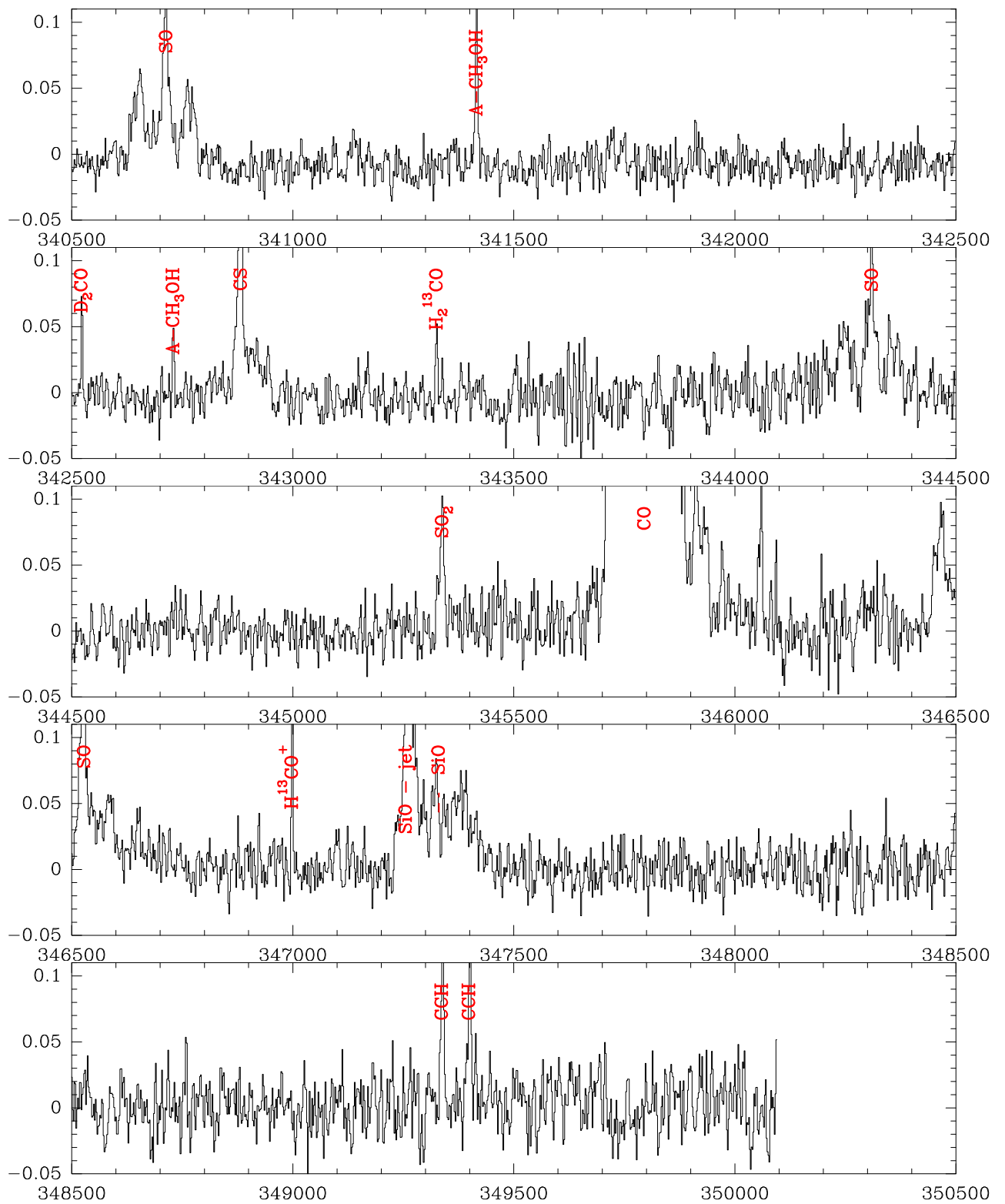


FIGURE A.4. : Relevé spectral à op9mm (Cont.).

CATALOGUE DES RAIES MOLÉCULAIRES DU RELEVÉ SPECTRAL IRAM 30M

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
71889.595	HC ₅ N	27 – 26	37.1 (7.4)
72029.636	NH ₂ D	5 _{3,2,1,5} – 5 _{3,3,1,5}	34.5 (6.6)
72039.312	DCO+	1 _{0,0,x} – 0 _{0,0,1}	928.7 (6.9)
72107.700	CCD	1 _{2,3} – 0 _{1,2}	48.7 (7.7)
72323.789	CCS	6 ₅ – 5 ₄	62.4 (7.4)
72413.484	DCN	1 ₁ – 0 ₁	158.5 (8.1)
72414.905	DCN	1 ₂ – 0 ₁	240.7 (7.6)
72417.030	DCN	1 ₀ – 0 ₁	48.9 (6.9)
72783.822	HC ₃ N	8 – 7	402.8 (8.8)
72837.948	H ₂ CO	1 _{0,1} – 0 _{0,0}	1043.0 (8.6)
75147.927	C ₃ S	13 – 12	37.5 (6.7)
75799.091	U	–	33.6 (4.9)
76117.431	C ₄ H	8 _{9,x} – 7 _{8,8}	41.0 (6.2)
76156.027	C ₄ H	8 _{8,x} – 7 _{7,x}	43.2 (5.5)
76305.700	DNC	1 – 0	411.7 (6.0)
76509.684	E-CH ₃ OH	5 _{0,0} – 4 _{1,0}	35.5 (4.9)
76866.436	CH ₃ CHO	4 _{0,4,2} – 3 _{0,3,2}	34.1 (5.4)
77107.860	NND+	1 ₁ – 0 ₁	58.8 (5.4)
77109.610	NND+	1 ₂ – 0 ₁	62.0 (4.3)
77112.035	NND+	1 ₀ – 0 ₁	25.8 (4.8)
77125.695	CH ₃ CHO	4 _{2,2,2} – 3 _{2,1,2}	27.1 (5.2)
77214.359	HC ₅ N	29 – 28	28.2 (4.6)
77731.711	CCS	6 ₆ – 5 ₅	43.9 (4.8)
79099.313	CH ₃ CHO	4 _{1,3,2} – 3 _{1,2,2}	25.5 (4.2)
79150.166	CH ₃ CHO	4 _{1,3,0} – 3 _{1,2,0}	25.3 (4.4)
80832.117	H ₂ CCO	4 _{0,4} – 3 _{0,3}	16.2 (3.2)
80928.182	C ₃ S	14 ₀ – 13 ₀	18.8 (3.7)
81505.170	CCS	6 ₇ – 5 ₆	169.2 (3.5)
81586.230	H ₂ CCO	4 _{1,3} – 3 _{1,2}	23.2 (3.5)
81881.468	HC ₃ N	9 – 8	443.4 (4.7)
82093.559	c-C ₃ H ₂	2 _{0,2,0} – 1 _{1,1,0}	154.8 (3.2)
82539.039	HC ₅ N	31 – 30	13.7 (2.2)
82966.200	c-C ₃ H ₂	3 _{1,2,0} – 3 _{0,3,0}	76.9 (2.3)
83688.093	SO ₂	8 _{1,7} – 8 _{0,8}	30.1 (2.7)
84422.098	U	–	13.9 (2.1)
84429.814	DC ₃ N	10 – 9	25.7 (2.0)
84521.172	E-CH ₃ OH	5 _{–1,0} – 4 _{0,0}	393.2 (3.6)
84727.688	c-C ₃ H ₂	3 _{2,2,0} – 3 _{1,3,0}	27.8 (2.3)
85139.103	OCS	7 – 6	25.9 (2.2)
85153.920	D ₂ CS	3 _{0,3} – 2 _{0,2}	12.5 (1.4)
85162.223	HCo ¹⁸⁺	1 – 0	64.5 (1.5)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_{λ}^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
85198.520	U	–	15.2 (1.7)
85201.340	HC ₅ N	32 – 31	15.2 (1.7)
85296.727	CH ₂ DOH	1 _{1,0,0} – 1 _{0,1,0}	8.9 (1.7)
85338.893	c-C ₃ H ₂	2 _{1,2,0} – 1 _{0,1,0}	448.1 (.5)
85347.890	HCS+	2 – 1	32.9 (1.9)
85450.766	CH ₃ CCH	5 ₂ – 4 ₂	13.1 (1.5)
85455.667	CH ₃ CCH	5 ₁ – 4 ₁	49.1 (1.6)
85457.300	CH ₃ CCH	5 ₀ – 4 ₀	63.0 (1.6)
85634.004	C ₄ H	9 _{10,x} – 8 _{9,x}	31.8 (1.8)
85656.431	c-C ₃ H ₂	4 _{3,2,0} – 4 _{2,3,0}	19.1 (1.7)
85672.579	C ₄ H	9 _{9,x} – 8 _{8,x}	34.2 (1.8)
85924.783	NH ₂ D	1 _{1,1,0,0} – 1 _{0,1,1,1}	102.1 (1.8)
85925.703	NH ₂ D	1 _{1,1,0,2} – 1 _{0,1,1,1}	130.3 (1.8)
85926.270	NH ₂ D	1 _{1,1,0,x} – 1 _{0,1,1,x}	353.3 (1.8)
85926.884	NH ₂ D	1 _{1,1,0,1} – 1 _{0,1,1,2}	130.8 (1.8)
85927.735	NH ₂ D	1 _{1,1,0,1} – 1 _{0,1,1,0}	102.9 (1.7)
86054.966	HC ¹⁵ N	1 – 0	70.5 (2.3)
86074.728	CH ₃ NH ₂	4 _{–1,1} – 4 _{0,0}	12.6 (2.2)
86093.950	SO	2 ₂ – 1 ₁	162.2 (2.1)
86181.391	CCS	7 ₆ – 6 ₅	51.4 (2.1)
86340.184	H ¹³ CN	1 _x – 0 _x	156.0 (2.1)
86517.593	U	–	9.4 (1.7)
86668.751	CH ₂ DOH	2 _{1,1,0} – 2 _{0,2,0}	9.2 (1.6)
86670.760	HCO	1 _{0,1,2,2} – 0 _{0,0,1,1}	22.3 (1.7)
86708.360	HCO	1 _{0,1,2,1} – 0 _{0,0,1,0}	31.0 (1.6)
86754.288	H ¹³ CO+	1 – 0	603.0 (1.9)
86777.460	HCO	1 _{0,1,1,1} – 0 _{0,0,1,1}	15.8 (1.5)
86846.960	SiO	2 – 1	84.0 (1.5)
87090.825	HN ¹³ C	1 – 0	166.5 (1.4)
87284.105	CCH	1 _{2,1} – 0 _{1,1}	70.5 (1.6)
87316.898	CCH	1 _{2,2} – 0 _{1,1}	480.8 (1.5)
87328.585	CCH	1 _{2,1} – 0 _{1,0}	262.6 (1.5)
87401.989	CCH	1 _{1,1} – 0 _{1,1}	290.3 (2.0)
87407.165	CCH	1 _{1,0} – 0 _{1,1}	139.7 (1.8)
87446.470	CCH	1 _{1,1} – 0 _{1,0}	75.1 (1.7)
87863.630	HC ₅ N	33 – 32	12.7 (1.5)
87925.237	HNCO	4 _{0,4,x} – 3 _{0,3,x}	74.2 (1.5)
88073.074	CH ₂ DOH	2 _{1,2,0} – 1 _{1,1,0}	53.9 (1.5)
88631.602	HCN	1 _x – 0 _x	1296.5 (1.6)
88865.715	H ¹⁵ NC	1 – 0	47.9 (1.7)
89188.523	HCO ⁺	1 – 0	.0 (.0)
89407.817	CH ₂ DOH	2 _{0,2,0} – 1 _{0,1,0}	8.5 (1.3)
90525.890	HC ₅ N	34 – 33	12.1 (1.9)
90593.059	HCC ¹³ CN	10 – 9	10.4 (2.0)
90663.568	HNC	1 – 0	1580.0 (1.9)
90686.381	CCS	7 ₇ – 6 ₆	47.0 (1.9)
90979.023	HC ₃ N	10 – 9	424.7 (1.9)
91494.349	c-C ₃ H	2 _{1,2,3,3} – 1 _{1,1,2,2}	20.5 (1.9)
91497.608	c-C ₃ H	2 _{1,2,3,2} – 1 _{1,1,2,1}	11.7 (1.9)
91699.471	c-C ₃	2 _{1,2,2,2} – 1 _{1,1,1,1}	14.7 (1.8)
91979.995	CH ₃ CN	5 _{2,0} – 4 _{2,0}	13.7 (2.2)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiées ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
91985.314	CH ₃ CN	5 _{1,0} - 4 _{1,0}	25.6 (1.8)
91987.088	CH ₃ CN	5 _{0,0} - 4 _{0,0}	21.8 (1.9)
92488.490	C ₃ S	16 - 15	18.3 (2.6)
92872.375	DC ₃ N	11 - 10	18.3 (1.9)
92981.601	HDCS	3 _{0,3} - 2 _{0,2}	15.3 (1.8)
93098.363	t-HCOOH	4 _{1,3} - 3 _{1,2}	93.1 (1.8)
93171.880	NNH+	1 ₁ - 0 ₁	715.6 (1.8)
93173.700	NNH+	1 ₂ - 0 ₁	892.0 (1.8)
93176.130	NNH+	1 ₀ - 0 ₁	324.5 (1.8)
93188.123	HC ₅ N	35 - 34	10.8 (1.8)
93228.000	U	-	109.1 (1.8)
93267.270	S ¹⁸ O	2 ₃ - 1 ₂	9.1 (1.8)
93580.909	CH ₃ CHO	5 _{1,5,0} - 4 _{1,4,0}	34.7 (1.8)
93595.235	CH ₃ CHO	5 _{1,5,1} - 4 _{1,4,1}	33.1 (1.8)
93870.107	CCS	7 ₈ - 6 ₇	97.3 (2.1)
94297.117	U	-	41.4 (2.1)
94406.543	H ₂ C ¹³ CHCN	10 _{5,*} - 9 _{5,*}	14.4 (2.1)
95150.389	C ₄ H	10 _{11,*} - 9 _{10,*}	32.8 (2.5)
95169.391	A-CH ₃ OH	8 _{0,+} - 7 _{1,+}	350.9 (2.5)
95188.946	C ₄ H	10 _{10,*} - 9 _{9,*}	25.5 (2.5)
95208.692	CH ₂ DOH	5 _{1,4,0} - 5 _{0,5,0}	16.0 (2.5)
95914.310	A-CH ₃ OH	2 _{1,+} - 1 _{1,+}	45.0 (2.0)
95947.437	CH ₃ CHO	5 _{0,5,2} - 4 _{0,4,2}	40.3 (2.0)
95963.459	CH ₃ CHO	5 _{0,5,0} - 4 _{0,4,0}	38.9 (2.0)
96274.252	CH ₃ CHO	5 _{2,4,0} - 4 _{2,3,0}	17.3 (2.0)
96412.950	C ³⁴ S	2 ₀ - 1 ₀	238.5 (2.0)
96425.614	CH ₃ CHO	5 _{2,4,1} - 4 _{2,3,1}	20.0 (2.0)
96475.524	CH ₃ CHO	5 _{2,3,2} - 4 _{2,2,2}	19.3 (2.0)
96632.663	CH ₃ CHO	5 _{2,3,0} - 4 _{2,2,0}	18.8 (2.0)
96739.358	E-CH ₃ OH	2 ₋₁ - 1 ₋₁	426.5 (1.7)
96741.371	A-CH ₃ OH	2 _{0,+} - 1 _{0,+}	639.3 (1.7)
96744.545	E-CH ₃ OH	2 ₀ - 1 ₀	188.4 (1.7)
96755.501	E-CH ₃ OH	2 ₁ - 1 ₁	47.3 (1.7)
97169.612	U	-	11.1 (1.7)
97172.064	C ³³ S	2 ₀ - 1 ₀	40.0 (1.7)
97301.208	OCS	8 - 7	30.2 (1.7)
97582.798	A-CH ₃ OH	2 _{1,-} - 1 _{1,-}	57.9 (1.7)
97715.317	³⁴ SO	2 ₃ - 1 ₂	55.9 (1.7)
97761.978	c-C ₃ D ₂	3 _{1,3} - 2 _{0,2}	10.7 (1.6)
97980.953	CS	2 ₀ - 1 ₀	1760.2 (1.6)
98031.213	CH ₂ DOH	4 _{0,4,0} - 3 _{1,3,0}	12.7 (1.6)
98268.518	C ₃ S	17 ₀ - 16 ₀	13.0 (1.6)
98297.084	U	-	22.8 (1.6)
98298.013	³³ SO	5 _{4,6} - 4 _{4,6}	8.8 (1.6)
98512.524	HC ₅ N	37 - 36	8.3 (1.6)
98863.314	CH ₃ CHO	5 _{1,4,2} - 4 _{1,3,2}	41.4 (1.7)
98900.944	CH ₃ CHO	5 _{1,4,0} - 4 _{1,3,0}	42.5 (1.7)
99299.870	SO	2 ₃ - 1 ₂	1126.5 (1.7)
99672.139	CH ₂ DOH	6 _{1,5,0} - 6 _{0,6,0}	11.0 (1.7)
99866.521	CCS	8 ₇ - 7 ₆	43.3 (1.7)
99976.725	U	-	11.7 (1.7)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_{λ}^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
100029.640	SO	$5_4 - 4_4$	9.8 (1.7)
100076.392	HC ₃ N	$11 - 10$	356.8 (1.7)
100094.514	H ₂ CCO	$5_{1,5} - 4_{1,4}$	27.4 (1.7)
101036.630	H ₂ CCO	$5_{0,5} - 4_{0,4}$	16.5 (2.1)
101096.415	U	–	21.6 (2.1)
101181.645	U	–	21.6 (2.1)
101314.818	DC ₃ N	$12_* - 11_*$	21.6 (2.1)
101332.991	H ₂ CO	$6_{1,5} - 6_{1,6}$	16.2 (2.1)
101477.810	H ₂ CS	$3_{1,3} - 2_{1,2}$	141.5 (2.1)
101892.414	CH ₃ CHO	$3_{1,3,0} - 2_{0,2,0}$	9.9 (1.8)
101981.429	H ₂ CCO	$5_{1,4} - 4_{1,3}$	25.9 (1.8)
102530.348	CH ₃ CCH	$6_3 - 5_3$	10.4 (1.8)
102540.145	CH ₃ CCH	$6_2 - 5_2$	21.1 (1.8)
102546.024	CH ₃ CCH	$6_1 - 5_1$	68.5 (1.8)
102547.984	CH ₃ CCH	$6_0 - 5_0$	76.6 (1.8)
103040.220	H ₂ CS	$3_{0,3} - 2_{0,2}$	100.2 (1.9)
103324.879	U	–	10.2 (1.9)
103640.759	CCS	$8_8 - 7_7$	40.9 (1.9)
103977.353	U	–	11.6 (1.9)
104029.418	SO ₂	$3_{1,3} - 2_{0,2}$	54.7 (1.9)
104187.126	c-C ₃ HD	$3_{0,3} - 2_{1,2}$	44.1 (1.9)
104239.295	SO ₂	$10_{1,9} - 10_{0,10}$	21.0 (1.9)
104300.337	E-CH ₃ OH	$11_{-1} - 10_{-2}$	10.8 (1.9)
104617.040	H ₂ CS	$3_{1,2} - 2_{1,1}$	112.3 (1.9)
104666.572	C ₄ H	$11_{12,*} - 10_{11,*}$	19.7 (1.9)
104705.109	C ₄ H	$11_{11,*} - 10_{10,*}$	17.9 (1.9)
104711.404	¹³ C ¹⁸ O	$1 - 0$	20.0 (1.9)
105834.877	U	–	26.0 (2.1)
106347.726	CCS	$8_9 - 7_8$	90.6 (2.1)
107013.512	U	–	17.9 (2.1)
107423.671	c-C ₃ HD	$3_{1,3} - 2_{0,2}$	43.8 (2.1)
107867.115	U	–	11.3 (2.1)
108651.297	¹³ CN	$1_{2,1,2} - 0_{1,0,1}$	13.1 (2.1)
108780.201	¹³ CN	$1_{2,2,3} - 0_{1,1,2}$	17.4 (2.1)
108893.945	E-CH ₃ OH	$0_{0,0,1} - 1_{1,1,2}$	85.7 (2.1)
109173.634	HC ₃ N	$12 - 11$	348.7 (2.1)
109227.305	U	–	15.5 (2.1)
109252.220	SO	$3_2 - 2_1$	164.9 (2.3)
109463.063	OCS	$9 - 8$	37.7 (2.3)
109757.133	DC ₃ N	$13_* - 12_*$	18.3 (2.3)
109782.173	C ¹⁸ O	$1 - 0$	1277.6 (2.3)
109905.758	HNCO	$5_{0,5} - 4_{0,4}$	107.7 (2.8)
110152.096	NH ₂ D	$1_{1,1,1,0} - 1_{0,1,0,1}$	43.7 (2.8)
110153.016	NH ₂ D	$1_{1,1,1,2} - 1_{0,1,0,1}$	56.6 (2.8)
110153.587	NH ₂ D	$1_{1,1,1,2} - 1_{0,1,0,2}$	153.3 (2.8)
110154.200	NH ₂ D	$1_{1,1,1,1} - 1_{0,1,0,2}$	54.8 (2.8)
110155.056	NH ₂ D	$1_{1,1,1,1} - 1_{0,1,0,0}$	37.2 (2.8)
110201.354	¹³ CO	$1 - 0$	5177.2 (2.8)
110246.742	U	–	14.8 (2.8)
110364.354	CH ₃ CN	$6_{*3,0} - 5_{*3,0}$	23.4 (2.8)
110374.989	CH ₃ CN	$6_{2,0} - 5_{2,0}$	28.3 (2.8)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
110381.372	CH ₃ CN	6 _{1,0} – 5 _{1,0}	51.1 (2.8)
110383.500	CH ₃ CN	6 _{0,0} – 5 _{0,0}	62.9 (2.8)
110837.830	D ₂ CO	2 _{1,2} – 1 _{1,1}	65.5 (3.0)
111324.764	U	–	16.2 (3.0)
112248.716	CH ₃ CHO	6 _{1,6,0} – 5 _{1,5,0}	45.6 (3.0)
112254.508	CH ₃ CHO	6 _{1,6,1} – 5 _{1,5,1}	48.3 (3.0)
112358.982	C ¹⁷ O	1 ₄ – 0 ₃	294.2 (3.8)
112360.007	C ¹⁷ O	1 ₃ – 0 ₃	155.5 (3.8)
113123.370	CN	1 _{0,1,1} – 0 _{0,1,1}	89.8 (4.3)
113144.157	CN	1 _{0,1,1} – 0 _{0,1,2}	351.7 (4.3)
113170.492	CN	1 _{0,1,2} – 0 _{0,1,1}	368.2 (4.3)
113191.279	CN	1 _{0,1,2} – 0 _{0,1,2}	379.3 (4.3)
113410.186	CCS	9 ₈ – 8 ₇	39.3 (4.3)
113488.120	CN	1 _{0,2,2} – 0 _{0,1,1}	389.6 (4.3)
113490.970	CN	1 _{0,2,3} – 0 _{0,1,2}	615.9 (4.3)
113499.644	CN	1 _{0,2,1} – 0 _{0,1,1}	314.1 (4.3)
113508.907	CN	1 _{0,2,2} – 0 _{0,1,2}	389.6 (4.3)
113520.432	CN	1 _{0,2,1} – 0 _{0,1,2}	79.8 (4.3)
113834.885	U	–	63.4 (4.3)
114940.175	CH ₃ CHO	6 _{0,6,2} – 5 _{0,5,2}	56.5 (8.2)
114959.902	CH ₃ CHO	6 _{0,6,0} – 5 _{0,5,0}	50.6 (8.2)
115153.935	NS	3 _{1,3,4} – 2 _{-1,2,3}	45.3 (8.2)
115271.202	CO	1 – 0	7624.8 (8.1)
115524.603	NS	3 _{-1,3,2} – 2 _{1,2,2}	40.8 (8.1)
115556.253	NS	3 _{-1,3,4} – 2 _{1,2,3}	44.1 (8.2)
116688.420	D ₂ CO	2 _{0,2} – 1 _{0,1}	287.2 (40.5)
117151.191	c-C ₃ H ₂	3 _{0,3,0} – 2 _{1,2,0}	575.0 (55.8)
126840.481	CCS	10 ₉ – 9 ₈	36.8 (4.8)
127367.666	HC ₃ N	14 – 13	289.9 (4.9)
127856.825	CH ₂ CN	2 _{0,2} – 1 _{0,1}	31.5 (5.1)
128020.670	HCS ⁺	3 – 2	55.4 (5.2)
128769.436	CH ₃ CN	7 ₂ – 6 ₂	23.2 (4.6)
128776.882	CH ₃ CN	7 ₁ – 6 ₁	36.1 (4.5)
128779.364	CH ₃ CN	7 ₀ – 6 ₀	42.3 (4.5)
128812.860	HDCO	2 _{0,2} – 1 _{0,1}	426.8 (4.9)
129138.923	SO	3 ₃ – 2 ₂	26.8 (5.0)
129548.446	CCS	10 ₁₀ – 9 ₉	27.5 (3.9)
130268.610	SiO	3 – 2	140.4 (4.2)
130891.821	CH ₃ CHO	7 _{1,7,0} – 6 _{1,6,0}	28.7 (4.1)
130892.749	CH ₃ CHO	7 _{1,7,1} – 6 _{1,6,1}	34.9 (4.5)
131014.860	SO ₂	12 _{1,11} – 12 _{0,12}	19.8 (4.0)
131551.962	CCS	10 ₁₁ – 9 ₁₀	58.6 (3.0)
131885.734	HNCO	6 _{0,6} – 5 _{0,5}	111.6 (2.3)
132093.628	CH ₂ DOH	3 _{1,3,0} – 2 _{1,2,0}	15.4 (3.2)
132526.147	U	–	13.9 (2.0)
132621.824	A-CH ₃ OH	6 _{2,-0} – 7 _{1,-0}	13.7 (2.6)
132890.759	E-CH ₃ OH	6 _{-1,0} – 5 _{0,0}	487.5 (3.0)
132993.978	c-C ₃ H	3 _{1,3,4,4} – 2 _{1,2,3,3}	20.0 (2.5)
132994.679	c-C ₃ H	3 _{1,3,4,3} – 2 _{1,2,3,2}	13.8 (2.5)
133187.717	c-C ₃ H	3 _{1,3,3,3} – 2 _{1,2,3,2}	14.6 (3.3)
133785.900	OCS	11 – 10	40.5 (2.3)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_{λ}^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
133830.492	CH ₃ CHO	7 _{0,7,2} - 6 _{0,6,2}	53.8 (2.8)
133854.098	CH ₃ CHO	7 _{0,7,0} - 6 _{0,6,0}	53.8 (2.4)
134004.860	SO ₂	8 _{2,6} - 8 _{1,7}	23.0 (2.4)
134065.381	CH ₂ DOH	3 _{0,3,0} - 2 _{0,2,0}	33.7 (2.4)
134284.830	HDCO	2 _{1,1} - 1 _{1,0}	222.1 (4.6)
134694.446	CH ₃ CHO	7 _{2,6,0} - 6 _{2,5,0}	28.3 (3.2)
134895.606	CH ₃ CHO	7 _{2,6,1} - 6 _{2,5,1}	26.4 (3.2)
135030.440	H ₂ CO	7 _{1,6} - 7 _{1,7}	16.0 (3.2)
135298.261	H ₂ CS	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	130.4 (3.2)
135476.752	CH ₃ CHO	7 _{2,5,2} - 6 _{2,4,2}	27.0 (3.2)
135640.900	c-C ₃ HD	4 _{0,4} - 3 _{1,3}	47.4 (3.1)
135685.474	CH ₃ CHO	7 _{2,5,0} - 6 _{2,4,0}	31.5 (3.1)
135696.020	SO ₂	5 _{1,5} - 4 _{0,4}	68.9 (3.1)
135775.728	³⁴ S	3 ₄ - 2 ₃	68.0 (3.1)
136151.142	CH ₂ DOH	3 _{1,2,0} - 2 _{1,1,0}	23.7 (3.3)
136370.910	c-C ₃ HD	4 _{1,4} - 3 _{0,3}	44.6 (3.3)
136464.411	HC ₃ N	15 - 14	264.8 (3.3)
136704.504	CH ₃ CCH	8 ₃ - 7 ₃	17.5 (3.3)
136717.562	CH ₃ CCH	8 ₂ - 7 ₂	33.1 (3.3)
136725.399	CH ₃ CCH	8 ₁ - 7 ₁	91.2 (3.3)
136728.012	CH ₃ CCH	8 ₀ - 7 ₀	103.4 (3.3)
137371.210	H ₂ CS	4 _{0,4} - 3 _{0,3}	113.6 (3.1)
137449.950	H ₂ ¹³ CO	2 _{1,2} - 1 _{1,1}	83.5 (3.1)
137454.464	c-C ₃ HD	2 _{2,0} - 1 _{1,1}	40.7 (3.1)
137628.963	U	-	14.9 (3.0)
138178.600	SO	3 ₄ - 2 ₃	1127.8 (2.6)
138284.995	CH ₃ CHO	7 _{1,6,2} - 6 _{1,5,2}	50.2 (2.6)
138319.628	CH ₃ CHO	7 _{1,6,0} - 6 _{1,5,0}	51.1 (2.6)
138739.335	¹³ CS	3 ₀ - 2 ₀	93.0 (2.5)
139483.682	H ₂ CS	4 _{1,3} - 3 _{1,2}	130.7 (2.4)
140127.474	H ₂ CCO	7 _{1,7} - 6 _{1,6}	34.9 (2.8)
140180.743	CCS	11 ₁₀ - 10 ₉	29.7 (2.8)
140306.170	SO ₂	6 _{2,4} - 6 _{1,5}	27.6 (2.8)
140839.502	H ₂ CO	2 _{1,2} - 1 _{1,1}	1553.3 (2.7)
141438.067	H ₂ CCO	7 _{0,7} - 6 _{0,6}	17.2 (2.5)
141465.129	D ¹³ CO ⁺	2 - 1	53.9 (2.5)
141602.528	¹³ CH ₃ OH	3 _{0,3,+0} - 2 _{0,2,+0}	24.6 (2.8)
141983.740	H ₂ ¹³ CO	2 _{0,2} - 1 _{0,1}	44.6 (2.8)
142348.806	D ¹³ CN	2 - 1	10.6 (2.1)
142501.695	CCS	11 ₁₁ - 10 ₁₀	26.8 (2.1)
142728.773	C ₄ H	15 _{16,16} - 14 _{15,15}	9.8 (1.9)
142768.945	H ₂ CCO	7 _{1,6} - 6 _{1,5}	47.2 (1.9)
143057.110	SO ₂	16 _{2,14} - 16 _{1,15}	13.3 (1.9)
143865.795	A-CH ₃ OH	3 _{1,+0} - 2 _{1,+0}	106.9 (1.8)
144077.289	DCO ⁺	2 - 1	1465.3 (1.8)
144241.935	CCD	2 _{3,4} - 1 _{2,3}	65.7 (1.8)
144243.055	CCD	2 _{3,3} - 1 _{2,2}	67.9 (1.8)
144244.824	CCS	11 ₁₂ - 10 ₁₁	49.9 (1.8)
144296.720	CCD	2 _{2,3} - 1 _{1,2}	40.5 (1.8)
144297.660	CCD	2 _{2,2} - 1 _{1,1}	15.5 (1.8)
144617.101	C ³⁴ S	3 ₀ - 2 ₀	275.5 (2.0)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
144826.825	DCN	$2_1 - 1_0$	141.0 (2.0)
144827.991	DCN	$2_3 - 1_2$	382.9 (2.0)
144830.402	U	–	73.2 (2.0)
145089.595	c-C ₃ H ₂	$3_{1,2,0} - 2_{2,1,0}$	285.7 (1.9)
145093.754	E-CH ₃ OH	$3_{0,0} - 2_{0,0}$	260.0 (1.9)
145097.435	E-CH ₃ OH	$3_{-1,0} - 2_{-1,0}$	975.7 (1.9)
145103.185	A-CH ₃ OH	$3_{0,+0} - 2_{0,+0}$	892.4 (1.9)
145126.191	E-CH ₃ OH	$3_{2,0} - 2_{2,0}$	140.4 (1.9)
145131.864	E-CH ₃ OH	$3_{1,0} - 2_{1,0}$	127.5 (1.9)
145560.960	HC ₃ N	$16 - 15$	241.3 (2.3)
145602.949	H ₂ CO	$2_{0,2} - 1_{0,1}$	1264.7 (2.3)
145755.732	C ³³ S	$3_0 - 2_0$	44.1 (2.3)
145946.812	OCS	$12 - 11$	49.4 (2.3)
146299.050	U	–	20.7 (2.5)
146368.328	A-CH ₃ OH	$3_{1,-0} - 2_{1,-0}$	149.5 (2.5)
146605.520	SO ₂	$4_{2,2} - 4_{1,3}$	29.6 (2.2)
146618.697	A-CH ₃ OH	$9_{0,+0} - 8_{1,+0}$	243.6 (2.2)
146635.672	H ₂ ¹³ CO	$2_{1,1} - 1_{1,0}$	77.3 (2.2)
146734.039	U	–	16.7 (2.2)
146969.029	CS	$3_0 - 2_0$	2072.8 (2.2)
147024.897	CH ₃ OCH ₃	$7_{1,7,1} - 6_{0,6,1}$	12.5 (2.0)
147025.595	CH ₃ OCH ₃	$7_{1,7,0} - 6_{0,6,0}$	11.6 (2.0)
147129.230	CH ₃ CN	$8_4 - 7_4$	12.9 (2.0)
147149.068	CH ₃ CN	$8_3 - 7_3$	29.5 (2.0)
147163.244	CH ₃ CN	$8_2 - 7_2$	29.1 (2.0)
147171.752	CH ₃ CN	$8_1 - 7_1$	54.1 (2.0)
147174.588	CH ₃ CN	$8_0 - 7_0$	59.6 (2.0)
148110.930	U	–	10.4 (1.9)
148842.349	c-C ₃ HD	$3_{2,2} - 2_{1,1}$	31.7 (2.0)
149505.128	CH ₃ CHO	$8_{1,8,1} - 7_{1,7,1}$	48.0 (1.9)
149507.462	CH ₃ CHO	$8_{1,8,0} - 7_{1,7,0}$	52.3 (1.9)
150176.480	NO	$2_{-1,2,3} - 1_{1,1,2}$	74.7 (3.4)
150198.760	NO	$2_{-1,2,2} - 1_{1,1,1}$	30.7 (3.4)
150218.730	NO	$2_{-1,2,2} - 1_{1,1,2}$	28.3 (3.4)
150225.660	NO	$2_{-1,2,1} - 1_{1,1,1}$	21.1 (3.4)
150436.545	c-C ₃ H ₂	$2_{2,0,0} - 1_{1,1,0}$	94.1 (3.4)
150439.120	NO	$2_{1,2,2} - 1_{-1,1,2}$	18.7 (3.4)
150498.334	H ₂ CO	$2_{1,1} - 1_{1,0}$	1376.1 (3.4)
150546.520	NO	$2_{1,2,3} - 1_{-1,1,2}$	74.0 (2.4)
150580.560	NO	$2_{1,2,1} - 1_{-1,1,1}$	22.7 (2.4)
150644.340	NO	$2_{1,2,2} - 1_{-1,1,1}$	26.1 (2.4)
150820.665	c-C ₃ H ₂	$4_{0,4,0} - 3_{1,3,0}$	177.8 (2.4)
150851.908	c-C ₃ H ₂	$4_{1,4,0} - 3_{0,3,0}$	474.0 (2.4)
151343.878	c-C ₃ H ₂	$5_{1,4} - 5_{0,5}$	29.2 (2.4)
151378.630	SO ₂	$2_{2,0} - 2_{1,1}$	16.0 (2.4)
151927.543	HDCS	$5_{1,5} - 4_{1,4}$	18.7 (2.4)
152607.614	CH ₃ CHO	$8_{0,8,2} - 7_{0,7,2}$	52.2 (2.4)
152609.744	DNC	$2 - 1$	748.7 (2.4)
152635.194	CH ₃ CHO	$8_{0,8,0} - 7_{0,7,0}$	55.1 (2.4)
153054.819	CH ₃ OCH ₃	$9_{0,9} - 8_{1,8}$	17.2 (2.6)
153281.282	E-CH ₃ OH	$12_{0,0} - 12_{-1,0}$	17.2 (2.6)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_{λ}^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
153449.774	CCS	$12_{11} - 11_{10}$	19.4 (2.6)
153790.772	CH ₃ CCH	$9_3 - 8_3$	17.4 (2.5)
153805.461	CH ₃ CCH	$9_2 - 8_2$	33.5 (2.5)
153814.276	CH ₃ CCH	$9_1 - 8_1$	89.2 (2.5)
153817.215	CH ₃ CCH	$9_0 - 8_0$	107.6 (2.5)
153865.086	HNCO	$7_{0,7} - 6_{0,6}$	107.0 (2.5)
153872.682	CH ₃ CHO	$8_{2,7,0} - 7_{2,6,0}$	28.2 (2.5)
154026.907	C ₂ H ₃ CN	$2_{2,1,0,3} - 1_{1,0,0,2}$	31.8 (2.5)
154217.011	NND ⁺	$2 - 1$	320.9 (2.5)
154274.686	CH ₃ CHO	$8_{3,6,0} - 7_{3,5,0}$	19.8 (2.5)
154296.489	CH ₃ CHO	$8_{3,5,2} - 7_{3,4,2}$	18.5 (2.5)
154322.197	CH ₃ CHO	$8_{3,6,1} - 7_{3,5,1}$	29.6 (2.5)
154425.832	E-CH ₃ OH	$11_{0,0} - 11_{-1,0}$	16.8 (2.5)
154657.284	HC ₃ N	$17 - 16$	210.0 (2.2)
154885.030	HDCS	$5_{0,5} - 4_{0,4}$	25.6 (2.2)
155179.571	CH ₃ CHO	$8_{2,6,2} - 7_{2,5,2}$	36.8 (2.2)
155320.895	E-CH ₃ OH	$10_{0,0} - 10_{-1,0}$	16.4 (2.2)
155342.088	CH ₃ CHO	$8_{2,6,0} - 7_{2,5,0}$	28.9 (2.2)
155454.488	CCS	$12_{12} - 11_{11}$	1.7 (2.2)
155518.295	c-C ₃ H ₂	$3_{2,2,0} - 2_{1,1,0}$	128.6 (2.2)
155997.524	E-CH ₃ OH	$9_{0,0} - 9_{-1,0}$	27.4 (2.2)
156127.544	A-CH ₃ OH	$6_{2,+0} - 7_{1,+0}$	13.7 (2.3)
156488.902	E-CH ₃ OH	$8_{0,0} - 8_{-1,0}$	35.8 (2.3)
156602.395	A-CH ₃ OH	$2_{1,+0} - 3_{0,+0}$	28.6 (2.3)
156828.517	E-CH ₃ OH	$7_{0,0} - 7_{-1,0}$	51.6 (2.3)
156981.653	CCS	$12_{13} - 11_{12}$	36.4 (2.3)
157048.617	E-CH ₃ OH	$6_{0,0} - 6_{-1,0}$	70.4 (2.5)
157178.987	E-CH ₃ OH	$5_{0,0} - 5_{-1,0}$	91.8 (2.5)
157246.062	E-CH ₃ OH	$4_{0,0} - 4_{-1,0}$	122.3 (2.5)
157270.832	E-CH ₃ OH	$1_{0,0} - 1_{-1,0}$	228.1 (2.5)
157272.338	E-CH ₃ OH	$3_{0,0} - 2_{0,0}$	197.3 (2.5)
157276.019	E-CH ₃ OH	$2_{0,0} - 2_{-1,0}$	169.9 (2.5)
157937.697	CH ₃ CHO	$8_{1,7,2} - 7_{1,6,2}$	47.0 (2.5)
157974.590	CH ₃ CHO	$8_{1,7,0} - 7_{1,6,0}$	41.5 (2.5)
158022.076	HDCS	$5_{1,4} - 4_{1,3}$	17.3 (2.7)
158107.360	OCS	$13 - 12$	52.6 (2.7)
158199.740	SO ₂	$3_{2,2} - 3_{1,3}$	31.0 (2.7)
158420.840	c-C ₃ HD	$4_{1,3} - 3_{2,2}$	19.8 (2.7)
158971.811	SO	$4_3 - 3_2$	327.8 (2.8)
160142.242	H ₂ CCO	$8_{1,8} - 7_{1,7}$	52.0 (2.8)
160827.880	SO ₂	$10_{0,10} - 9_{1,9}$	52.2 (2.8)
161297.246	NS	$4_{1,1,5} - 3_{1,-1,4}$	30.3 (3.2)
161298.411	NS	$4_{1,1,4} - 3_{1,-1,3}$	28.9 (3.2)
161301.747	NS	$4_{1,1,3} - 3_{1,-1,2}$	20.0 (3.2)
161634.073	H ₂ CCO	$8_{0,8} - 7_{0,7}$	26.6 (3.7)
161697.257	NS	$4_{1,-1,5} - 3_{1,1,4}$	36.0 (3.7)
161703.404	NS	$4_{1,-1,4} - 3_{1,1,3}$	26.0 (3.7)
162198.598	SO ⁺	$4_{-1,4} - 3_{1,3}$	18.8 (3.7)
162574.058	SO ⁺	$4_{1,4} - 3_{-1,3}$	18.5 (3.5)
163160.881	H ₂ CCO	$8_{1,7} - 7_{1,6}$	44.6 (3.3)
163423.797	U	-	23.1 (3.3)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
163753.389	HC ₃ N	18 – 17	202.5 (3.6)
165050.175	E-CH ₃ OH	1 _{1,0} – 1 _{0,0}	118.0 (4.6)
165061.130	E-CH ₃ OH	2 _{1,0} – 2 _{0,0}	154.1 (4.6)
165099.240	E-CH ₃ OH	3 _{1,0} – 3 _{0,0}	151.7 (4.6)
165143.387	U	–	28.0 (4.6)
165190.475	E-CH ₃ OH	4 _{1,0} – 4 _{0,0}	151.2 (4.6)
165225.451	SO ₂	7 _{1,7} – 6 _{0,6}	74.9 (4.6)
165369.341	E-CH ₃ OH	5 _{1,0} – 5 _{0,0}	110.7 (4.6)
166102.745	D ₂ CO	3 _{1,3} – 2 _{1,2}	161.3 (3.8)
166112.362	c-C ₃ HD	5 _{0,5} – 4 _{1,4}	35.7 (3.8)
166169.098	E-CH ₃ OH	7 _{1,0} – 7 _{0,0}	58.0 (3.8)
166250.124	c-C ₃ HD	5 _{1,5} – 4 _{0,4}	41.7 (3.8)
166662.346	CCS	13 ₁₂ – 12 ₁₁	26.5 (3.8)
166898.566	E-CH ₃ OH	8 _{1,0} – 8 _{0,0}	47.0 (4.1)
167910.516	H ₂ ³⁴ S	1 _{1,0} – 1 _{0,1}	60.6 (4.1)
167931.056	E-CH ₃ OH	9 _{1,0} – 9 _{0,0}	33.4 (4.1)
168088.618	CH ₃ CHO	9 _{1,9,1} – 8 _{1,8,1}	47.6 (4.2)
168093.444	CH ₃ CHO	9 _{1,9,0} – 8 _{1,8,0}	39.6 (4.2)
168406.783	CCS	13 ₁₃ – 12 ₁₂	23.0 (4.2)
168577.831	E-CH ₃ OH	4 _{1,0} – 3 _{2,0}	30.2 (4.3)
168762.762	H ₂ S	1 _{1,0} – 1 _{0,1}	554.2 (4.3)
169114.079	H ₂ CS	5 _{1,5} – 4 _{1,4}	137.8 (4.5)
169335.219	E-CH ₃ OH	10 _{1,0} – 10 _{0,0}	28.7 (4.5)
169753.449	CCS	13 ₁₄ – 12 ₁₃	27.8 (5.5)
169996.857	D ₂ CO	6 _{0,6} – 5 _{0,5}	30.7 (5.5)
170060.592	E-CH ₃ OH	3 _{2,0} – 2 _{1,0}	464.6 (6.4)
170267.494	OCS	14 – 13	48.0 (6.4)
170322.626	HC ¹⁸ O ⁺	2 – 1	152.3 (6.4)
170691.603	HCS ⁺	4 – 3	50.9 (6.4)
170891.152	U	–	59.8 (6.4)
170892.726	CH ₃ CCH	10 ₂ – 9 ₂	42.3 (6.4)
170902.518	CH ₃ CCH	10 ₁ – 9 ₁	90.1 (6.4)
170905.783	CH ₃ CCH	10 ₀ – 9 ₀	96.8 (6.4)
170991.133	U	–	45.3 (6.4)
171265.471	CH ₃ CHO	9 _{0,9,2} – 8 _{0,8,2}	44.4 (6.5)
171296.985	CH ₃ CHO	9 _{0,9,0} – 8 _{0,8,0}	51.7 (6.5)
171688.117	H ₂ CS	5 _{0,5} – 4 _{0,4}	73.3 (6.4)
172015.919	CH ₂ DOH	2 _{1,2,0} – 1 _{0,1,0}	35.7 (6.4)
172107.957	HC ¹⁵ N	2 – 1	83.4 (6.5)
172181.403	SO	4 ₄ – 3 ₃	314.6 (6.5)
172445.839	E-CH ₃ OH	7 _{0,0} – 6 _{1,0}	62.6 (6.5)
172677.851	H ¹³ CN	2 – 1	224.6 (6.8)
172849.300	HC ₃ N	19 – 18	167.3 (6.8)
173506.782	H ¹³ CO ⁺	2 – 1	1377.6 (7.3)
201341.362	HDCO	3 _{1,2} – 2 _{1,1}	99.4 (6.4)
202355.510	CH ₃ CN	11 _{0,0} – 10 _{0,0}	36.7 (5.4)
202924.054	H ₂ CS	6 _{1,6} – 5 _{1,5}	67.3 (4.6)
203389.912	U	–	43.2 (4.6)
205791.270	A-CH ₃ OH	1 _{1,+0} – 2 _{0,+0}	36.7 (4.2)
206131.626	H ₂ ¹³ CO	3 _{1,3} – 2 _{1,2}	131.5 (10.9)
206176.005	SO	5 ₄ – 4 ₃	211.9 (10.9)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiées ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_{λ}^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
208700.336	SO ₂	3 _{2,2} - 2 _{1,1}	22.0 (4.1)
209200.620	H ₂ CS	6 _{1,5} - 5 _{1,4}	48.4 (3.6)
209230.234	HC ₃ N	23 - 22	62.8 (3.6)
211211.468	H ₂ CO	3 _{1,3} - 2 _{1,2}	1006.4 (3.8)
212100.350	U	-	100.5 (5.3)
212811.184	H ₂ ¹³ CO	3 _{0,3} - 2 _{0,2}	25.1 (4.4)
213427.061	E-CH ₃ OH	1 _{1,0} - 0 _{0,0}	47.3 (4.0)
215220.653	SO	5 ₅ - 4 ₄	204.1 (4.9)
216112.582	DCO ⁺	3 - 2	315.0 (6.3)
216278.756	c-C ₃ H ₂	3 _{3,0,0} - 2 _{2,1,0}	56.1 (6.3)
216373.320	CCD	3 _{4,4} - 2 _{3,3}	36.5 (6.3)
216945.521	E-CH ₃ OH	5 _{1,0} - 4 _{2,0}	39.2 (6.9)
217104.919	SiO	5 ₀ - 4 ₀	170.9 (6.9)
217238.538	DCN	3 _{0,0} - 2 _{0,0}	131.1 (6.9)
217624.147	U	-	33.8 (6.2)
217822.148	c-C ₃ H ₂	6 _{1,6,0} - 5 _{0,5,0}	95.7 (6.2)
217940.046	c-C ₃ H ₂	5 _{1,4,0} - 4 _{2,3,0}	58.8 (7.3)
218222.192	H ₂ CO	3 _{0,3} - 2 _{0,2}	894.9 (7.3)
218440.063	E-CH ₃ OH	4 _{2,0} - 3 _{1,0}	148.4 (4.8)
218475.632	H ₂ CO	3 _{2,2} - 2 _{2,1}	161.4 (4.8)
218760.066	H ₂ CO	3 _{2,1} - 2 _{2,0}	167.2 (4.8)
219560.354	C ¹⁸ O	2 - 1	676.6 (4.5)
219798.274	HNCO	10 _{0,10} - 9 _{0,9}	32.9 (4.5)
219949.442	SO	5 ₆ - 4 ₅	305.3 (6.4)
220398.684	¹³ CO	2 - 1	1721.4 (6.4)
220404.899	H ₂ CN	3 _{2,2,4,5} - 2 _{2,1,4,4}	29.9 (3.3)
220709.354	H ₂ CN	3 _{2,1,10,4} - 2 _{2,0,11,3}	18.3 (3.3)
220745.739	H ₂ CN	3 _{2,1,21,2} - 2 _{2,0,21,1}	24.3 (3.3)
221191.661	D ₂ CO	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	37.7 (3.5)
221965.220	SO ₂	11 _{1,11} - 10 _{0,10}	197.0 (4.3)
222213.799	U	-	30.9 (4.3)
224327.250	H ₂ CCO	11 _{1,10} - 10 _{1,9}	17.8 (3.4)
224714.385	C ¹⁷ O	2 - 1	227.7 (3.3)
225697.775	H ₂ CO	3 _{1,2} - 2 _{1,1}	887.5 (3.3)
226359.871	CN	2 _{0,2,3} - 1 _{0,2,3}	51.0 (4.1)
226632.190	CN	2 _{0,2,2} - 1 _{0,1,2}	58.6 (4.0)
226659.558	CN	2 _{0,2,3} - 1 _{0,1,2}	131.2 (4.0)
226679.311	CN	2 _{0,2,2} - 1 _{0,1,1}	67.6 (4.0)
226874.781	CN	2 _{0,3,4} - 1 _{0,2,3}	299.9 (4.0)
226887.420	CN	2 _{0,3,2} - 1 _{0,2,2}	55.8 (4.0)
226892.128	CN	2 _{0,3,3} - 1 _{0,2,3}	52.5 (4.0)
227169.127	c-C ₃ H ₂	4 _{3,2,0} - 3 _{2,1,0}	39.5 (4.1)
227418.905	HC ₃ N	25 - 24	33.1 (3.9)
228910.481	DNC	3 - 2	102.4 (5.1)
229758.756	E-CH ₃ OH	8 _{-1,0} - 7 _{0,0}	128.4 (4.2)
230538.000	CO	2 - 1	3685.5 (4.8)
231321.828	NND ⁺	3 - 2	52.2 (5.6)
231410.234	D ₂ CO	4 _{0,4} - 3 _{0,3}	73.1 (5.6)
233650.441	D ₂ CO	4 _{2,3} - 3 _{2,2}	29.0 (3.9)
235151.720	SO ₂	4 _{2,2} - 3 _{1,3}	26.5 (3.8)
236102.086	D ₂ CO	4 _{2,2} - 3 _{2,1}	27.0 (3.5)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
236512.789	HC ₃ N	26 – 25	26.3 (4.4)
236727.020	H ₂ CS	7 _{1,7} – 6 _{1,6}	47.2 (4.4)
239133.313	CH ₃ CN	13 _{1,0} – 12 _{1,0}	5.5 (4.4)
239746.219	A-CH ₃ OH	5 _{1,+0} – 4 _{1,+0}	81.2 (4.0)
240185.794	H ₂ CCO	12 _{1,12} – 11 _{1,11}	22.0 (3.8)
240266.872	H ₂ CS	7 _{0,7} – 6 _{0,6}	34.1 (3.8)
241016.089	C ³⁴ S	5 ₀ – 4 ₀	92.8 (3.9)
241700.159	E-CH ₃ OH	5 _{0,0} – 4 _{0,0}	159.5 (6.6)
241767.234	E-CH ₃ OH	5 _{-1,0} – 4 _{-1,0}	486.9 (6.6)
241791.352	A-CH ₃ OH	5 _{0,+0} – 4 _{0,+0}	581.3 (6.6)
241833.106	A-CH ₃ OH	5 _{3,-0} – 4 _{3,-0}	48.3 (6.6)
241879.025	E-CH ₃ OH	5 _{1,0} – 4 _{1,0}	83.9 (6.6)
241904.147	E-CH ₃ OH	5 _{-2,0} – 4 _{-2,0}	147.1 (6.6)
243218.036	OCS	20 – 19	22.3 (3.9)
243915.788	A-CH ₃ OH	5 _{1,-0} – 4 _{1,-0}	91.6 (4.6)
244048.504	H ₂ CS	7 _{1,6} – 6 _{1,5}	33.6 (4.6)
244222.133	c-C ₃ H ₂	3 _{2,1,0} – 2 _{1,2,0}	26.1 (4.6)
244254.218	SO ₂	14 _{0,14} – 13 _{1,13}	28.5 (4.6)
245532.752	D ₂ CO	4 _{1,3} – 3 _{1,2}	31.2 (5.7)
246924.600	HDCO	4 _{1,4} – 3 _{1,3}	103.8 (4.6)
249054.368	c-C ₃ H ₂	5 _{2,3,0} – 4 _{3,2,0}	24.5 (3.5)
250506.853	A-CH ₃ OH	11 _{0,+0} – 10 _{1,+0}	45.8 (4.0)
251164.108	A-CH ₃ OH	10 _{3,-0} – 10 _{2,+0}	21.9 (3.9)
251197.152	U	–	47.1 (3.9)
251314.337	c-C ₃ H ₂	7 _{0,7,0} – 6 _{1,6,0}	52.5 (3.9)
251517.309	A-CH ₃ OH	8 _{3,-0} – 8 _{2,+0}	22.5 (3.9)
251527.302	c-C ₃ H ₂	6 _{2,5,0} – 5 _{1,4,0}	21.0 (3.9)
251641.787	A-CH ₃ OH	7 _{3,-0} – 7 _{2,+0}	26.6 (3.9)
251738.437	A-CH ₃ OH	6 _{3,-0} – 6 _{2,+0}	32.1 (3.9)
251825.770	SO	6 ₅ – 5 ₄	188.4 (3.9)
251866.524	A-CH ₃ OH	4 _{3,-0} – 4 _{2,+0}	66.1 (3.9)
251895.728	A-CH ₃ OH	6 _{3,+0} – 6 _{2,-0}	51.6 (3.9)
251905.729	A-CH ₃ OH	3 _{3,-0} – 3 _{2,+0}	35.2 (3.1)
251917.065	A-CH ₃ OH	3 _{3,+0} – 3 _{2,-0}	34.5 (3.1)
251923.701	A-CH ₃ OH	7 _{3,+0} – 7 _{2,-0}	36.5 (3.1)
251984.837	A-CH ₃ OH	8 _{3,+0} – 8 _{2,-0}	29.9 (3.1)
252090.409	A-CH ₃ OH	9 _{3,+0} – 9 _{2,-0}	24.5 (3.1)
252252.849	A-CH ₃ OH	10 _{3,+0} – 10 _{2,-0}	25.4 (3.1)
252485.675	A-CH ₃ OH	11 _{3,+0} – 11 _{2,-0}	20.2 (3.9)
254015.377	E-CH ₃ OH	2 _{0,0} – 1 _{-1,0}	86.6 (3.5)
254280.536	SO ₂	6 _{3,3} – 6 _{2,4}	23.0 (3.5)
254564.824	U	–	51.9 (3.5)
254699.500	HC ₃ N	28 – 27	31.7 (3.5)
255374.456	OCS	21 – 20	24.3 (3.8)
255479.389	HC ¹⁸ O ⁺	3 – 2	46.6 (6.7)
256585.538	HDCO	4 _{0,4} – 3 _{0,3}	124.7 (4.9)
257748.701	HDCO	4 _{2,3} – 3 _{2,2}	56.5 (6.4)
258156.996	HC ¹⁵ N	3 – 2	46.6 (7.4)
258255.826	SO	6 ₆ – 5 ₅	164.3 (7.4)
259011.798	H ₂ ¹³ CN	3 – 2	117.0 (6.3)
259034.910	HDCO	4 _{2,2} – 3 _{2,1}	39.1 (6.3)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_{λ}^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
260255.339	H^{13}CO^+	3 – 2	348.6 (6.7)
260518.009	SiO	6 ₀ – 5 ₀	104.2 (5.4)
261263.513	HN^{13}C	3 – 2	46.6 (4.1)
261805.675	E- CH_3OH	2 _{1,0} – 1 _{0,0}	152.9 (4.6)
261843.721	SO	6 ₇ – 5 ₆	303.6 (4.6)
262006.482	CCH	3 _{4,3} – 2 _{3,2}	374.0 (7.5)
262067.469	CCH	3 _{3,2} – 2 _{2,1}	259.7 (7.5)
263748.625	HNCO	12 _{0,12} – 11 _{0,11}	23.4 (3.8)
263792.308	HC_3N	29 – 28	25.6 (3.8)
265289.562	E- CH_3OH	6 _{1,0} – 5 _{2,0}	26.1 (3.8)
265759.438	c- C_3H_2	4 _{4,1,0} – 3 _{3,0,0}	42.5 (4.1)
265886.434	HCN	3 – 2	1384.3 (4.1)
266838.148	E- CH_3OH	5 _{2,0} – 4 _{1,0}	200.1 (3.7)
267403.471	E- CH_3OH	9 _{0,0} – 8 _{1,0}	41.9 (4.4)
267557.626	HCO^+	3 – 2	2383.8 (5.6)
268292.020	HD CO	4 _{1,3} – 3 _{1,2}	116.6 (4.5)
270521.931	H_2CS	8 _{1,8} – 7 _{1,7}	54.4 (5.0)
271529.014	SO_2	7 _{2,6} – 6 _{1,5}	35.0 (4.6)
271981.142	HNC	3 _{0,0} – 2 _{0,0}	723.2 (7.1)
272884.746	HC_3N	30 – 29	37.5 (5.2)
274762.112	H_2^{13}CO	4 _{1,4} – 3 _{1,3}	37.6 (6.5)
276059.988	D_2CO	5 _{1,5} – 4 _{1,4}	43.4 (6.0)
278304.512	E- CH_3OH	9 _{-1,0} – 8 _{0,0}	115.4 (6.7)
278887.661	H_2CS	8 _{1,7} – 7 _{1,6}	61.2 (4.9)
279511.701	NNH^+	3 – 2	873.4 (6.9)
281526.929	H_2CO	4 _{1,4} – 3 _{1,3}	1143.8 (7.0)
281762.600	SO_2	15 _{1,15} – 14 _{0,14}	44.5 (7.0)
291237.766	H_2CO	4 _{2,3} – 3 _{2,2}	243.7 (6.3)
291380.442	H_2CO	4 _{3,2} – 3 _{3,1}	295.7 (6.3)
291948.067	H_2CO	4 _{2,2} – 3 _{2,1}	266.9 (5.5)
292672.889	A- CH_3OH	6 _{1,-0} – 5 _{1,-0}	157.1 (5.6)
293126.515	H_2^{13}CO	4 _{1,3} – 3 _{1,2}	40.7 (6.2)
293912.086	CS	6 ₀ – 5 ₀	1257.3 (7.4)
302912.979	A- CH_3OH	12 _{0,+0} – 11 _{1,+0}	70.3 (6.4)
303366.921	A- CH_3OH	1 _{1,-0} – 1 _{0,+0}	155.1 (6.5)
303866.570	U	-	185.2 (6.4)
303918.859	U	-	145.6 (7.7)
304077.844	SO	7 ₈ – 6 ₇	398.3 (7.7)
304208.348	A- CH_3OH	2 _{1,-0} – 2 _{0,+0}	207.7 (7.7)
304307.709	H_2CS	9 _{1,9} – 8 _{1,8}	36.9 (7.7)
304494.300	$^{13}\text{CH}_3\text{OH}$	2 _{1,1,-0} – 2 _{0,2,+0}	22.7 (5.4)
305206.219	DNC	4 – 3	54.7 (6.1)
305473.491	A- CH_3OH	3 _{1,-0} – 3 _{0,+0}	214.5 (6.2)
307165.924	A- CH_3OH	4 _{1,-0} – 4 _{0,+0}	116.2 (6.0)
308418.200	HD CO	5 _{1,5} – 4 _{1,4}	44.8 (5.8)
309290.765	E- CH_3OH	10 _{-3,0} – 11 _{2,0}	111.8 (6.1)
319769.680	HD CO	5 _{0,5} – 4 _{0,4}	55.2 (11.0)
328671.521	U	-	134.6 (19.9)
329330.545	C^{18}O	3 – 2	1212.8 (19.9)
330587.960	^{13}CO	3 – 2	2410.3 (16.3)
331502.319	A- CH_3OH	11 _{1,-0} – 11 _{0,+0}	74.9 (13.2)

TABLE B.1. : Catalogue des raies identifiés ($> 5\sigma$) du relevé spectral IRAM 30m. Les intensités sont exprimées en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Molécule	Nombres Quantiques	T_{pic} (mK)
335096.78	HDCO	$5_{1,4} - 4_{1,3}$	97.9 (13.1)
335582.017	A-CH ₃ OH	$7_{1,+0} - 6_{1,+0}$	99.6 (10.2)
336865.149	A-CH ₃ OH	$12_{1,-0} - 12_{0,+0}$	42.9 (8.3)
337061.130	C ¹⁷ O	$3 - 2$	389.0 (8.2)
337396.459	C ³⁴ S	$7_0 - 6_0$	70.1 (7.2)
338083.195	H ₂ CS	$10_{1,10} - 9_{1,9}$	40.9 (7.2)
338124.488	E-CH ₃ OH	$7_{0,0} - 6_{0,0}$	140.0 (7.2)
338344.588	E-CH ₃ OH	$7_{-1,0} - 6_{-1,0}$	375.6 (7.2)
338408.698	A-CH ₃ OH	$7_{0,+0} - 6_{0,+0}$	446.3 (8.6)
338512.853	A-CH ₃ OH	$7_{2,-0} - 6_{2,-0}$	49.8 (8.6)
338540.826	A-CH ₃ OH	$7_{3,+0} - 6_{3,+0}$	69.2 (8.6)
338614.936	E-CH ₃ OH	$7_{1,0} - 6_{1,0}$	90.4 (8.6)
338721.693	E-CH ₃ OH	$7_{2,0} - 6_{2,0}$	169.1 (8.6)
340031.549	CN	$3_{0,3,4} - 2_{0,2,3}$	122.0 (10.8)
340247.770	CN	$3_{0,4,5} - 2_{0,3,4}$	240.1 (10.8)
340714.155	SO	$8_7 - 7_6$	161.6 (9.5)
341415.615	A-CH ₃ OH	$7_{1,-0} - 6_{1,-0}$	124.5 (10.2)
342522.128	D ₂ CO	$6_{0,6} - 5_{0,5}$	76.8 (10.3)
342729.796	A-CH ₃ OH	$13_{1,-0} - 13_{0,+0}$	46.1 (10.3)
342882.850	CS	$7_0 - 6_0$	946.0 (10.3)
343325.713	H ₂ ¹³ CO	$5_{1,5} - 4_{1,4}$	56.7 (10.3)
344310.612	SO	$8_8 - 7_7$	118.8 (16.6)
345338.538	SO ₂	$13_{2,12} - 12_{1,11}$	100.9 (12.2)
345795.990	CO	$3 - 2$	6170.6 (18.3)
346528.481	SO	$8_9 - 7_8$	222.7 (17.6)
346998.340	H ¹³ CO ⁺	$4 - 3$	311.5 (17.6)
347330.581	SiO	$8_0 - 7_0$	63.1 (17.6)
349337.706	CCH	$4_{5,5} - 3_{4,4}$	248.3 (16.6)
349399.276	CCH	$4_{4,4} - 3_{3,3}$	193.2 (19.1)

PARAMÈTRES SPECTROSCOPIQUES ET OBSERVATIONNELS DES TRANSITIONS MOLÉCULAIRES ÉTUDIÉES DU RELEVÉ SPECTRAL IRAM 30M

C.1 Famille de l'Oxygène

TABLE C.1. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de ^{13}CO en unités de température d'antenne T_{A}^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-7} s^{-1})	Flux (K km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)
110201.354	1 – 0	5.3	0.6	7.92 (0.79)	–11.3 (0)	1.4 (0.5)	5275 (10)
220398.684	2 – 1	15.9	6.1	11.38 (2.28)	–10.8 (0)	5.3 (2.7)	2007 (15)
330587.965	3 – 2	31.7	21.9	10.87 (3.27)	–11.1 (0)	4.5 (1.8)	2292 (46)

TABLE C.2. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de C^{18}O en unités de température d'antenne T_{A}^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-7} s^{-1})	Flux (K km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)
109782.173	1 – 0	5.3	0.6	1.99 (0.61)	–11.1 (0)	1.3 (0.5)	1415 (4)
219560.354	2 – 1	15.8	6	3.71 (0.74)	–11.0 (0)	4.6 (2.7)	762 (5)
329330.552	3 – 2	31.6	21.7	4.72 (1.42)	–11.1 (0)	3.2 (1.8)	1375 (23)

TABLE C.3. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de HCO en unités de température d'antenne T_{A}^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
86670.76	$1_{0,1,1.5,2} - 0_{0,0,0.5,1}$	4.2	0.5	35 (4)	–11.1 (0.7)	1.5 (0.7)	23 (1)	NL
86708.36	$1_{0,1,1.5,1} - 0_{0,0,0.5,0}$	4.2	0.5	50 (5)	–11 (0.7)	1.5 (0.7)	31 (1)	NL
86777.46	$1_{0,1,0.5,1} - 0_{0,0,0.5,1}$	4.2	0.5	20 (3)	–11 (0.7)	1.2 (0.7)	16 (2)	NL

TABLE C.4. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de H^{13}CO^+ en unités de température d'antenne T_{A}^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (K km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
86754.288	1 – 0	4.2	3.8	1.04 (0.1)	–11.2 (0.7)	1.6 (0.7)	602 (2)	NL
				0.16 (0.02)	–11.3 (0.7)	8.1 (1.1)	19 (2)	BL
173506.782	2 – 1	12.5	36.8	1.55 (0.23)	–11.1 (0.3)	1.1 (0.3)	1273 (30)	NL
				0.36 (0.06)	–11.1 (0.4)	3.3 (0.8)	103 (32)	BL
260255.339	3 – 2	25	132.9	1.9 (0.38)	–11.2 (2.3)	4.6 (2.3)	392 (7)	NL
346998.336	4 – 3	41.6	326.7	1.11 (0.34)	–11.4 (1.7)	2.6 (1.7)	402 (16)	NL

TABLE C.5. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de DCO⁺ en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (K km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
72039.241	1 _{0,0,0} - 0 _{0,0,1}	3.5	2.2	1.05 (0.11)	-11.4 (0.8)	1.1 (0.8)	932 (28)	NL
72039.303	1 _{0,0,2} - 0 _{0,0,1}	3.5	2.2	1.05 (0.11)	-11.1 (0.8)	1.1 (0.8)	931 (28)	NL
72039.350	1 _{0,0,1} - 0 _{0,0,1}	3.5	2.2	1.05 (0.11)	-10.9 (0.8)	1.1 (0.8)	930 (27)	NL
144077.214	2 _{0,0,1} - 1 _{0,0,1}	10.4	8.8	1.83 (0.28)	-11.2 (0.4)	1.1 (0.4)	1525 (4)	NL
144077.262	2 _{0,0,1} - 1 _{0,0,2}	10.4	0.6	1.83 (0.28)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	1525 (4)	NL
144077.28	2 _{0,0,3} - 1 _{0,0,2}	10.4	21	1.84 (0.28)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	1525 (3)	NL
144077.285	2 _{0,0,2} - 1 _{0,0,1}	10.4	15.8	1.85 (0.28)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	1519 (3)	NL
144077.324	2 _{0,0,1} - 1 _{0,0,0}	10.4	11.7	1.84 (0.28)	-11 (0.4)	1.1 (0.4)	1525 (3)	NL
144077.333	2 _{0,0,2} - 1 _{0,0,2}	10.4	5.3	1.84 (0.28)	-11 (0.4)	1.1 (0.4)	1525 (3)	NL
216112.518	3 _{0,0,2} - 2 _{0,0,2}	20.7	11.8	1.69 (0.34)	-11.2 (2.8)	3.5 (2.8)	454 (29)	NL
216112.571	3 _{0,0,2} - 2 _{0,0,3}	20.7	0.3	1.7 (0.34)	-11.1 (2.8)	3.5 (2.8)	454 (29)	NL
216112.577	3 _{0,0,4} - 2 _{0,0,3}	20.7	76.1	1.7 (0.34)	-11.1 (2.8)	3.5 (2.8)	453 (27)	NL
216112.580	3 _{0,0,3} - 2 _{0,0,2}	20.7	67.6	1.7 (0.34)	-11.1 (2.8)	3.5 (2.8)	454 (29)	NL
216112.589	3 _{0,0,2} - 2 _{0,0,1}	20.7	63.9	1.69 (0.34)	-11.1 (2.8)	3.5 (2.8)	455 (30)	NL
216112.632	3 _{0,0,3} - 2 _{0,0,3}	20.7	8.5	1.7 (0.34)	-11.1 (2.8)	3.5 (2.8)	454 (27)	NL

TABLE C.6. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de HOCO⁺ en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (K km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
85531.512	4 _{0,4} - 3 _{0,3}	10.3	1.3	21 (4)	-11.1 (0.7)	2.7 (1)	7 (1)	NL
106913.563	5 _{0,5} - 4 _{0,4}	15.4	2.6	15 (2)	-11.1 (0.6)	1.7 (0.6)	8 (1)	NL
149675.871	7 _{0,7} - 6 _{0,6}	28.7	7.3	28 (5)	-12.1 (0.4)	2.7 (0.5)	9 (1)	NL

TABLE C.7. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de H₂CO en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
72837.948	1 _{0,1} - 0 _{0,0}	3.5	0.8	1019 (103)	-11.2 (0.8)	1.4 (0.8)	680 (15)	NL
				899 (92)	-12.5 (0.8)	4.0 (0.8)	211 (18)	BL
				2976 (299)	-12.9 (0.8)	10.9 (0.9)	256 (15)	eBL
145602.949	2 _{0,2} - 1 _{0,1}	10.5	7.8	1234 (185)	-11.2 (0.4)	2.0 (0.4)	574 (9)	NL
				3439 (516)	-10.9 (0.4)	7.1 (0.4)	456 (13)	BL
				3117 (468)	-12.8 (0.4)	14.8 (0.5)	197 (14)	eBL
211211.468	3 _{1,3} - 2 _{1,2}	16.9	22.7	4917 (984)	-10.7 (2.8)	6.2 (2.8)	747 (15)	BL
				4685 (938)	-12.1 (2.8)	14.7 (2.9)	300 (15)	eBL
218222.192	3 _{0,3} - 2 _{0,2}	21.0	28.1	4127 (826)	-11.1 (2.7)	5.8 (2.7)	672 (20)	BL
				3931 (788)	-12.9 (2.8)	13.0 (2.8)	285 (21)	eBL
218475.632	3 _{2,2} - 2 _{2,1}	68.1	15.7	620 (126)	-10.7 (2.8)	5.5 (2.8)	107 (18)	BL
				769 (158)	-12.1 (2.8)	12.6 (3.3)	57 (18)	eBL
218760.066	3 _{2,1} - 2 _{2,0}	68.1	15.7	1013 (204)	-10.9 (2.7)	6.7 (2.8)	142 (8)	BL
				571 (121)	-12.3 (2.9)	19.9 (4.2)	27 (8)	eBL
225697.775	3 _{1,2} - 2 _{1,1}	18.3	27.7	4629 (926)	-10.5 (2.7)	6.4 (2.7)	681 (12)	BL
				3379 (676)	-10.7 (2.7)	15.2 (2.7)	209 (13)	eBL
281526.929	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	30.4	58.7	4825 (965)	-11.2 (2.1)	5.3 (2.1)	863 (19)	BL
				5162 (1033)	-10.6 (2.1)	13.2 (2.2)	366 (20)	eBL
291237.767	4 _{2,3} - 3 _{2,2}	82.1	52.0	891 (180)	-10.6 (2.1)	4.6 (2.1)	182 (23)	BL
				950 (194)	-8.4 (2.2)	9.4 (2.2)	95 (22)	eBL

TABLE C.7. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de H₂CO en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
291380.488	4 _{3,2} - 3 _{3,1}	125.8	30.4	2249 (451)	-12.2 (2.1)	8.0 (2.1)	264 (19)	BL
				931 (192)	-7.1 (2.7)	15.7 (2.6)	56 (14)	eBL
291384.264	4 _{3,1} - 3 _{3,0}	125.8	30.4	2255 (452)	-8.3 (2.1)	8.0 (2.1)	265 (21)	BL
				911 (189)	-3.1 (2.9)	15.4 (2.7)	56 (16)	eBL
291948.068	4 _{2,2} - 3 _{2,1}	82.1	52.4	1092 (220)	-10.6 (2.1)	4.6 (2.1)	225 (11)	BL
				665 (138)	-7.9 (2.2)	11.4 (2.3)	55 (10)	eBL

TABLE C.8. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de H₂¹³CO en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
137449.950	2 _{1,2} - 1 _{1,1}	21.7	4.9	71 (11)	-11.1 (0.4)	1.4 (0.4)	48 (3)	NL
				174 (27)	-11.9 (0.5)	6.3 (0.9)	26 (3)	BL
				39 (12)	-12.7 (0.8)	17.0 (2.4)	11 (3)	eBL
141983.740	2 _{0,2} - 1 _{0,1}	10.2	7.3	36 (6)	-11.3 (0.4)	1.3 (0.4)	25 (3)	NL
				150 (23)	-11.9 (0.4)	7.1 (0.7)	20 (2)	BL
146635.672	2 _{1,1} - 1 _{1,0}	22.4	6.0	60 (9)	-11.3 (0.4)	1.4 (0.4)	41 (2)	NL
				173 (26)	-11.8 (0.4)	5.9 (0.8)	27 (4)	BL
				150 (24)	-11.9 (0.6)	14.3 (2.7)	10 (4)	eBL
206131.626	3 _{1,3} - 2 _{1,2}	31.6	21.1	892 (186)	-10.8 (2.9)	6.4 (3.0)	130 (9)	BL
212811.184	3 _{0,3} - 2 _{0,2}	20.4	26.1	201 (48)	-12.4 (2.9)	7.5 (3.1)	25 (3)	BL
274762.112	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	44.8	54.7	259 (58)	-11.1 (2.2)	7.0 (2.5)	35 (4)	BL
293126.515	4 _{1,3} - 3 _{1,2}	47.0	66.4	222 (52)	-9.8 (2.1)	4.9 (2.2)	42 (6)	BL
343325.713	5 _{1,5} - 4 _{1,4}	61.3	111.8	290 (98)	-10.8 (1.8)	4.8 (2.1)	57 (10)	BL

TABLE C.9. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de HDCO en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
128812.860	2 _{0,2} - 1 _{0,1}	9.3	5.4	389 (58)	-11.1 (0.5)	1.1 (0.5)	347 (7)	NL
				339 (51)	-11.2 (0.5)	3.6 (0.5)	89 (7)	BL
134284.830	2 _{1,1} - 1 _{1,0}	17.6	4.6	254 (38)	-11.3 (0.4)	1.3 (0.4)	181 (5)	NL
				244 (37)	-11.7 (0.4)	4.6 (0.5)	49 (4)	BL
201341.362	3 _{1,2} - 2 _{1,1}	27.3	19.7	608 (127)	-11.4 (3.0)	5.5 (3.0)	104 (6)	BL
246924.600	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	37.6	39.6	559 (114)	-10.8 (2.4)	4.8 (2.4)	110 (5)	BL
256585.538	4 _{0,4} - 3 _{0,3}	30.8	47.4	748 (151)	-11.1 (2.3)	5.2 (2.3)	136 (4)	BL
257748.701	4 _{2,3} - 3 _{2,2}	62.8	36.1	361 (77)	-10.5 (2.3)	5.8 (2.4)	59 (5)	BL
259034.910	4 _{2,2} - 3 _{2,1}	62.9	36.6	265 (61)	-10.8 (2.4)	6.4 (2.6)	39 (5)	BL
268292.020	4 _{1,3} - 3 _{1,2}	40.2	50.9	630 (128)	-11.1 (2.2)	5.0 (2.3)	119 (5)	BL

TABLE C.10. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de D₂CO en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
110837.830	2 _{1,2} - 1 _{1,1}	13.4	2.6	104 (11)	-11.0 (0.5)	1.4 (0.5)	70 (2)	NL
116688.420	2 _{0,2} - 1 _{0,1}	8.4	4.0	423 (56)	-11.0 (0.5)	1.5 (0.5)	267 (25)	NL

TABLE C.10. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de D₂CO en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
166102.745	3 _{1,3} - 2 _{1,2}	21.3	11.0	219 (33)	-11.1 (0.4)	1.2 (0.4)	166 (3)	NL
221191.661	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	32.0	28.5	182 (39)	-11.4 (2.7)	4.3 (2.7)	40 (3)	BL
231410.234	4 _{0,4} - 3 _{0,3}	27.9	34.7	358 (75)	-10.9 (2.6)	3.7 (2.6)	91 (9)	BL
233650.441	4 _{2,3} - 3 _{2,2}	49.6	26.9	173 (40)	-10.8 (2.6)	4.8 (2.7)	34 (4)	BL
236102.086	4 _{2,2} - 3 _{2,1}	49.8	27.7	140 (32)	-11.0 (2.6)	3.7 (3.3)	35 (13)	BL
245532.752	4 _{1,3} - 3 _{1,2}	34.9	39.0	141 (35)	-11.3 (2.5)	4.3 (2.5)	31 (5)	BL
276059.988	5 _{1,5} - 4 _{1,4}	45.2	58.0	234 (53)	-11.6 (2.2)	4.9 (2.3)	45 (5)	BL
291745.747	5 _{2,4} - 4 _{2,3}	63.6	59.9	105 (28)	-10.7 (2.1)	3.4 (2.2)	29 (6)	BL
306397.738	5 _{1,4} - 4 _{1,3}	49.6	79.3	138 (40)	-11.9 (2.1)	5.5 (2.4)	23 (5)	BL
342522.128	6 _{0,6} - 5 _{0,5}	58.1	116.6	289 (91)	-11.5 (1.8)	3.0 (1.8)	90 (10)	BL

TABLE C.11. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de H₂CCO en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
80832.117	4 _{0,4} - 3 _{0,3}	9.7	0.6	31 (8)	-11.3 (0.7)	1.5 (0.8)	20 (4)	NL
81586.230	4 _{1,3} - 3 _{1,2}	22.8	0.5	33 (7)	-11.3 (0.7)	1.4 (0.8)	22 (3)	NL
100094.514	5 _{1,5} - 4 _{1,4}	27.5	1.0	48 (6)	-11.2 (0.6)	1.5 (0.6)	29 (2)	NL
101981.429	5 _{1,4} - 4 _{1,3}	27.7	1.1	35 (5)	-11.3 (0.6)	1.8 (0.6)	18 (1)	NL
140127.474	7 _{1,7} - 6 _{1,6}	40.0	3.0	25 (5)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.5)	21 (3)	NL
				85 (14)	-11.1 (0.5)	5.4 (1.1)	15 (3)	BL
141438.067	7 _{0,7} - 6 _{0,6}	27.2	3.1	36 (7)	-11.0 (0.4)	1.9 (0.5)	18 (2)	NL
142768.945	7 _{1,6} - 6 _{1,5}	40.5	3.1	45 (7)	-11.2 (0.4)	1.2 (0.4)	34 (2)	NL
				112 (18)	-11.3 (0.5)	6.7 (0.7)	16 (2)	BL
160142.242	8 _{1,8} - 7 _{1,7}	47.6	4.5	44 (7)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	37 (2)	NL
				122 (20)	-12.0 (0.4)	7.2 (0.8)	16 (1)	eBL
161634.073	8 _{0,8} - 7 _{0,7}	34.9	4.7	18 (5)	-11.3 (0.4)	1.1 (0.5)	16 (5)	NL
				86 (16)	-11.4 (0.7)	6.1 (2.7)	13 (4)	BL
163160.881	8 _{1,7} - 7 _{1,6}	48.3	4.7	28 (6)	-11.1 (0.4)	1.0 (0.4)	26 (4)	NL
				133 (23)	-11.5 (0.4)	5.5 (0.7)	23 (3)	BL
203940.225	10 _{1,9} - 9 _{1,8}	66.9	9.4	69 (30)	-10.6 (3.0)	4.5 (3.1)	14 (3)	BL
220177.569	11 _{1,11} - 10 _{1,10}	76.5	11.9	41 (29)	-11.7 (3.0)	3.3 (3.5)	12 (6)	BL
222197.635	11 _{0,11} - 10 _{0,10}	64.0	12.3	77 (41)	-11.3 (2.9)	7.1 (3.6)	10 (3)	eBL
224327.250	11 _{1,10} - 10 _{1,9}	77.7	12.6	69 (27)	-10.8 (2.7)	4.5 (2.9)	15 (3)	BL
240185.794	12 _{1,12} - 11 _{1,11}	88.0	15.5	143 (39)	-11.7 (2.5)	7.0 (2.7)	19 (1)	eBL
244712.269	12 _{1,11} - 11 _{1,10}	89.4	16.4	50 (31)	-10.6 (2.5)	3.9 (3.2)	12 (5)	BL
262548.207	13 _{0,13} - 12 _{0,12}	88.2	20.5	47 (38)	-10.5 (2.8)	6.9 (4.8)	6 (3)	eBL
265095.049	13 _{1,12} - 12 _{1,11}	102.1	21.0	50 (27)	-11.1 (2.4)	5.2 (3.2)	9 (3)	BL

TABLE C.12. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃OH-A en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
95169.391	8 _{0,+0} - 7 _{1,+0}	83.5	0.2	580 (59)	-14.6 (0.7)	13.2 (0.8)	41 (3)	eBL
95914.310	2 _{1,+0} - 1 _{1,+0}	21.4	0.2	59 (8)	-10.7 (0.6)	2.8 (0.8)	20 (4)	NL
				213 (23)	-13.1 (0.7)	7.0 (0.7)	28 (3)	BL
96741.371	2 _{0,+0} - 1 _{0,+0}	7.0	0.3	369 (38)	-11.1 (0.6)	1.4 (0.6)	253 (11)	NL
				1231 (124)	-12.5 (0.6)	5.2 (0.7)	223 (9)	BL

TABLE C.12. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃OH-A en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
97582.798	2 _{1,-,0} - 1 _{1,-,0}	21.6	0.3	26 (3)	-11.3 (0.6)	1.8 (0.7)	14 (2)	NL
				201 (20)	-12.1 (0.6)	5.7 (0.7)	33 (3)	BL
				131 (15)	-13.8 (1.0)	14.6 (2.6)	8 (3)	eBL
132621.824	6 _{2,-,0} - 7 _{1,-,0}	86.5	0.4	46 (9)	-10.3 (0.5)	4.0 (0.7)	11 (1)	BL
				143865.795	3 _{1,+0} - 2 _{1,+0}	28.3	1.1	81 (13)
				310 (47)	-11.8 (0.4)	6.0 (0.6)	48 (4)	BL
				266 (41)	-13.6 (0.6)	13.0 (1.4)	19 (5)	eBL
				144878.576	3 _{1,-,1} - 2 _{1,-,1}	339.2	1.1	20 (6)
145103.185	3 _{0,+0} - 2 _{0,+0}	13.9	1.2	586 (88)	-11.2 (0.4)	1.2 (0.4)	442 (9)	NL
				989 (149)	-12.7 (0.4)	4.3 (0.5)	216 (16)	BL
				5424 (814)	-10.9 (0.4)	14.9 (0.8)	343 (14)	eBL
146368.328	3 _{1,-,0} - 2 _{1,-,0}	28.6	1.1	66 (10)	-11.2 (0.4)	1.3 (0.4)	50 (2)	NL
				494 (74)	-12.0 (0.4)	5.6 (0.4)	83 (3)	BL
				341 (52)	-13.6 (0.5)	14.0 (1.2)	23 (3)	eBL
146618.697	9 _{0,+0} - 8 _{1,+0}	104.4	0.8	747 (113)	-11.9 (0.4)	7.9 (0.4)	89 (2)	eBL
156127.544	6 _{2,+0} - 7 _{1,+0}	86.5	0.7	51 (9)	-10.3 (0.4)	3.5 (0.5)	14 (1)	BL
156602.395	2 _{1,+0} - 3 _{0,+0}	21.4	0.9	210 (32)	-10.8 (0.4)	5.4 (0.4)	36 (1)	BL
201445.493	5 _{2,+0} - 6 _{1,+0}	72.5	1.3	132 (63)	-9.5 (3.1)	6.8 (3.6)	18 (5)	BL
205791.270	1 _{1,+0} - 2 _{0,+0}	16.8	6.3	231 (59)	-11.0 (2.9)	6.9 (3.0)	31 (3)	BL
231281.110	10 _{2,-,0} - 9 _{3,-,0}	165.3	1.8	79 (38)	-10.7 (2.7)	4.6 (3.0)	16 (4)	BL
232418.521	10 _{2,+0} - 9 _{3,+0}	165.4	1.9	81 (27)	-12.2 (2.7)	6.9 (3.4)	11 (3)	BL
234683.370	4 _{2,-,0} - 5 _{1,-,0}	60.9	1.8	100 (37)	-11.9 (2.6)	6.3 (2.9)	15 (3)	BL
239746.219	5 _{1,+0} - 4 _{1,+0}	49.1	5.7	489 (103)	-11.0 (2.5)	6.8 (2.5)	68 (3)	BL
241791.352	5 _{0,+0} - 4 _{0,+0}	34.8	6.0	2353 (472)	-11.4 (2.5)	6.5 (2.5)	340 (14)	BL
				1982 (400)	-12.8 (2.5)	14.4 (2.6)	129 (15)	eBL
241832.718	5 _{3,+0} - 4 _{3,+0}	84.6	3.9	296 (73)	-11.0 (2.5)	6.5 (2.6)	43 (4)	BL
241833.106	5 _{3,-,0} - 4 _{3,-,0}	84.6	3.9	301 (70)	-10.5 (2.5)	6.5 (2.6)	43 (3)	BL
241842.284	5 _{2,-,0} - 4 _{2,-,0}	72.5	5.1	228 (46)	-11.2 (2.5)	6.4 (2.5)	33 (0)	BL
243915.788	5 _{1,-,0} - 4 _{1,-,0}	49.7	6.0	336 (78)	-11.0 (2.5)	5.6 (2.7)	56 (16)	BL
				279 (83)	-12.5 (2.9)	12.6 (4.8)	21 (17)	eBL
247228.587	4 _{2,+0} - 5 _{1,+0}	60.9	2.2	68 (35)	-10.6 (2.5)	5.4 (3.1)	12 (3)	BL
249887.467	14 _{3,-,0} - 14 _{2,+0}	293.5	8.2	70 (33)	-9.4 (2.5)	5.8 (3.0)	11 (3)	BL
250291.181	13 _{3,-,0} - 13 _{2,+0}	261.0	8.2	57 (24)	-11.9 (2.5)	5.9 (2.9)	9 (2)	BL
250506.853	11 _{0,+0} - 10 _{1,+0}	153.1	4.2	255 (52)	-10.7 (2.4)	6.6 (2.4)	36 (1)	BL
250635.200	12 _{3,-,0} - 12 _{2,+0}	230.8	8.2	71 (26)	-11.8 (2.5)	6.0 (2.8)	11 (2)	BL
250924.398	11 _{3,-,0} - 11 _{2,+0}	203.0	8.2	65 (29)	-10.7 (2.5)	4.9 (2.8)	13 (3)	BL
251359.888	9 _{3,-,0} - 9 _{2,+0}	154.3	8.1	105 (33)	-11.0 (2.4)	5.8 (2.6)	17 (3)	BL
251517.309	8 _{3,-,0} - 8 _{2,+0}	133.4	7.9	132 (40)	-10.3 (2.5)	7.4 (3.1)	17 (2)	BL
251641.787	7 _{3,-,0} - 7 _{2,+0}	114.8	7.8	115 (31)	-10.3 (2.4)	5.4 (2.5)	20 (2)	BL
251738.437	6 _{3,-,0} - 6 _{2,+0}	98.5	7.5	152 (37)	-10.4 (2.4)	5.2 (2.4)	27 (2)	BL
251866.524	4 _{3,-,0} - 4 _{2,+0}	73.0	6.1	513 (110)	-11.5 (2.4)	10.4 (2.6)	46 (3)	eBL
251984.837	8 _{3,+0} - 8 _{2,-,0}	133.4	8.0	133 (34)	-10.6 (2.4)	5.4 (2.5)	23 (2)	BL
252090.409	9 _{3,+0} - 9 _{2,-,0}	154.2	8.1	116 (33)	-10.2 (2.4)	5.3 (2.5)	21 (2)	BL
252252.849	10 _{3,+0} - 10 _{2,-,0}	177.5	8.3	104 (30)	-11.0 (2.4)	4.8 (2.5)	20 (3)	BL
252485.675	11 _{3,+0} - 11 _{2,-,0}	203.0	8.4	91 (33)	-10.4 (2.4)	5.7 (2.7)	15 (3)	BL
253221.376	13 _{3,+0} - 13 _{2,-,0}	261.0	8.5	66 (28)	-10.7 (2.4)	4.6 (2.6)	14 (3)	BL
256228.714	17 _{3,+0} - 17 _{2,-,0}	404.8	9.0	65 (39)	-10.1 (2.7)	5.6 (4.7)	11 (4)	BL
257402.086	18 _{3,+0} - 18 _{2,-,0}	446.5	9.1	57 (31)	-11.5 (2.4)	4.4 (2.7)	12 (4)	BL
279351.887	11 _{2,-,0} - 10 _{3,-,0}	190.9	3.5	42 (24)	-10.0 (2.2)	4.0 (2.7)	10 (3)	BL
281000.109	11 _{2,+0} - 10 _{3,+0}	190.9	3.5	101 (34)	-11.1 (2.2)	4.4 (2.3)	22 (3)	BL
292672.889	6 _{1,-,0} - 5 _{1,-,0}	63.7	10.6	530 (112)	-10.9 (2.0)	4.2 (2.1)	118 (6)	BL

TABLE C.12. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃OH-A en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
302912.979	12 _{0,+0} - 11 _{1,+0}	180.9	7.6	362 (99)	-5.2 (2.5)	15.1 (2.9)	23 (3)	eBL
303366.921	1 _{1,-0} - 1 _{0,+0}	16.9	22.6	310 (78)	-10.6 (2.0)	4.9 (2.0)	59 (4)	BL
304208.348	2 _{1,-0} - 2 _{0,+0}	21.6	21.1	829 (175)	-10.3 (2.0)	6.5 (2.0)	120 (4)	BL
				678 (142)	-10.5 (2.0)	4.9 (2.0)	130 (7)	BL
305473.491	3 _{1,-0} - 3 _{0,+0}	28.6	16.3	535 (129)	-8.0 (2.1)	14.6 (2.6)	34 (7)	eBL
				645 (136)	-10.5 (2.0)	4.6 (2.0)	131 (16)	BL
307165.924	4 _{1,-0} - 4 _{0,+0}	38.0	16.5	506 (119)	-8.6 (2.1)	9.9 (2.3)	48 (16)	eBL
				563 (124)	-10.4 (2.0)	6.0 (2.0)	88 (5)	BL
309290.360	5 _{1,-0} - 5 _{0,+0}	49.7	16.8	140 (64)	-2.8 (2.5)	7.4 (4.1)	18 (4)	eBL
				285 (71)	-10.2 (2.0)	4.4 (2.2)	60 (25)	BL
				241 (78)	-11.4 (2.4)	9.2 (4.2)	25 (26)	eBL
331502.319	11 _{1,-0} - 11 _{0,+0}	169.0	19.6	230 (98)	-10.6 (1.8)	4.1 (1.9)	53 (7)	BL
335582.017	7 _{1,+0} - 6 _{1,+0}	79.0	16.3	293 (111)	-11.1 (1.8)	3.8 (1.8)	72 (7)	BL
336865.149	12 _{1,-0} - 12 _{0,+0}	197.1	20.3	179 (86)	-11.3 (1.8)	5.4 (2.1)	31 (5)	BL
337297.484	7 _{1,+1} - 6 _{1,+1}	390.0	16.5	80 (35)	-10.3 (2.4)	4.8 (4.6)	16 (7)	BL
338408.698	7 _{0,+0} - 6 _{0,+0}	65.0	17.0	820 (251)	-11.5 (1.8)	3.8 (1.8)	200 (13)	BL
				1444 (442)	-11.9 (1.8)	11.0 (1.9)	123 (13)	eBL
338486.322	7 _{5,+0} - 6 _{5,+0}	202.9	8.4	98 (69)	-12.3 (1.9)	5.0 (2.4)	18 (5)	BL
	7 _{5,-0} - 6 _{5,-0}			104 (72)	-12.4 (1.9)	5.5 (2.5)	18 (5)	BL
338512.632	7 _{4,-0} - 6 _{4,-0}	145.3	11.5	185 (80)	-10.4 (1.8)	4.7 (2.0)	37 (5)	BL
338512.644	7 _{4,+0} - 6 _{4,+0}	145.3	11.5	182 (81)	-10.4 (1.8)	4.6 (2.0)	37 (5)	BL
338512.853	7 _{2,-0} - 6 _{2,-0}	102.7	15.7	180 (79)	-10.2 (1.8)	4.6 (2.0)	37 (5)	BL
338540.826	7 _{3,+0} - 6 _{3,+0}	114.8	13.9	290 (108)	-11.7 (1.8)	5.4 (1.9)	50 (5)	BL
338543.152	7 _{3,-0} - 6 _{3,-0}	114.8	13.9	293 (109)	-9.6 (1.8)	5.4 (1.9)	51 (5)	BL
338639.802	7 _{2,+0} - 6 _{2,+0}	102.7	15.7	124 (73)	-11.0 (1.8)	4.8 (2.1)	24 (5)	BL
341415.615	7 _{1,-0} - 6 _{1,-0}	80.1	17.1	180 (84)	-11.0 (1.8)	3.3 (2.1)	52 (28)	BL
				312 (137)	-10.6 (1.9)	7.9 (3.2)	37 (28)	eBL
342729.796	13 _{1,-0} - 13 _{0,+0}	227.5	21.1	202 (97)	-10.6 (1.8)	4.8 (2.5)	40 (7)	BL

TABLE C.13. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃OH-E en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
84521.172	5 _{-1,0} - 4 _{0,0}	32.5	0.2	224 (23)	-11.2 (0.7)	1.0 (0.7)	218 (6)	NL
				1091 (109)	-12.7 (0.7)	5.2 (0.7)	198 (3)	BL
				1187 (119)	-14.0 (0.7)	15.1 (0.8)	74 (3)	eBL
96739.358	2 _{-1,0} - 1 _{-1,0}	4.6	0.3	326 (38)	-11.1 (0.6)	1.4 (0.6)	225 (27)	NL
96744.545	2 _{0,0} - 1 _{0,0}	12.2	0.3	109 (12)	-11.6 (0.6)	2.3 (0.6)	44 (2)	NL
96755.501	2 _{1,0} - 1 _{1,0}	20.1	0.3	56 (7)	-11.4 (0.6)	3.1 (0.7)	17 (2)	NL
				220 (23)	-12.4 (0.6)	9.0 (0.8)	23 (2)	eBL
108893.945	0 _{0,0} - 1 _{-1,0}	5.2	1.5	37 (5)	-11.1 (0.5)	1.1 (0.5)	32 (3)	NL
				160 (17)	-11.9 (0.5)	4.3 (0.6)	35 (3)	BL
				286 (30)	-13.5 (0.6)	11.2 (0.8)	24 (3)	eBL
132890.759	6 _{-1,0} - 5 _{0,0}	46.4	0.8	1178 (177)	-12.5 (0.4)	5.3 (0.5)	208 (6)	BL
				974 (148)	-14.1 (0.5)	15.3 (1.0)	60 (6)	eBL
145097.435	3 _{-1,0} - 2 _{-1,0}	11.6	1.1	402 (63)	-11.2 (0.4)	1.1 (0.4)	339 (19)	NL
				3854 (580)	-12.3 (0.4)	7.4 (0.5)	486 (12)	BL
145126.191	3 _{2,0} - 2 _{2,0}	28.3	0.7	126 (19)	-11.3 (0.4)	1.8 (0.4)	64 (2)	NL
				706 (106)	-11.6 (0.4)	8.9 (0.4)	74 (2)	eBL
145126.386	3 _{-2,0} - 2 _{-2,0}	31.9	0.7	115 (18)	-10.9 (0.4)	1.7 (0.4)	62 (4)	NL

TABLE C.13. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃OH-E en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
				96 (15)	-12.2 (0.6)	4.5 (0.9)	20 (6)	BL
145131.864	3 _{1,0} - 2 _{1,0}	27.1	1.1	51 (11)	-10.9 (0.4)	9.6 (0.5)	62 (5)	eBL
				45 (7)	-11.3 (0.4)	1.1 (0.4)	37 (3)	NL
				562 (85)	-12.3 (0.4)	6.1 (0.5)	87 (4)	BL
145766.227	16 _{0,0} - 16 _{-1,0}	319.7	0.8	41 (9)	-10.0 (0.6)	6.4 (1.1)	6 (1)	BL
150141.672	14 _{0,0} - 14 _{-1,0}	248.2	1.0	38 (10)	-10.7 (0.5)	4.2 (0.9)	9 (2)	BL
153281.282	12 _{0,0} - 12 _{-1,0}	185.9	1.3	43 (9)	-10.4 (0.4)	2.9 (0.6)	14 (2)	BL
154425.832	11 _{0,0} - 11 _{-1,0}	158.2	1.4	80 (13)	-10.6 (0.4)	4.5 (0.6)	17 (1)	BL
155320.895	10 _{0,0} - 10 _{-1,0}	132.7	1.5	83 (14)	-10.7 (0.4)	5.4 (0.8)	14 (1)	BL
155997.524	9 _{0,0} - 9 _{-1,0}	109.6	1.7	138 (22)	-10.9 (0.4)	5.2 (0.4)	25 (1)	BL
156488.902	8 _{0,0} - 8 _{-1,0}	88.7	1.8	102 (16)	-10.7 (0.4)	3.5 (0.7)	27 (7)	BL
				105 (18)	-11.1 (0.8)	10.2 (5.9)	10 (7)	eBL
156828.517	7 _{0,0} - 7 _{-1,0}	70.2	1.9	139 (21)	-10.9 (0.4)	3.4 (0.4)	38 (2)	BL
				187 (29)	-11.0 (0.4)	11.3 (0.9)	16 (2)	eBL
157048.617	6 _{0,0} - 6 _{-1,0}	54.0	2.0	147 (22)	-10.9 (0.4)	3.1 (0.4)	44 (4)	BL
				295 (45)	-11.5 (0.4)	9.0 (0.8)	31 (4)	eBL
157178.987	5 _{0,0} - 5 _{-1,0}	40.0	2.0	108 (17)	-11.0 (0.4)	2.6 (0.6)	40 (17)	NL
				160 (25)	-11.1 (0.4)	5.1 (1.7)	29 (13)	BL
				319 (49)	-11.8 (0.5)	11.2 (1.2)	27 (8)	eBL
157246.062	4 _{0,0} - 4 _{-1,0}	28.4	2.1	19 (3)	-11.5 (0.4)	0.9 (0.4)	21 (3)	NL
				181 (27)	-10.9 (0.4)	2.9 (0.4)	59 (3)	BL
				537 (81)	-11.5 (0.4)	9.7 (0.5)	52 (2)	eBL
157276.019	2 _{0,0} - 2 _{-1,0}	12.2	2.2	107 (16)	-11.3 (0.4)	1.6 (0.4)	62 (2)	NL
165050.175	1 _{1,0} - 1 _{0,0}	15.5	2.4	71 (12)	-11.2 (0.4)	1.2 (0.4)	55 (4)	NL
				533 (81)	-12.0 (0.4)	6.9 (0.4)	72 (2)	BL
165061.130	2 _{1,0} - 2 _{0,0}	20.1	2.3	42 (7)	-11.3 (0.4)	0.9 (0.4)	46 (7)	NL
				219 (34)	-11.5 (0.4)	3.3 (0.5)	62 (7)	BL
				594 (90)	-11.8 (0.4)	9.2 (0.6)	61 (7)	eBL
165099.240	3 _{1,0} - 3 _{0,0}	27.1	2.3	59 (10)	-11.2 (0.4)	1.2 (0.4)	48 (7)	NL
				269 (41)	-11.5 (0.4)	4.0 (0.7)	64 (11)	BL
				535 (82)	-12.0 (0.4)	9.7 (1.3)	52 (13)	eBL
165190.475	4 _{1,0} - 4 _{0,0}	36.4	2.3	50 (9)	-11.4 (0.4)	1.1 (0.4)	45 (9)	NL
				201 (31)	-11.3 (0.4)	3.3 (0.6)	57 (9)	BL
				573 (87)	-11.6 (0.4)	9.4 (0.9)	57 (8)	eBL
165369.341	5 _{1,0} - 5 _{0,0}	48.0	2.3	15 (5)	-11.4 (0.4)	0.8 (0.5)	18 (6)	NL
				251 (39)	-11.2 (0.4)	3.6 (0.5)	66 (7)	BL
				343 (54)	-12.2 (0.5)	8.7 (0.8)	37 (7)	eBL
166169.098	7 _{1,0} - 7 _{0,0}	78.2	2.3	190 (30)	-11.3 (0.4)	6.4 (0.9)	28 (6)	BL
166898.566	8 _{1,0} - 8 _{0,0}	96.7	2.3	202 (32)	-11.0 (0.4)	4.5 (0.4)	42 (2)	BL
167931.056	9 _{1,0} - 9 _{0,0}	117.6	2.3	150 (24)	-10.4 (0.4)	4.3 (0.5)	33 (2)	BL
168577.831	4 _{1,0} - 3 _{2,0}	36.4	0.4	48 (10)	-10.9 (0.4)	2.9 (0.9)	15 (4)	NL
				117 (21)	-11.6 (0.7)	8.6 (1.9)	13 (4)	BL
170060.592	3 _{2,0} - 2 _{1,0}	28.3	2.6	333 (51)	-11.2 (0.3)	1.2 (0.3)	260 (6)	NL
				1433 (216)	-11.9 (0.3)	6.9 (0.4)	195 (4)	BL
172445.839	7 _{0,0} - 6 _{1,0}	70.2	1.2	244 (41)	-11.2 (0.4)	8.2 (1.1)	28 (5)	eBL
213427.061	1 _{1,0} - 0 _{0,0}	15.5	3.4	286 (68)	-11.5 (2.8)	7.0 (2.9)	38 (3)	BL
216945.521	5 _{1,0} - 4 _{2,0}	48.0	1.2	402 (113)	-10.4 (2.9)	13.7 (3.3)	28 (3)	eBL
217886.504	20 _{1,0} - 20 _{0,0}	500.5	3.4	98 (55)	-11.0 (2.9)	5.9 (3.5)	16 (5)	BL
218440.063	4 _{2,0} - 3 _{1,0}	37.6	4.7	688 (143)	-10.7 (2.8)	6.1 (3.0)	106 (72)	BL
				203 (63)	-15.4 (11.5)	8.8 (11.5)	22 (37)	eBL
229758.756	8 _{-1,0} - 7 _{0,0}	81.2	4.2	509 (106)	-11.2 (2.6)	5.6 (2.6)	86 (7)	BL

TABLE C.13. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃OH-E en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
232945.797	10 _{-3,0} - 11 _{-2,0}	182.5	2.1	318 (81)	-14.1 (2.9)	14.8 (3.5)	20 (6)	eBL
240241.490	5 _{3,0} - 6 _{2,0}	74.6	1.4	76 (41)	-10.2 (2.8)	8.0 (4.1)	9 (3)	BL
				54 (28)	-10.9 (2.7)	5.1 (3.7)	10 (7)	BL
				36 (39)	-18.3 (10.0)	10.9 (19.5)	3 (2)	eBL
241179.886	5 _{-3,1} - 4 _{-3,1}	349.5	3.8	67 (32)	-11.0 (2.6)	5.9 (3.1)	11 (3)	BL
241700.159	5 _{0,0} - 4 _{0,0}	40.0	6.0	828 (169)	-11.2 (2.5)	6.5 (2.5)	119 (5)	BL
				368 (90)	-15.9 (2.9)	17.9 (3.3)	19 (4)	eBL
241767.234	5 _{-1,0} - 4 _{-1,0}	32.5	5.8	1677 (337)	-11.2 (2.5)	6.2 (2.5)	252 (12)	BL
				2053 (413)	-13.6 (2.5)	13.0 (2.5)	148 (12)	eBL
241843.604	5 _{3,0} - 4 _{3,0}	74.6	3.9	229 (46)	-9.5 (2.5)	6.3 (2.5)	34 (1)	BL
241852.299	5 _{-3,0} - 4 _{-3,0}	89.6	3.9	147 (49)	-12.4 (2.6)	7.9 (3.0)	18 (3)	BL
241879.025	5 _{1,0} - 4 _{1,0}	48.0	6.0	461 (99)	-11.1 (2.5)	6.1 (2.5)	71 (4)	BL
241904.147	5 _{-2,0} - 4 _{-2,0}	52.8	5.1	619 (130)	-11.5 (2.5)	5.8 (2.6)	101 (28)	BL
				302 (80)	-13.4 (3.3)	10.4 (3.7)	27 (28)	eBL
241904.643	5 _{2,0} - 4 _{2,0}	49.2	5.0	653 (136)	-10.9 (2.5)	5.9 (2.6)	105 (21)	BL
				278 (78)	-12.9 (3.2)	11.8 (4.6)	22 (21)	eBL
242446.084	14 _{-1,0} - 13 _{-2,0}	241.0	2.3	53 (29)	-9.4 (2.6)	5.4 (3.4)	9 (3)	BL
247161.950	16 _{2,0} - 15 _{3,0}	330.2	2.6	79 (49)	-7.4 (3.1)	11.0 (5.5)	7 (2)	BL
254015.377	2 _{0,0} - 1 _{-1,0}	12.2	1.9	566 (120)	-12.2 (2.4)	7.9 (2.4)	67 (3)	BL
261704.409	12 _{6,0} - 13 _{5,0}	351.9	1.8	45 (13)	-10.4 (2.4)	3.5 (3.7)	12 (5)	BL
261805.675	2 _{1,0} - 1 _{0,0}	20.1	5.6	436 (95)	-11.6 (2.3)	6.3 (2.3)	65 (4)	BL
				2519 (512)	-4.4 (2.3)	37.4 (2.7)	63 (2)	eBL
265289.562	6 _{1,0} - 5 _{2,0}	61.9	2.6	141 (30)	-11.1 (2.3)	5.8 (2.4)	23 (2)	BL
266838.148	5 _{2,0} - 4 _{1,0}	49.2	7.7	569 (117)	-11.3 (2.2)	5.0 (2.3)	107 (16)	BL
				605 (127)	-11.1 (2.3)	11.3 (2.8)	50 (16)	eBL
267403.471	9 _{0,0} - 8 _{1,0}	109.6	4.7	115 (40)	-10.5 (5.2)	5.1 (22.4)	21 (263)	BL
				115 (47)	-12.2 (42.6)	8.1 (17.5)	13 (214)	eBL
268743.954	9 _{-5,0} - 10 _{-4,0}	220.5	1.8	35 (25)	-11.7 (2.4)	3.9 (2.7)	8 (3)	BL
278304.512	9 _{-1,0} - 8 _{0,0}	102.1	7.7	366 (82)	-11.7 (2.2)	4.7 (2.2)	73 (9)	BL
				351 (93)	-9.1 (2.5)	12.5 (3.0)	26 (9)	eBL
278599.037	14 _{4,0} - 15 _{3,0}	331.8	3.6	89 (35)	-12.8 (2.3)	7.2 (2.9)	12 (2)	BL
337135.853	3 _{3,0} - 4 _{2,0}	53.7	1.6	85 (61)	-11.1 (3.7)	5.2 (5.8)	16 (5)	BL
337642.478	7 _{1,1} - 6 _{1,1}	348.4	16.5	79 (53)	-12.0 (1.9)	4.8 (2.3)	15 (4)	BL
337643.915	7 _{0,1} - 6 _{0,1}	357.5	16.9	84 (53)	-10.7 (1.9)	5.0 (2.2)	16 (4)	BL
338124.488	7 _{0,0} - 6 _{0,0}	70.2	16.9	532 (166)	-11.5 (1.8)	5.0 (1.8)	100 (5)	BL
338344.588	7 _{-1,0} - 6 _{-1,0}	62.7	16.6	769 (236)	-11.4 (1.8)	3.9 (1.8)	187 (12)	BL
				1172 (362)	-12.1 (1.8)	11.3 (1.9)	98 (12)	eBL
338559.963	7 _{-3,0} - 6 _{-3,0}	119.8	14.0	128 (74)	-10.6 (1.9)	5.3 (2.2)	23 (5)	BL
338614.936	7 _{1,0} - 6 _{1,0}	78.2	17.1	382 (132)	-11.1 (1.8)	5.4 (1.8)	66 (5)	BL
338721.693	7 _{2,0} - 6 _{2,0}	79.4	15.5	311 (109)	-11.4 (1.8)	3.6 (1.9)	81 (29)	BL
				332 (129)	-10.7 (1.9)	7.8 (2.8)	40 (30)	eBL
338722.898	7 _{-2,0} - 6 _{-2,0}	83.0	15.7	300 (111)	-10.4 (1.8)	3.6 (2.0)	78 (41)	BL
				321 (134)	-9.7 (2.0)	7.4 (3.3)	41 (42)	eBL

TABLE C.14. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
94405.163	$2_{-1,2,0} - 1_{-1,1,0}$	12.4	0.2	98 (10)	-11.3 (0.7)	1.3 (1.0)	5 (3)	NL
94407.129	$2_{0,2,+0} - 1_{0,1,+0}$	6.8	0.3	93 (10)	-11.0 (0.7)	9.6 (1.0)	9 (0)	eBL
95208.660	$2_{1,1,-0} - 1_{1,0,-0}$	21.4	0.2	43 (7)	-11.7 (0.6)	2.9 (0.7)	14 (2)	NL
141597.059	$3_{-1,3,0} - 2_{-1,2,0}$	19.2	1.0	115 (19)	-12.3 (0.6)	9.3 (1.4)	12 (1)	eBL
141602.528	$3_{0,3,+0} - 2_{0,2,+0}$	13.6	1.2	18 (5)	-11.0 (0.4)	1.2 (0.5)	14 (3)	NL
				83 (15)	-11.7 (0.5)	5.9 (0.9)	13 (2)	BL
156379.367	$2_{0,2,0} - 2_{-1,2,0}$	19.9	2.2	56 (10)	-10.6 (0.5)	6.3 (0.8)	8 (1)	BL
168676.499	$3_{2,1,0} - 2_{1,1,0}$	35.9	2.5	46 (11)	-11.0 (0.5)	4.1 (1.0)	11 (2)	BL
235881.170	$5_{0,5,0} - 4_{0,4,0}$	47.1	5.6	51 (32)	-9.3 (2.8)	6.2 (3.6)	8 (3)	BL
235938.220	$5_{-1,5,0} - 4_{-1,4,0}$	39.6	5.4	89 (39)	-11.4 (2.7)	8.8 (3.5)	10 (2)	BL
235960.370	$5_{0,5,+0} - 4_{0,4,+0}$	34.0	5.6	90 (28)	-12.5 (2.7)	8.6 (3.2)	10 (2)	eBL
235997.230	$5_{3,2,-0} - 4_{3,1,-0}$	84.0	3.6	96 (36)	-10.2 (2.6)	6.6 (3.0)	14 (3)	eBL
235997.230	$5_{3,3,+0} - 4_{3,2,+0}$	84.0	3.6	94 (35)	-10.2 (2.6)	6.2 (2.9)	14 (3)	eBL
236049.520	$5_{2,3,+0} - 4_{2,2,+0}$	71.8	4.8	59 (29)	-10.4 (2.7)	5.7 (3.1)	10 (3)	BL
254321.721	$4_{2,2,+0} - 5_{1,5,+0}$	60.5	2.3	78 (33)	-13.1 (2.5)	8.4 (3.3)	9 (2)	eBL
255214.891	$7_{3,5,+0} - 7_{2,6,-0}$	113.5	8.1	38 (22)	-11.7 (2.4)	4.2 (3.1)	8 (3)	BL
263113.343	$5_{2,3,0} - 4_{1,3,0}$	56.3	7.4	62 (33)	-7.8 (2.5)	6.8 (3.3)	9 (2)	eBL
283116.430	$6_{0,6,+0} - 5_{0,5,+0}$	47.6	9.9	89 (67)	-11.9 (2.5)	6.7 (4.0)	13 (5)	eBL
283442.303	$2_{-2,1,0} - 3_{-1,3,0}$	32.8	1.8	391 (124)	-12.5 (3.0)	14.3 (5.8)	16 (4)	eBL
304494.300	$2_{1,1,-0} - 2_{0,2,+0}$	21.4	32.4	86 (43)	-11.2 (2.0)	4.0 (2.2)	20 (5)	BL
330535.222	$7_{2,5,0} - 6_{2,4,0}$	85.8	14.4	316 (168)	-9.6 (2.0)	8.4 (2.6)	36 (7)	eBL
330535.890	$7_{-2,6,0} - 6_{-2,5,0}$	89.4	14.6	295 (161)	-9.2 (1.9)	7.6 (2.5)	37 (7)	eBL

TABLE C.15. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH_2DOH en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
85296.727	$1_{1,0,0} - 1_{0,1,0}$	6.2	0.4	18 (3)	-11.1 (0.7)	1.6 (0.7)	10 (1)	BL
86668.751	$2_{1,1,0} - 2_{0,2,0}$	10.6	0.5	10 (2)	-11.1 (0.7)	1.3 (0.8)	8 (2)	BL
88073.074	$2_{1,2,0} - 1_{1,1,0}$	10.4	0.1	13 (3)	-11.3 (0.7)	2.0 (0.8)	6 (1)	NL
89407.817	$2_{0,2,0} - 1_{0,1,0}$	6.4	0.2	23 (4)	-11.5 (0.7)	2.3 (0.7)	10 (1)	BL
91586.845	$4_{1,3,0} - 4_{0,4,0}$	25.8	0.5	44 (7)	-11.2 (0.7)	3.7 (0.8)	11 (1)	NL
98031.213	$4_{0,4,0} - 3_{1,3,0}$	21.4	0.2	33 (4)	-11.5 (0.6)	2.3 (0.7)	13 (1)	NL
99672.139	$6_{1,5,0} - 6_{0,6,0}$	49.8	0.6	19 (3)	-11.3 (0.6)	1.5 (0.6)	12 (1)	BL
108586.337	$1_{0,1,1} - 2_{1,2,0}$	15.6	0.5	8 (3)	-10.7 (0.6)	1.5 (0.8)	5 (2)	BL
128656.035	$1_{1,1,0} - 0_{0,0,0}$	6.2	1.0	21 (5)	-11.4 (0.5)	1.2 (0.6)	16 (4)	BL
132093.628	$3_{1,3,0} - 2_{1,2,0}$	16.7	0.6	43 (7)	-10.9 (0.5)	2.6 (0.5)	15 (1)	NL
132489.637	$3_{1,3,1} - 2_{1,2,1}$	29.2	0.9	16 (4)	-10.1 (0.5)	1.4 (0.6)	10 (2)	BL
133872.705	$3_{0,3,2} - 2_{0,2,2}$	31.2	0.9	19 (5)	-11.4 (0.5)	2.1 (0.7)	9 (2)	BL
134065.381	$3_{0,3,0} - 2_{0,2,0}$	12.9	0.7	72 (11)	-11.3 (0.6)	5.5 (1.1)	12 (2)	NL
				28 (5)	-11.2 (0.4)	1.0 (0.5)	25 (2)	BL
136151.142	$3_{1,2,0} - 2_{1,1,0}$	17.1	0.7	27 (5)	-11.7 (0.4)	1.3 (0.5)	20 (3)	BL
				42 (10)	-10.2 (1.0)	5.5 (1.8)	7 (2)	NL
159438.711	$2_{0,2,2} - 3_{1,2,0}$	24.8	0.2	14 (4)	-11.0 (0.4)	1.7 (0.6)	8 (2)	NL
161602.516	$3_{1,3,1} - 4_{0,4,0}$	29.2	0.9	52 (11)	-11.0 (0.6)	5.9 (2.0)	8 (1)	NL
172015.919	$2_{1,2,0} - 1_{0,1,0}$	10.4	2.2	71 (15)	-10.9 (0.5)	3.8 (0.8)	17 (4)	NL
237249.907	$7_{2,5,0} - 7_{1,6,0}$	76.4	8.1	32 (19)	-12.4 (2.6)	4.6 (2.7)	6 (1)	NL
240187.202	$6_{2,4,0} - 6_{1,5,0}$	61.3	7.7	163 (37)	-10.3 (2.5)	6.1 (2.5)	25 (2)	NL
243225.990	$5_{2,3,0} - 5_{1,4,0}$	48.4	6.7	89 (25)	-9.5 (2.6)	6.0 (3.1)	14 (3)	NL
253637.057	$4_{2,2,1} - 3_{1,2,2}$	48.0	6.0	103 (34)	-10.2 (2.6)	7.2 (3.5)	13 (4)	NL

TABLE C.15. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₂DOH en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
255647.816	3 _{2,2,0} - 3 _{1,3,0}	29.0	6.3	154 (39)	-10.9 (2.4)	6.7 (2.7)	21 (4)	NL
256731.552	4 _{1,4,0} - 3 _{0,3,0}	25.2	6.9	101 (28)	-11.2 (2.4)	4.4 (2.8)	22 (6)	NL
257895.673	4 _{2,3,1} - 3 _{1,3,2}	48.0	6.3	89 (33)	-10.5 (2.4)	4.2 (2.8)	20 (7)	NL
264017.721	6 _{1,6,0} - 5 _{1,5,0}	48.4	5.8	131 (32)	-9.9 (2.3)	5.3 (2.5)	23 (4)	NL
265509.198	6 _{1,6,2} - 5 _{1,5,2}	67.5	7.5	70 (21)	-10.7 (2.3)	4.2 (2.6)	16 (4)	NL
267031.234	6 _{0,6,1} - 5 _{0,5,1}	58.4	7.5	50 (19)	-10.3 (2.3)	4.7 (2.6)	10 (2)	NL
267634.613	6 _{0,6,0} - 5 _{0,5,0}	45.0	6.3	155 (38)	-10.9 (2.3)	4.4 (2.3)	33 (5)	NL
268012.863	6 _{2,5,0} - 5 _{2,4,0}	61.2	5.4	111 (30)	-10.7 (2.3)	6.9 (2.4)	15 (1)	NL
268059.704	6 _{2,4,1} - 5 _{2,3,1}	71.6	7.1	71 (24)	-11.9 (2.4)	5.2 (3.0)	13 (4)	NL
269886.317	6 _{1,5,2} - 5 _{1,4,2}	68.2	7.9	50 (15)	-10.2 (2.3)	3.7 (2.6)	12 (4)	NL
270299.931	7 _{2,6,0} - 7 _{1,7,0}	76.2	8.8	102 (33)	-11.5 (2.3)	5.7 (2.4)	17 (3)	NL
270734.570	6 _{1,5,1} - 5 _{1,4,1}	62.0	7.8	72 (25)	-11.3 (2.3)	4.5 (2.6)	15 (4)	NL
272098.060	6 _{1,5,0} - 5 _{1,4,0}	49.8	6.4	96 (28)	-9.9 (2.3)	5.1 (2.6)	18 (4)	NL
275510.466	8 _{2,7,0} - 8 _{1,8,0}	93.3	9.4	75 (24)	-11.9 (2.2)	3.7 (2.3)	19 (3)	NL

TABLE C.16. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de HCOOH en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
86546.185	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	13.6	0.6	11 (3)	-11.1 (0.7)	1.7 (1.0)	6 (2)	NL
89579.172	4 _{0,4} - 3 _{0,3}	10.8	0.7	11 (3)	-11.4 (0.7)	1.5 (0.8)	7 (2)	NL
93098.355	4 _{1,3} - 3 _{1,2}	14.4	0.8	16 (4)	-11.2 (0.7)	1.8 (0.8)	8 (2)	NL
108126.700	5 _{1,5} - 4 _{1,4}	18.8	1.3	14 (4)	-11.5 (0.6)	1.8 (0.7)	8 (2)	NL
111746.790	5 _{0,5} - 4 _{0,4}	16.1	1.4	18 (6)	-10.7 (0.6)	1.7 (0.8)	10 (3)	NL
151176.248	7 _{1,7} - 6 _{1,6}	32.2	3.7	10 (4)	-11.3 (0.4)	1.2 (0.6)	8 (3)	NL
155617.851	7 _{0,7} - 6 _{0,6}	30.0	4.1	12 (4)	-10.8 (0.4)	1.4 (0.5)	8 (2)	NL

TABLE C.17. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃CHO en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
74891.677	4 _{1,4,0} - 3 _{1,3,0}	11.3	1.2	57 (10)	-11.3 (0.8)	1.1 (0.8)	49 (8)	NL
79099.313	4 _{1,3,2} - 3 _{1,2,2}	11.8	1.5	15 (5)	-11.4 (0.8)	1.1 (0.8)	12 (4)	NL
				191 (23)	-12.7 (0.8)	7.9 (1.0)	23 (2)	BL
79150.166	4 _{1,3,0} - 3 _{1,2,0}	11.8	1.5	107 (17)	-12.4 (0.9)	4.4 (1.0)	23 (4)	BL
93580.909	5 _{1,5,0} - 4 _{1,4,0}	15.7	2.5	35 (5)	-11.3 (0.6)	1.4 (0.7)	23 (2)	NL
				132 (15)	-12.3 (0.7)	7.4 (0.9)	17 (2)	BL
93595.235	5 _{1,5,1} - 4 _{1,4,1}	15.8	2.5	34 (4)	-11.1 (0.6)	1.2 (0.6)	27 (2)	NL
				108 (12)	-12.8 (0.7)	7.0 (0.8)	15 (1)	BL
95947.437	5 _{0,5,2} - 4 _{0,4,2}	13.9	2.8	165 (19)	-12.2 (0.6)	6.4 (0.8)	24 (2)	BL
95963.459	5 _{0,5,0} - 4 _{0,4,0}	13.8	2.8	31 (5)	-11.0 (0.6)	1.0 (0.6)	29 (3)	NL
				135 (16)	-13.1 (0.6)	5.5 (0.7)	23 (1)	BL
96274.252	5 _{2,4,0} - 4 _{2,3,0}	22.9	2.4	19 (3)	-11.3 (0.6)	1.6 (0.7)	11 (2)	NL
				66 (8)	-12.6 (0.8)	7.7 (1.3)	8 (1)	BL
96371.791	5 _{3,2,0} - 4 _{3,1,0}	34.3	1.9	14 (3)	-10.8 (0.6)	1.3 (0.7)	10 (2)	NL
96425.614	5 _{2,4,1} - 4 _{2,3,1}	22.9	2.4	19 (3)	-11.2 (0.6)	1.4 (0.7)	12 (2)	NL
				60 (8)	-11.3 (0.7)	6.5 (1.6)	9 (2)	BL
96475.524	5 _{2,3,2} - 4 _{2,2,2}	23.0	2.4	22 (3)	-11.1 (0.6)	1.5 (0.6)	14 (1)	NL

TABLE C.17. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃CHO en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
				63 (8)	-12.5 (0.7)	8.2 (0.9)	7 (1)	BL
96632.663	5 _{2,3,0} - 4 _{2,2,0}	23.0	2.4	31 (4)	-10.8 (0.6)	1.8 (0.8)	16 (8)	NL
98863.314	5 _{1,4,2} - 4 _{1,3,2}	16.6	3.0	39 (5)	-11.2 (0.6)	1.4 (0.6)	26 (2)	NL
				149 (16)	-12.5 (0.6)	7.7 (0.7)	18 (1)	BL
98900.945	5 _{1,4,0} - 4 _{1,3,0}	16.5	3.0	33 (4)	-11.1 (0.6)	1.3 (0.6)	25 (1)	NL
				141 (15)	-12.1 (0.6)	6.1 (0.6)	22 (1)	BL
101892.414	3 _{1,3,0} - 2 _{0,2,0}	7.7	0.4	20 (4)	-11.3 (0.6)	1.8 (0.7)	11 (2)	NL
112248.716	6 _{1,6,0} - 5 _{1,5,0}	21.1	4.5	42 (6)	-11.0 (0.5)	1.3 (0.6)	30 (4)	NL
				145 (17)	-13.2 (0.6)	5.8 (0.8)	23 (2)	BL
112254.508	6 _{1,6,1} - 5 _{1,5,1}	21.2	4.5	56 (8)	-11.1 (0.5)	1.5 (0.6)	35 (6)	NL
				95 (13)	-13.0 (0.7)	4.4 (1.0)	20 (2)	BL
114940.175	6 _{0,6,2} - 5 _{0,5,2}	19.5	5.0	79 (12)	-11.1 (0.5)	1.3 (0.6)	55 (10)	NL
114959.902	6 _{0,6,0} - 5 _{0,5,0}	19.4	5.0	193 (30)	-11.9 (0.6)	7.0 (1.3)	26 (4)	BL
115493.923	6 _{2,5,0} - 5 _{2,4,0}	28.5	4.5	92 (20)	-11.2 (0.5)	2.2 (0.7)	39 (7)	BL
115695.051	6 _{2,5,1} - 5 _{2,4,1}	28.5	4.4	96 (21)	-11.1 (0.6)	2.5 (0.8)	36 (7)	BL
116118.135	6 _{2,4,0} - 5 _{2,3,0}	28.5	4.6	179 (38)	-10.3 (0.6)	3.0 (1.2)	57 (13)	BL
130891.821	7 _{1,7,0} - 6 _{1,6,0}	27.4	7.3	47 (10)	-11.4 (0.5)	1.5 (0.5)	29 (4)	NL
130892.749	7 _{1,7,1} - 6 _{1,6,1}	27.5	7.3	51 (10)	-11.2 (0.5)	1.2 (0.5)	35 (4)	NL
133830.492	7 _{0,7,2} - 6 _{0,6,2}	25.9	7.9	51 (8)	-11.1 (0.4)	1.2 (0.5)	39 (3)	NL
				128 (21)	-12.3 (0.5)	6.0 (0.7)	20 (2)	BL
133854.098	7 _{0,7,0} - 6 _{0,6,0}	25.8	7.9	53 (9)	-11.0 (0.4)	1.3 (0.5)	39 (3)	NL
				142 (23)	-12.2 (0.5)	6.6 (0.7)	20 (2)	BL
134694.446	7 _{2,6,0} - 6 _{2,5,0}	34.9	7.4	75 (12)	-11.0 (0.4)	2.6 (0.5)	28 (2)	BL
134895.606	7 _{2,6,1} - 6 _{2,5,1}	34.9	7.3	75 (12)	-10.9 (0.5)	2.0 (0.6)	16 (3)	BL
135476.752	7 _{2,5,2} - 6 _{2,4,2}	35.1	7.4	83 (14)	-11.5 (0.5)	3.4 (0.5)	23 (2)	BL
135685.474	7 _{2,5,0} - 6 _{2,4,0}	35.0	7.6	13 (2)	-11.2 (0.4)	0.7 (0.5)	18 (3)	NL
				72 (11)	-11.6 (0.4)	3.9 (0.5)	17 (2)	BL
135763.372	5 _{1,5,0} - 4 _{0,4,0}	15.7	0.9	12 (4)	-11.6 (0.5)	1.6 (0.8)	7 (2)	NL
138284.995	7 _{1,6,2} - 6 _{1,5,2}	28.9	8.6	53 (8)	-11.1 (0.4)	1.4 (0.4)	37 (2)	NL
				153 (23)	-11.9 (0.5)	8.4 (0.6)	17 (1)	BL
138319.628	7 _{1,6,0} - 6 _{1,5,0}	28.8	8.6	46 (7)	-11.1 (0.4)	1.3 (0.4)	34 (2)	NL
				155 (24)	-11.5 (0.5)	7.9 (0.7)	18 (1)	BL
144918.807	3 _{2,2,0} - 3 _{1,3,0}	14.6	0.8	6 (2)	-11.2 (0.4)	1.0 (0.5)	6 (2)	NL
147065.731	4 _{2,3,0} - 4 _{1,4,0}	18.3	0.9	13 (3)	-11.5 (0.5)	2.2 (0.8)	6 (1)	BL
147225.666	4 _{2,2,2} - 4 _{1,4,1}	18.4	0.3	7 (2)	-11.5 (0.4)	0.9 (0.5)	7 (2)	NL
147726.646	5 _{2,4,1} - 5 _{1,5,1}	22.9	0.6	11 (3)	-11.4 (0.5)	2.1 (0.9)	5 (1)	BL
149505.128	8 _{1,8,1} - 7 _{1,7,1}	34.7	11.0	50 (8)	-11.1 (0.4)	1.4 (0.4)	33 (2)	NL
149507.462	8 _{1,8,0} - 7 _{1,7,0}	34.6	11.0	40 (6)	-11.1 (0.4)	1.3 (0.4)	30 (2)	NL
149759.074	5 _{2,4,0} - 5 _{1,5,0}	22.9	1.0	17 (3)	-11.1 (0.4)	2.6 (0.7)	6 (1)	BL
152048.629	6 _{1,6,0} - 5 _{0,5,0}	21.1	1.3	17 (4)	-11.5 (0.4)	1.8 (0.6)	9 (2)	NL
152635.194	8 _{0,8,0} - 7 _{0,7,0}	33.1	11.8	24 (4)	-11.1 (0.4)	0.9 (0.4)	25 (5)	NL
				108 (17)	-11.2 (0.4)	3.2 (0.5)	32 (5)	BL
153004.281	6 _{2,5,0} - 6 _{1,6,0}	28.5	1.0	8 (2)	-11.4 (0.4)	0.7 (0.5)	10 (3)	NL
153872.682	8 _{2,7,0} - 7 _{2,6,0}	42.3	11.4	13 (3)	-11.1 (0.4)	0.9 (0.4)	14 (3)	NL
				92 (15)	-11.3 (0.4)	5.4 (0.7)	16 (2)	BL
154026.697	8 _{2,7,1} - 7 _{2,6,1}	42.3	11.2	24 (4)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	21 (2)	NL
				94 (15)	-11.9 (0.5)	6.1 (0.8)	15 (2)	BL
154161.467	8 _{5,4,0} - 7 _{5,3,0}	89.8	7.5	22 (5)	-10.7 (0.4)	2.9 (0.7)	7 (1)	BL
154161.470	8 _{5,3,0} - 7 _{5,2,0}	89.8	7.5	21 (5)	-10.7 (0.4)	2.7 (0.7)	7 (1)	BL
154274.686	8 _{3,6,0} - 7 _{3,5,0}	53.7	10.5	20 (4)	-11.2 (0.4)	1.4 (0.5)	14 (2)	NL
				38 (7)	-11.6 (0.5)	5.3 (1.1)	7 (2)	BL

TABLE C.17. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃CHO en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
154296.489	8 _{3,5,2} - 7 _{3,4,2}	53.7	10.5	16 (4)	-11.2 (0.4)	1.4 (0.7)	11 (4)	NL
154322.197	8 _{3,6,1} - 7 _{3,5,1}	53.6	10.5	40 (7)	-11.6 (0.4)	1.7 (0.4)	23 (3)	NL
				42 (8)	-10.8 (0.7)	5.5 (1.4)	7 (2)	BL
154322.538	8 _{3,5,0} - 7 _{3,4,0}	53.7	10.5	39 (6)	-10.9 (0.4)	1.6 (0.4)	22 (2)	NL
				51 (9)	-10.8 (0.7)	6.9 (1.9)	7 (2)	BL
155179.571	8 _{2,6,2} - 7 _{2,5,2}	42.5	11.5	32 (5)	-11.2 (0.4)	1.2 (0.4)	26 (2)	NL
				84 (14)	-11.4 (0.4)	6.8 (0.8)	12 (1)	BL
155342.088	8 _{2,6,0} - 7 _{2,5,0}	42.5	11.7	19 (3)	-11.1 (0.4)	1.0 (0.4)	18 (2)	NL
				74 (12)	-11.7 (0.4)	5.0 (0.6)	14 (2)	BL
157937.697	8 _{1,7,2} - 7 _{1,6,2}	36.5	12.9	65 (10)	-11.2 (0.4)	1.6 (0.4)	37 (2)	NL
				149 (23)	-12.0 (0.4)	8.6 (0.7)	16 (1)	BL
157974.590	8 _{1,7,0} - 7 _{1,6,0}	36.4	12.9	49 (8)	-11.1 (0.4)	1.4 (0.4)	33 (2)	NL
				133 (21)	-11.7 (0.4)	6.3 (0.6)	20 (2)	BL
167980.548	7 _{1,7,0} - 6 _{0,6,0}	27.4	1.8	12 (4)	-11.0 (0.4)	0.9 (0.4)	13 (4)	NL
168088.618	9 _{1,9,1} - 8 _{1,8,1}	42.7	15.7	40 (7)	-11.2 (0.4)	1.1 (0.4)	34 (4)	NL
				95 (16)	-10.7 (0.5)	5.7 (1.0)	16 (3)	BL
168093.444	9 _{1,9,0} - 8 _{1,8,0}	42.7	15.7	36 (7)	-11.0 (0.4)	1.5 (0.5)	22 (6)	NL
				90 (15)	-11.4 (0.4)	4.5 (0.9)	19 (6)	BL
171265.471	9 _{0,9,2} - 8 _{0,8,2}	41.4	16.8	19 (6)	-11.0 (0.4)	0.8 (0.5)	21 (8)	NL
				108 (19)	-11.2 (0.4)	3.9 (1.1)	26 (7)	BL
171296.985	9 _{0,9,0} - 8 _{0,8,0}	41.3	16.8	25 (6)	-10.9 (0.4)	0.9 (0.5)	26 (7)	NL
				112 (20)	-11.2 (0.4)	3.9 (0.7)	27 (6)	BL
173025.534	9 _{2,8,0} - 8 _{2,7,0}	50.6	16.5	75 (17)	-11.6 (0.5)	3.3 (1.3)	21 (4)	BL
173124.094	9 _{2,8,1} - 8 _{2,7,1}	50.6	16.4	35 (8)	-11.3 (0.4)	1.1 (0.4)	30 (5)	NL

TABLE C.18. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃OCH₃ en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
132524.779	8 _{0,8,0} - 7 _{1,7,0}	32.4	1.1	46 (10)	-11.6 (0.5)	2.4 (0.6)	18 (3)	BL
132525.239	8 _{0,8,1} - 7 _{1,7,1}	32.4	1.1	43 (9)	-10.5 (0.5)	2.1 (0.6)	19 (3)	BL
222247.600	4 _{3,2,1} - 3 _{2,1,1}	21.8	3.4	67 (25)	-11.5 (2.9)	5.9 (3.5)	11 (3)	BL
222247.600	4 _{3,2,3} - 3 _{2,1,3}	21.8	4.9	68 (22)	-11.7 (2.8)	5.4 (3.2)	12 (3)	BL
222254.582	4 _{3,2,0} - 3 _{2,1,0}	21.8	4.9	58 (23)	-12.3 (2.9)	5.5 (3.8)	10 (4)	BL
222426.698	4 _{3,1,3} - 3 _{2,2,3}	21.8	4.9	43 (20)	-9.5 (3.4)	7.7 (6.3)	5 (3)	BL
223202.244	8 _{2,7,1} - 7 _{1,6,1}	38.3	3.1	39 (16)	-9.1 (2.8)	4.0 (4.0)	9 (5)	BL
237618.803	9 _{2,8,2} - 8 _{1,7,2}	46.5	3.8	75 (29)	-13.4 (2.7)	6.4 (3.6)	11 (4)	BL
237618.808	9 _{2,8,3} - 8 _{1,7,3}	46.5	3.8	84 (30)	-13.5 (3.0)	7.4 (5.1)	11 (4)	BL
237620.887	9 _{2,8,1} - 8 _{1,7,1}	46.5	3.8	81 (28)	-10.9 (2.7)	7.0 (3.5)	11 (3)	BL
237622.968	9 _{2,8,0} - 8 _{1,7,0}	46.5	3.8	79 (29)	-8.0 (2.7)	6.5 (3.5)	11 (4)	BL
240989.939	5 _{3,3} - 4 _{2,2}	26.3	5.4	55 (23)	-11.8 (2.7)	5.5 (3.5)	10 (4)	BL
258548.775	14 _{1,14} - 13 _{0,13}	93.3	10.4	177 (49)	-11.3 (2.4)	7.5 (2.9)	22 (4)	BL
269608.758	15 _{0,15} - 14 _{1,14}	106.3	12.0	121 (32)	-9.3 (2.4)	8.7 (3.1)	13 (2)	BL

TABLE C.19. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de HCOOCH₃ en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
89314.657	8 _{1,8,1} - 7 _{1,7,1}	20.1	1.0	18 (4)	-11.4 (0.8)	2.9 (1.9)	6 (1)	BL
90227.659	8 _{0,8,2} - 7 _{0,7,2}	20.1	1.1	9 (1)	-11.1 (0.6)	1.6 (0.6)	5 (0)	BL
90229.624	8 _{0,8,0} - 7 _{0,7,0}	20.1	1.1	13 (4)	-11.9 (0.7)	2.1 (0.9)	6 (1)	BL
103466.572	8 _{2,6,2} - 7 _{2,5,2}	24.6	1.5	17 (4)	-12.0 (1.0)	2.8 (1.9)	6 (1)	BL
103478.663	8 _{2,6,0} - 7 _{2,5,0}	24.6	1.5	11 (3)	-10.4 (0.6)	1.8 (0.8)	5 (2)	BL
129296.357	10 _{2,8,2} - 9 _{2,7,2}	36.4	3.1	26 (7)	-11.7 (0.5)	1.5 (0.6)	17 (4)	BL
132107.205	12 _{1,12,0} - 11 _{1,11,0}	42.4	3.4	18 (5)	-11.1 (0.5)	1.8 (0.6)	10 (2)	BL
132246.730	12 _{0,12,0} - 11 _{0,11,0}	42.4	3.4	30 (5)	-10.5 (0.5)	2.8 (0.6)	10 (1)	BL
132921.937	11 _{1,10,2} - 10 _{1,9,2}	40.4	3.4	15 (6)	-11.0 (0.5)	0.9 (0.9)	16 (6)	BL
132928.736	11 _{1,10,0} - 10 _{1,9,0}	40.4	3.4	22 (8)	-11.7 (0.5)	1.7 (0.8)	12 (4)	BL

C.2 Famille de l'Azote

TABLE C.20. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de NH_2D en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
85924.783	$1_{1,1,0,0} - 1_{0,1,1,1}$	20.7	2.3	131 (13)	-10.8 (0.7)	1.2 (0.7)	101 (2)	NL
85927.735	$1_{1,1,0,1} - 1_{0,1,1,0}$	20.7	0.8	151 (15)	-10.9 (0.7)	1.4 (0.7)	101 (2)	NL
110152.096	$1_{1,1,1,0} - 1_{0,1,0,1}$	21.3	1.7	56 (7)	-10.9 (0.5)	1.2 (0.5)	44 (3)	NL
110155.056	$1_{1,1,1,1} - 1_{0,1,0,0}$	21.3	0.6	48 (6)	-10.9 (0.5)	1.2 (0.5)	38 (2)	NL

TABLE C.21. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de NNH^+ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
93171.880	$1_1 - 0_1$	4.5	3.6	1196 (120)	-11.4 (0.6)	1.6 (0.6)	710 (10)	NL
93173.700	$1_2 - 0_1$	4.5	3.6	2174 (218)	-11.2 (0.6)	2.2 (0.6)	934 (6)	NL
93176.130	$1_0 - 0_1$	4.5	3.6	501 (50)	-11.5 (0.6)	1.4 (0.6)	327 (2)	NL
279511.701	$3 - 2$	26.8	125.9	4207 (842)	-11.7 (2.1)	4.5 (2.1)	877 (5)	NL

TABLE C.22. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de NND^+ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
77107.860	$1_1 - 0_1$	3.7	2.1	107 (13)	-10.8 (0.8)	1.7 (0.8)	60 (4)	NL
77109.610	$1_2 - 0_1$	3.7	2.1	153 (18)	-10.9 (0.8)	2.4 (0.8)	61 (4)	NL
77112.035	$1_0 - 0_1$	3.7	2.1	26 (5)	-11.2 (0.8)	0.5 (0.8)	84 (4)	NL
154217.096	$2 - 1$	11.1	19.7	415 (63)	-11.1 (0.4)	1.2 (0.4)	312 (7)	NL
231321.665	$3 - 2$	22.2	71.4	256 (58)	-11.3 (2.6)	4.4 (2.7)	54 (6)	NL

TABLE C.23. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de NO en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-7} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
150176.480	$2_{-1,1.5,2.5} - 1_{1,0.5,1.5}$	7.2	3.3	92 (14)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	79 (3)	NL
150198.760	$2_{-1,1.5,1.5} - 1_{1,0.5,0.5}$	7.2	1.8	34 (6)	-11.1 (0.4)	1.0 (0.4)	31 (3)	NL
150218.730	$2_{-1,1.5,1.5} - 1_{1,0.5,1.5}$	7.2	1.5	34 (6)	-11.1 (0.4)	1.2 (0.4)	27 (3)	NL
150225.660	$2_{-1,1.5,0.5} - 1_{1,0.5,0.5}$	7.2	2.9	23 (5)	-11.1 (0.4)	1.0 (0.4)	23 (3)	NL
150439.120	$2_{1,1.5,1.5} - 1_{-1,0.5,1.5}$	7.2	1.5	27 (4)	-11.1 (0.4)	1.3 (0.4)	20 (2)	NL
150546.520	$2_{1,1.5,2.5} - 1_{-1,0.5,1.5}$	7.2	3.3	88 (13)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	75 (2)	NL
150580.560	$2_{1,1.5,0.5} - 1_{-1,0.5,0.5}$	7.2	3.0	27 (5)	-11.1 (0.4)	1.0 (0.4)	25 (2)	NL
150644.340	$2_{1,1.5,1.5} - 1_{-1,0.5,0.5}$	7.2	1.9	34 (6)	-11.2 (0.4)	1.2 (0.4)	27 (2)	NL
250436.848	$3_{1,2.5,3.5} - 2_{-1,1.5,2.5}$	19.2	18.4	217 (48)	-12.8 (2.4)	8.4 (2.6)	24 (3)	NL
250440.659	$3_{1,2.5,2.5} - 2_{-1,1.5,1.5}$	19.2	15.5	222 (47)	-8.2 (2.4)	8.5 (2.6)	25 (2)	NL
250448.530	$3_{1,2.5,1.5} - 2_{-1,1.5,0.5}$	19.2	13.8	117 (31)	-10.3 (3.1)	8.9 (5.0)	12 (2)	NL
250796.436	$3_{-1,2.5,3.5} - 2_{1,1.5,2.5}$	19.3	18.5	142 (33)	-10.5 (2.4)	6.7 (2.6)	20 (2)	NL
250815.594	$3_{-1,2.5,2.5} - 2_{1,1.5,1.5}$	19.3	15.5	144 (34)	-11.2 (2.4)	5.4 (2.5)	25 (3)	NL
250816.954	$3_{-1,2.5,1.5} - 2_{1,1.5,0.5}$	19.3	13.9	165 (37)	-9.7 (2.5)	6.4 (2.8)	24 (3)	NL

TABLE C.24. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de HNCO en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
87925.252	$4_{0,4,3} - 3_{0,3,2}$	10.5	0.8	102 (10)	-11.0 (0.7)	1.5 (0.7)	64 (2)	NL
87925.252	$4_{0,4,3} - 3_{0,3,2}$	10.5	0.8	117 (13)	-10.2 (0.7)	8.5 (0.9)	13 (1)	BL
87925.252	$4_{0,4,5} - 3_{0,3,4}$	10.5	0.9	102 (10)	-11.0 (0.7)	1.5 (0.7)	64 (2)	NL
87925.252	$4_{0,4,5} - 3_{0,3,4}$	10.5	0.9	117 (13)	-10.2 (0.7)	8.5 (0.9)	13 (1)	BL
87925.252	$4_{0,4,4} - 3_{0,3,3}$	10.5	0.8	102 (10)	-11.0 (0.7)	1.5 (0.7)	64 (2)	NL
87925.252	$4_{0,4,4} - 3_{0,3,3}$	10.5	0.8	117 (13)	-10.2 (0.7)	8.5 (0.9)	13 (1)	BL
109905.758	$5_{0,5,6} - 4_{0,4,5}$	15.8	1.8	111 (11)	-11.0 (0.5)	1.2 (0.5)	83 (3)	NL
109905.758	$5_{0,5,6} - 4_{0,4,5}$	15.8	1.8	191 (20)	-11.8 (0.6)	7.0 (0.6)	26 (2)	BL
109905.758	$5_{0,5,5} - 4_{0,4,4}$	15.8	1.7	111 (11)	-11.0 (0.5)	1.2 (0.5)	83 (3)	NL
109905.758	$5_{0,5,5} - 4_{0,4,4}$	15.8	1.7	191 (20)	-11.8 (0.6)	7.0 (0.7)	26 (2)	BL
109905.758	$5_{0,5,4} - 4_{0,4,3}$	15.8	1.7	111 (11)	-11.0 (0.5)	1.2 (0.5)	83 (3)	NL
109905.758	$5_{0,5,4} - 4_{0,4,3}$	15.8	1.7	191 (20)	-11.8 (0.6)	7.0 (0.7)	26 (2)	BL
131885.734	$6_{0,6,7} - 5_{0,5,6}$	22.2	3.2	109 (17)	-11.0 (0.4)	1.2 (0.4)	84 (2)	NL
131885.734	$6_{0,6,7} - 5_{0,5,6}$	22.2	3.2	216 (33)	-11.0 (0.5)	8.3 (0.6)	24 (1)	BL
131885.742	$6_{0,6,6} - 5_{0,5,5}$	22.2	3.1	109 (17)	-11.0 (0.4)	1.2 (0.4)	84 (2)	NL
131885.742	$6_{0,6,6} - 5_{0,5,5}$	22.2	3.1	216 (33)	-10.9 (0.5)	8.3 (0.6)	24 (1)	BL
131885.757	$6_{0,6,5} - 5_{0,5,4}$	22.2	3.1	109 (17)	-11.0 (0.4)	1.2 (0.4)	84 (2)	NL
131885.757	$6_{0,6,5} - 5_{0,5,4}$	22.2	3.1	216 (33)	-10.9 (0.5)	8.3 (0.6)	24 (1)	BL
153865.080	$7_{0,7,6} - 6_{0,6,5}$	29.5	5.0	123 (19)	-11.0 (0.4)	1.3 (0.4)	86 (2)	NL
153865.080	$7_{0,7,6} - 6_{0,6,5}$	29.5	5.0	239 (36)	-10.2 (0.4)	8.8 (0.5)	25 (1)	BL
153865.080	$7_{0,7,7} - 6_{0,6,6}$	29.5	5.0	123 (19)	-11.0 (0.4)	1.3 (0.4)	86 (2)	NL
153865.080	$7_{0,7,7} - 6_{0,6,6}$	29.5	5.0	238 (36)	-10.2 (0.4)	8.8 (0.5)	25 (1)	BL
153865.080	$7_{0,7,8} - 6_{0,6,7}$	29.5	5.1	123 (19)	-11.0 (0.4)	1.3 (0.4)	86 (2)	NL
153865.080	$7_{0,7,8} - 6_{0,6,7}$	29.5	5.1	238 (36)	-10.2 (0.4)	8.8 (0.5)	25 (1)	BL
219798.320	$10_{0,10,9} - 9_{0,9,8}$	58.0	14.9	261 (60)	-11.1 (2.8)	7.3 (2.9)	33 (4)	BL
219798.320	$10_{0,10,10} - 9_{0,9,9}$	58.0	15.0	261 (60)	-11.1 (2.8)	7.3 (2.9)	33 (4)	BL
219798.320	$10_{0,10,11} - 9_{0,9,10}$	58.0	15.1	261 (60)	-11.1 (2.8)	7.3 (2.9)	33 (4)	BL
263748.706	$12_{0,12,13} - 11_{0,11,12}$	82.3	26.3	142 (35)	-10.0 (2.3)	5.8 (2.5)	23 (4)	BL
263748.708	$12_{0,12,12} - 11_{0,11,11}$	82.3	26.1	141 (35)	-10.0 (2.3)	5.7 (2.5)	23 (4)	BL
263748.711	$12_{0,12,11} - 11_{0,11,10}$	82.3	26.1	141 (35)	-10.0 (2.3)	5.7 (2.5)	23 (4)	BL

TABLE C.25. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de NH₂CHO en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
84542.330	$4_{0,4} - 3_{0,3}$	10.2	4.1	23 (4)	-11.4 (0.7)	2.8 (1.2)	8 (2)	NL
85093.272	$4_{2,2} - 3_{2,1}$	22.1	3.1	16 (3)	-10.9 (0.7)	3.5 (1.0)	4 (1)	NL
87848.874	$4_{1,3} - 3_{1,2}$	13.5	4.3	17 (3)	-10.0 (0.8)	2.6 (0.8)	6 (1)	NL
102064.267	$5_{1,5} - 4_{1,4}$	17.7	7.1	13 (3)	-10.2 (0.6)	1.7 (0.8)	8 (2)	NL
105464.219	$5_{0,5} - 4_{0,4}$	15.2	8.1	13 (4)	-10.5 (0.6)	2.9 (1.2)	4 (2)	NL

TABLE C.26. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃CN en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
73590.218	$4_0 - 3_0$	8.8	3.2	39 (14)	-10.9 (0.8)	1.9 (1.1)	19 (7)	NL
91958.726	$5_4 - 4_4$	127.5	2.3	33 (8)	-11.4 (0.9)	7.4 (1.8)	4 (1)	BL
91971.130	$5_3 - 4_3$	77.5	4.1	73 (10)	-11.9 (0.7)	6.8 (1.0)	10 (1)	eBL

TABLE C.26. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CH₃CN en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
91979.994	5 ₂ - 4 ₂	41.8	5.3	99 (12)	-12.0 (0.7)	7.0 (0.8)	13 (1)	eBL
91985.314	5 ₁ - 4 ₁	20.4	6.1	40 (5)	-11.2 (0.6)	1.6 (0.7)	23 (2)	NL
91987.088	5 ₀ - 4 ₀	13.2	6.3	277 (28)	-11.2 (0.6)	2.0 (0.7)	22 (2)	NL
110364.354	6 ₃ - 5 ₃	82.8	8.3	41 (7)	-11.4 (0.6)	3.0 (1.1)	13 (4)	BL
110374.989	6 ₂ - 5 ₂	47.1	9.9	42 (7)	-10.9 (0.6)	2.8 (0.9)	14 (4)	BL
110381.372	6 ₁ - 5 ₁	25.7	10.8	51 (7)	-11.0 (0.5)	1.3 (0.6)	30 (3)	NL
110383.500	6 ₀ - 5 ₀	18.5	11.1	53 (7)	-11.2 (0.5)	1.7 (0.6)	30 (3)	NL
128757.030	7 ₃ - 6 ₃	89.0	14.6	120 (29)	-11.1 (0.7)	6.2 (1.3)	18 (3)	eBL
128769.436	7 ₂ - 6 ₂	53.3	16.4	88 (20)	-11.1 (0.5)	2.8 (0.7)	29 (4)	BL
128776.882	7 ₁ - 6 ₁	31.9	17.5	131 (24)	-11.1 (0.5)	2.5 (0.6)	49 (5)	NL
128779.364	7 ₀ - 6 ₀	24.7	17.8	293 (49)	-11.3 (0.5)	5.9 (0.7)	47 (3)	BL
147129.230	8 ₄ - 7 ₄	146.1	20.1	31 (6)	-11.0 (0.4)	3.0 (0.6)	10 (1)	eBL
147149.068	8 ₃ - 7 ₃	96.1	23.1	130 (20)	-11.2 (0.4)	4.9 (0.4)	25 (1)	BL
147163.244	8 ₂ - 7 ₂	60.4	25.2	56 (9)	-10.9 (0.4)	3.1 (0.6)	17 (3)	BL
				99 (16)	-12.6 (0.9)	9.0 (2.0)	10 (3)	eBL
147171.752	8 ₁ - 7 ₁	38.9	26.4	63 (10)	-11.1 (0.4)	2.0 (0.4)	29 (2)	NL
147174.588	8 ₀ - 7 ₀	31.8	26.9	89 (14)	-11.3 (0.4)	2.7 (0.4)	31 (1)	NL
202320.443	11 ₃ - 10 ₃	122.6	65.6	115 (50)	-10.5 (3.0)	5.9 (3.4)	18 (4)	BL
202339.922	11 ₂ - 10 ₂	86.9	68.6	95 (41)	-10.8 (3.0)	4.7 (3.2)	19 (4)	BL
202351.612	11 ₁ - 10 ₁	65.4	70.3	278 (77)	-15.6 (3.0)	9.4 (3.2)	28 (3)	BL
202355.509	11 ₀ - 10 ₀	58.3	70.9	280 (76)	-9.7 (3.0)	9.8 (3.2)	27 (3)	BL
220709.017	12 ₃ - 11 ₃	133.2	86.6	101 (33)	-10.3 (2.8)	6.1 (3.0)	16 (2)	BL
220730.261	12 ₂ - 11 ₂	97.4	89.8	50 (34)	-10.7 (3.9)	9.1 (8.2)	5 (2)	BL
220743.011	12 ₁ - 11 ₁	76.0	91.8	208 (52)	-11.8 (2.8)	10.1 (3.0)	19 (2)	BL
220747.261	12 ₀ - 11 ₀	68.9	92.4	234 (59)	-5.5 (2.8)	11.7 (3.0)	19 (2)	BL
239096.497	13 ₃ - 12 ₃	144.6	111.5	76 (32)	-10.1 (2.6)	4.7 (2.8)	15 (3)	BL
239119.504	13 ₂ - 12 ₂	108.9	115.1	59 (41)	-10.0 (3.1)	9.0 (5.1)	6 (2)	eBL
239133.313	13 ₁ - 12 ₁	87.5	117.2	208 (60)	-12.3 (2.6)	10.1 (2.9)	19 (2)	BL
239137.916	13 ₀ - 12 ₀	80.3	117.9	213 (61)	-6.6 (2.6)	10.3 (2.9)	19 (2)	BL
257507.561	14 ₂ - 13 ₂	121.3	144.5	66 (47)	-9.1 (2.8)	7.7 (4.3)	8 (3)	eBL
257527.384	14 ₀ - 13 ₀	92.7	147.6	219 (71)	-9.5 (2.5)	12.7 (3.4)	16 (2)	BL
275894.340	15 ₂ - 14 ₂	134.5	178.7	35 (32)	-11.1 (2.4)	3.1 (2.6)	11 (5)	BL
275910.263	15 ₁ - 14 ₁	113.1	181.1	151 (63)	-12.0 (2.4)	9.4 (3.5)	15 (3)	BL
294279.750	16 ₂ - 15 ₂	148.6	217.7	74 (36)	-10.5 (2.1)	3.5 (2.3)	20 (5)	BL
294296.728	16 ₁ - 15 ₁	127.2	220.4	186 (61)	-11.7 (2.1)	7.8 (2.4)	22 (3)	BL

TABLE C.27. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de C₂H₃CN en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
73981.553	8 _{1,8} - 7 _{1,7}	18.1	3.2	31 (13)	-10.6 (0.8)	1.4 (1.1)	21 (9)	NL
78317.430	15 _{1,14} - 15 _{0,15}	58.0	0.2	22 (11)	-11.3 (1.2)	2.3 (2.6)	9 (4)	BL
83207.505	9 _{1,9} - 8 _{1,8}	22.1	4.6	9 (4)	-11.0 (0.7)	1.0 (1.1)	9 (6)	NL
84946.000	9 _{0,9} - 8 _{0,8}	20.4	4.9	24 (6)	-10.2 (0.8)	3.7 (1.2)	6 (1)	NL
87312.812	9 _{1,8} - 8 _{1,7}	23.1	5.3	24 (4)	-11.3 (0.7)	2.8 (0.8)	8 (1)	NL
96982.442	10 _{1,9} - 9 _{1,8}	27.8	7.3	17 (4)	-12.2 (0.7)	3.3 (1.0)	5 (1)	NL
210775.326	10 _{4,7} - 11 _{3,8}	59.7	0.5	23 (19)	-10.2 (3.1)	3.3 (9.2)	7 (19)	BL
229856.265	8 _{4,4} - 9 _{3,7}	51.0	0.6	27 (35)	-10.9 (3.1)	4.7 (5.4)	5 (4)	BL
283334.183	20 _{2,19} - 19 _{1,18}	104.0	3.7	56 (49)	-13.3 (2.5)	5.4 (3.8)	10 (5)	BL
328618.277	11 _{3,9} - 10 _{2,8}	49.5	5.7	245 (184)	-10.2 (2.0)	5.5 (2.6)	42 (12)	BL

TABLE C.28. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CN en unités de température d'antenne T_{Λ}^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
113123.369	$1_{0,0.5,0.5} - 0_{0,0.5,0.5}$	5.4	0.1	124 (13)	-11.1 (0.5)	1.3 (0.5)	87 (3)	NL
113144.190	$1_{0,0.5,0.5} - 0_{0,0.5,1.5}$	5.4	1.1	492 (50)	-11.0 (0.5)	1.5 (0.5)	313 (5)	NL
				474 (49)	-13.6 (0.5)	7.0 (0.6)	64 (2)	eBL
113170.535	$1_{0,0.5,1.5} - 0_{0,0.5,0.5}$	5.4	0.5	523 (53)	-11.1 (0.5)	1.5 (0.5)	331 (5)	NL
				403 (42)	-13.9 (0.5)	6.5 (0.6)	59 (2)	BL
113191.325	$1_{0,0.5,1.5} - 0_{0,0.5,1.5}$	5.4	0.7	556 (56)	-11.1 (0.5)	1.5 (0.5)	338 (5)	NL
				520 (53)	-13.7 (0.5)	7.3 (0.6)	67 (2)	eBL
113488.142	$1_{0,1.5,1.5} - 0_{0,0.5,0.5}$	5.4	0.7	561 (56)	-11.1 (0.5)	1.6 (0.5)	338 (9)	NL
				424 (44)	-13.5 (0.6)	4.9 (0.7)	82 (3)	eBL
113490.985	$1_{0,1.5,2.5} - 0_{0,0.5,1.5}$	5.4	1.2	1149 (116)	-11.2 (0.5)	2.1 (0.5)	524 (16)	NL
				1046 (109)	-14.2 (0.6)	6.4 (0.7)	153 (6)	eBL
113499.643	$1_{0,1.5,0.5} - 0_{0,0.5,0.5}$	5.4	1.1	400 (40)	-11.1 (0.5)	1.4 (0.5)	265 (5)	NL
				408 (43)	-12.8 (0.5)	6.1 (0.6)	63 (3)	eBL
113508.934	$1_{0,1.5,1.5} - 0_{0,0.5,1.5}$	5.4	0.5	515 (52)	-11.1 (0.5)	1.4 (0.5)	347 (6)	NL
				264 (29)	-13.5 (0.6)	5.7 (0.7)	43 (3)	eBL
113520.422	$1_{0,1.5,0.5} - 0_{0,0.5,1.5}$	5.4	0.1	112 (12)	-11.1 (0.5)	1.3 (0.5)	82 (4)	NL
226632.190	$2_{0,1.5,1.5} - 1_{0,0.5,1.5}$	16.3	4.3	381 (80)	-10.9 (2.7)	6.1 (2.7)	59 (4)	eBL
226659.575	$2_{0,1.5,2.5} - 1_{0,0.5,1.5}$	16.3	9.5	1311 (266)	-12.0 (2.7)	11.0 (2.7)	112 (4)	eBL

TABLE C.29. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de ^{13}CN en unités de température d'antenne T_{Λ}^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
108636.923	$1_{1.5,1,1} - 0_{0.5,0,1}$	5.2	1.0	15 (3)	-11.1 (0.5)	1.4 (0.6)	10 (1)	NL
108651.297	$1_{1.5,1,2} - 0_{0.5,0,1}$	5.2	1.0	20 (3)	-11.1 (0.5)	1.5 (0.6)	12 (2)	NL
108657.646	$1_{0.5,1,2} - 0_{0.5,1,2}$	5.2	0.7	14 (2)	-11.1 (0.5)	1.3 (0.6)	10 (1)	NL
108780.201	$1_{1.5,2,3} - 0_{0.5,1,2}$	5.2	1.1	24 (3)	-11.0 (0.5)	1.4 (0.6)	17 (2)	NL
108782.374	$1_{1.5,2,2} - 0_{0.5,1,1}$	5.2	0.8	13 (2)	-11.1 (0.5)	1.3 (0.6)	10 (1)	NL

TABLE C.30. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de H^{13}CN en unités de température d'antenne T_{Λ}^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
86338.767	$1_1 - 0_1$	4.1	2.2	99 (10)	-10.9 (0.7)	1.4 (0.7)	68 (2)	NL
86340.184	$1_2 - 0_1$	4.1	2.2	99 (10)	-11.0 (0.7)	1.5 (0.7)	114 (2)	NL
86342.274	$1_0 - 0_1$	4.1	2.2	99 (10)	-11.0 (0.7)	2.0 (0.7)	26 (2)	NL
172676.573	$2_1 - 1_0$	12.4	11.9	82 (14)	-11.2 (0.4)	1.6 (0.5)	49 (12)	NL
172677.881	$2_1 - 1_2$	12.4	0.6	84 (14)	-11.2 (0.3)	1.2 (0.4)	129 (11)	NL
172677.959	$2_{2(3)} - 1_{1(2)}$	12.4	16.0(21.3)	108 (17)	-11.0 (0.3)	1.3 (0.3)	136 (8)	NL
172680.209	$2_1 - 1_1$	12.4	8.9	87 (14)	-10.8 (0.4)	0.9 (0.4)	25 (7)	NL
259011.821	$3 - 2$	24.9	77.2	894 (182)	-9.5 (2.3)	7.3 (2.3)	115 (5)	NL
345339.760	$4 - 3$	41.4	189.7	803 (253)	-9.5 (1.8)	8.1 (2.2)	93 (10)	NL

TABLE C.31. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de DCN en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
72413.484	1 $_1$ - 0 $_1$	3.5	1.3	182 (21)	-11.1 (0.8)	1.1 (0.8)	157 (17)	NL
72414.905	1 $_2$ - 0 $_1$	3.5	1.3	330 (35)	-11.2 (0.8)	1.3 (0.8)	241 (9)	NL
72417.030	1 $_0$ - 0 $_1$	3.5	1.3	69 (12)	-11.1 (0.8)	1.3 (0.9)	49 (10)	NL
144827.991	2 - 1	10.4	12.6	144 (22)	-11.2 (0.4)	1.3 (0.4)	331 (4)	NL
217238.631	3 - 2	20.9	45.5	777 (160)	-10.8 (2.8)	4.9 (2.8)	150 (9)	NL

TABLE C.32. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de HN 13 C en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
87090.850	1 - 0	4.2	1.9	291 (29)	-10.9 (0.7)	1.6 (0.7)	167 (1)	NL
261263.310	3 - 2	25.1	64.8	292 (61)	-11.5 (2.3)	5.2 (2.3)	53 (3)	NL

TABLE C.33. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de DNC en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
76305.727	1 - 0	3.7	1.6	709 (71)	-10.9 (0.8)	1.6 (0.8)	412 (5)	NL
152609.774	2 - 1	11.0	15.4	989 (148)	-11.0 (0.4)	1.2 (0.4)	756 (4)	NL
228910.489	3 - 2	22.0	55.7	555 (113)	-11.0 (2.6)	3.7 (2.6)	140 (10)	NL
305206.219	4 - 3	36.6	136.8	178 (41)	-11.1 (2.0)	2.7 (2.1)	63 (11)	NL

TABLE C.34. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de HC $_3$ N en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
72783.822	8 - 7	15.7	2.9	553 (57)	-10.9 (0.8)	1.4 (0.8)	384 (36)	NL
81881.468	9 - 8	19.6	4.2	643 (65)	-11.0 (0.7)	1.3 (0.7)	451 (6)	NL
90979.023	10 - 9	24.0	5.8	510 (51)	-10.9 (0.6)	1.2 (0.6)	391 (4)	NL
				484 (50)	-12.6 (0.7)	8.5 (0.7)	53 (2)	eBL
100076.392	11 - 10	28.8	7.8	497 (50)	-11.0 (0.6)	1.4 (0.6)	340 (4)	NL
				419 (44)	-12.4 (0.6)	7.9 (0.7)	50 (2)	eBL
109173.634	12 - 11	34.1	10.1	466 (47)	-11.1 (0.5)	1.4 (0.5)	303 (3)	NL
				510 (52)	-12.5 (0.5)	7.7 (0.6)	62 (2)	eBL
127367.666	14 - 13	45.8	16.2	372 (56)	-11.0 (0.5)	1.4 (0.5)	253 (4)	NL
				503 (84)	-12.6 (0.7)	11.3 (1.2)	42 (4)	eBL
136464.411	15 - 14	52.4	19.9	389 (59)	-11.2 (0.4)	1.6 (0.4)	228 (3)	NL
				500 (77)	-11.6 (0.5)	11.0 (0.6)	43 (2)	eBL
145560.960	16 - 15	59.4	24.2	339 (51)	-11.1 (0.4)	1.6 (0.4)	194 (2)	NL
				411 (62)	-11.4 (0.4)	8.1 (0.5)	48 (2)	eBL
154657.284	17 - 16	66.8	29.1	342 (51)	-11.1 (0.4)	1.8 (0.4)	178 (2)	NL
				394 (60)	-10.6 (0.4)	11.5 (0.5)	32 (1)	eBL
163753.389	18 - 17	74.7	34.6	313 (48)	-11.1 (0.4)	1.7 (0.4)	170 (4)	NL
				427 (67)	-10.5 (0.4)	10.3 (0.6)	39 (2)	eBL
172849.300	19 - 18	83.0	40.8	245 (38)	-11.1 (0.3)	1.8 (0.3)	129 (5)	NL
				351 (57)	-10.4 (0.4)	8.7 (0.7)	38 (4)	eBL

TABLE C.34. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de HC₃N en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
218324.723	24 – 23	131.0	82.6	203 (55)	-10.7 (2.8)	5.1 (2.8)	37 (4)	BL
227418.905	25 – 24	141.9	93.5	176 (47)	-10.6 (2.7)	5.5 (2.7)	30 (3)	BL
236512.789	26 – 25	153.2	105.2	156 (46)	-10.7 (2.6)	6.4 (2.7)	23 (3)	BL
245606.320	27 – 26	165.0	117.9	119 (47)	-10.0 (2.5)	6.3 (2.9)	18 (4)	BL
254699.500	28 – 27	177.3	131.6	187 (46)	-10.0 (2.4)	6.8 (2.5)	26 (2)	BL
263792.308	29 – 28	189.9	146.3	139 (40)	-10.1 (2.3)	6.6 (2.5)	20 (2)	BL
272884.746	30 – 29	203.0	162.0	239 (64)	-9.8 (2.3)	8.6 (2.6)	26 (4)	BL
281976.788	31 – 30	216.6	178.8	197 (66)	-9.7 (2.2)	7.8 (2.6)	24 (4)	BL

TABLE C.35. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de DC₃N en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
75987.138	9 – 8	18.2	3.4	25 (6)	-10.9 (0.8)	0.8 (2.0)	28 (67)	NL
84429.814	10 – 9	22.3	4.7	40 (5)	-10.9 (0.7)	1.5 (0.7)	25 (2)	NL
92872.375	11 – 10	26.7	6.2	27 (4)	-11.0 (0.6)	1.4 (0.6)	18 (2)	NL
101314.818	12 – 11	31.6	8.1	29 (4)	-10.9 (0.6)	1.2 (0.6)	23 (2)	NL
109757.133	13 – 12	36.9	10.4	21 (4)	-11.0 (0.5)	1.2 (0.6)	16 (2)	NL

TABLE C.36. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de HC₅N en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
71889.595	27 – 26	48.3	4.0	30 (10)	-11.1 (0.9)	0.9 (0.9)	30 (7)	NL
77214.359	29 – 28	55.6	4.9	29 (7)	-11.2 (0.8)	1.0 (0.9)	27 (12)	NL
82539.039	31 – 30	63.4	6.0	25 (6)	-11.3 (0.7)	1.7 (0.8)	14 (3)	NL
87863.630	33 – 32	71.7	7.3	19 (3)	-10.9 (0.7)	1.4 (0.7)	13 (2)	NL
90525.890	34 – 33	76.0	8.0	22 (4)	-11.1 (0.6)	1.8 (0.7)	12 (1)	NL
93188.123	35 – 34	80.5	8.7	21 (5)	-11.2 (0.7)	2.2 (0.9)	9 (2)	NL
98512.524	37 – 36	89.8	10.3	16 (3)	-11.0 (0.6)	1.9 (0.8)	8 (1)	NL
101174.677	38 – 37	94.7	11.2	17 (4)	-11.0 (0.6)	2.7 (0.7)	6 (0)	NL
103836.817	39 – 38	99.7	12.1	11 (3)	-10.9 (0.6)	1.3 (0.7)	8 (2)	NL
106498.910	40 – 39	104.8	13.0	13 (3)	-11.2 (0.6)	1.5 (0.6)	8 (0)	NL

C.3 Famille du Carbone

TABLE C.37. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de CCH en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-6} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
87284.105	$1_{1.5,1} - 0_{0.5,1}$	4.2	0.3	124 (13)	-11.1 (0.7)	1.7 (0.7)	70 (2)	NL
				37 (5)	-13.9 (0.9)	4.9 (1.3)	7 (1)	eBL
87316.898	$1_{1.5,2} - 0_{0.5,1}$	4.2	1.5	866 (87)	-11.1 (0.7)	1.7 (0.7)	472 (6)	NL
				379 (39)	-13.6 (0.7)	5.2 (0.7)	69 (3)	eBL
87328.585	$1_{1.5,1} - 0_{0.5,0}$	4.2	1.3	469 (47)	-11.1 (0.7)	1.7 (0.7)	262 (6)	NL
				201 (22)	-13.6 (0.8)	5.5 (0.9)	34 (2)	eBL
87401.989	$1_{0.5,1} - 0_{0.5,1}$	4.2	1.3	488 (49)	-11.1 (0.7)	1.7 (0.7)	277 (4)	NL
				223 (23)	-13.7 (0.7)	5.3 (0.8)	39 (2)	eBL
87407.165	$1_{0.5,0} - 0_{0.5,1}$	4.2	1.5	234 (24)	-11.1 (0.7)	1.6 (0.7)	133 (3)	NL
				100 (11)	-13.6 (0.8)	5.9 (0.9)	16 (1)	eBL
87446.470	$1_{0.5,1} - 0_{0.5,0}$	4.2	0.3	114 (12)	-11.1 (0.7)	1.5 (0.7)	70 (1)	NL
				45 (6)	-12.7 (0.8)	6.5 (1.0)	6 (1)	eBL
262004.260	$3_{3.5,4} - 2_{2.5,3}$	25.1	53.2	2249 (450)	-12.5 (2.3)	5.9 (2.3)	360 (18)	NL
				624 (126)	-13.8 (2.4)	12.9 (3.2)	45 (18)	eBL
262006.482	$3_{3.5,3} - 2_{2.5,2}$	25.1	51.2	2314 (464)	-10.0 (2.3)	5.9 (2.3)	368 (16)	NL
				615 (132)	-11.3 (2.6)	15.7 (4.7)	37 (17)	eBL
262064.986	$3_{2.5,3} - 2_{1.5,2}$	25.2	48.9	1512 (303)	-12.6 (2.3)	6.0 (3.0)	235 (194)	NL
				476 (100)	-12.9 (3.3)	12.9 (37.4)	35 (198)	eBL
262067.469	$3_{2.5,2} - 2_{1.5,1}$	25.2	44.7	1526 (306)	-9.6 (2.3)	6.1 (2.6)	237 (127)	NL
				470 (101)	-11.9 (14.3)	13.0 (23.3)	34 (115)	eBL
349337.706	$4_{4.5,5} - 3_{3.5,4}$	41.9	130.8	610 (191)	-12.1 (1.7)	2.6 (2.2)	222 (42)	NL
				691 (229)	-11.3 (2.0)	7.7 (3.3)	84 (68)	eBL
349338.988	$4_{4.5,4} - 3_{3.5,3}$	41.9	127.7	600 (188)	-11.0 (1.7)	2.5 (2.2)	223 (40)	NL
				696 (229)	-10.3 (1.9)	7.8 (3.5)	84 (68)	eBL
349399.276	$4_{3.5,4} - 3_{2.5,3}$	41.9	125.3	539 (172)	-12.1 (1.7)	3.1 (1.8)	162 (27)	NL
				600 (212)	-10.2 (2.4)	11.4 (4.2)	50 (23)	eBL
349400.671	$4_{3.5,3} - 3_{2.5,2}$	41.9	120.2	580 (184)	-10.9 (1.7)	3.2 (1.8)	168 (27)	NL
				600 (219)	-8.5 (3.2)	13.5 (8.0)	42 (23)	eBL

TABLE C.38. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de CCD en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-6} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
72101.716	$1_{1.5,1.5} - 0_{0.5,1.5}$	3.5	0.0	28 (11)	-11.4 (0.9)	1.3 (1.2)	20 (10)	NL
72107.700	$1_{1.5,2.5} - 0_{0.5,1.5}$	3.5	0.1	53 (11)	-11.2 (0.8)	0.9 (0.9)	54 (18)	NL
72109.114	$1_{1.5,0.5} - 0_{0.5,0.5}$	3.5	0.1	28 (7)	-10.8 (27.3)	0.5 (1882.7)	82 (900964)	NL
72112.399	$1_{1.5,1.5} - 0_{0.5,0.5}$	3.5	0.1	51 (15)	-11.1 (0.9)	2.4 (1.2)	20 (6)	NL
72187.704	$1_{0.5,1.5} - 0_{0.5,1.5}$	3.5	0.1	28 (8)	-10.8 (0.9)	0.8 (0.9)	30 (7)	NL
144237.110	$2_{2.5,2.5} - 1_{1.5,2.5}$	10.4	0.1	14 (3)	-10.9 (0.4)	1.5 (0.5)	9 (1)	NL
144239.710	$2_{2.5,1.5} - 1_{1.5,1.5}$	10.4	0.2	16 (3)	-11.0 (0.4)	1.1 (0.4)	14 (2)	NL
144241.935	$2_{2.5,3.5} - 1_{1.5,2.5}$	10.4	0.8	76 (12)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	65 (2)	NL
144243.055	$2_{2.5,1.5} - 1_{1.5,0.5}$	10.4	0.6	76 (12)	-11.0 (0.4)	1.2 (0.4)	61 (2)	NL
144243.055	$2_{2.5,2.5} - 1_{1.5,1.5}$	10.4	0.7	76 (12)	-11.0 (0.4)	1.2 (0.4)	61 (2)	NL
144296.720	$2_{1.5,2.5} - 1_{0.5,1.5}$	10.4	0.7	48 (7)	-11.0 (0.4)	1.1 (0.4)	41 (2)	NL
144297.660	$2_{1.5,1.5} - 1_{0.5,0.5}$	10.4	0.4	47 (7)	-10.7 (0.4)	1.3 (0.5)	16 (1)	NL
144299.210	$2_{1.5,0.5} - 1_{0.5,0.5}$	10.4	0.6	38 (6)	-11.1 (0.4)	2.6 (0.6)	14 (1)	NL

TABLE C.38. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de CCD en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-6} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
144299.210	2 _{1,5,1,5} - 1 _{0,5,1,5}	10.4	0.3	42 (7)	-11.0 (0.5)	3.0 (0.8)	13 (1)	NL
144376.679	2 _{1,5,2,5} - 1 _{1,5,2,5}	10.4	0.1	17 (3)	-11.3 (0.4)	1.4 (0.4)	12 (1)	NL

TABLE C.39. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de C₄H en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
76117.432	8 _{8,5,8} - 7 _{7,5,7}	16.4	0.2	58 (10)	-11.0 (0.8)	1.4 (0.8)	38 (5)	NL
76117.447	8 _{8,5,9} - 7 _{7,5,8}	16.4	0.2	59 (10)	-11.0 (0.8)	1.5 (0.8)	37 (5)	NL
76156.028	8 _{7,5,7} - 7 _{6,5,6}	16.5	0.2	64 (11)	-11.0 (0.8)	1.5 (0.8)	41 (5)	NL
76156.030	8 _{7,5,8} - 7 _{6,5,7}	16.5	0.2	61 (11)	-10.9 (0.8)	1.5 (0.8)	39 (5)	NL
85634.006	9 _{9,5,9} - 8 _{8,5,8}	20.5	0.3	45 (5)	-11.0 (0.7)	1.3 (0.7)	33 (2)	NL
85634.017	9 _{9,5,10} - 8 _{8,5,9}	20.5	0.3	47 (6)	-10.9 (0.7)	1.4 (0.7)	32 (2)	NL
85672.581	9 _{8,5,8} - 8 _{7,5,7}	20.6	0.3	41 (5)	-11.0 (0.7)	1.1 (0.7)	34 (2)	NL
85672.583	9 _{8,5,9} - 8 _{7,5,8}	20.6	0.3	42 (5)	-11.0 (0.7)	1.1 (0.7)	35 (2)	NL
95150.391	10 _{10,5,10} - 9 _{9,5,9}	25.1	0.4	49 (6)	-11.1 (0.6)	1.4 (0.6)	33 (2)	NL
95150.400	10 _{10,5,11} - 9 _{9,5,10}	25.1	0.4	48 (6)	-11.1 (0.6)	1.4 (0.6)	32 (2)	NL
95188.948	10 _{9,5,9} - 9 _{8,5,8}	25.1	0.4	42 (6)	-11.0 (0.6)	1.5 (0.6)	27 (2)	NL
95188.951	10 _{9,5,10} - 9 _{8,5,9}	25.1	0.4	40 (6)	-11.0 (0.6)	1.4 (0.6)	27 (2)	NL
104666.568	11 _{11,5,11} - 10 _{10,5,10}	30.1	0.5	29 (4)	-11.0 (0.6)	1.3 (0.6)	21 (2)	NL
104666.575	11 _{11,5,12} - 10 _{10,5,11}	30.1	0.5	31 (4)	-11.0 (0.6)	1.5 (0.6)	20 (2)	NL
104705.110	11 _{10,5,10} - 10 _{9,5,9}	30.2	0.5	35 (5)	-11.3 (0.6)	1.7 (0.6)	19 (2)	NL
104705.112	11 _{10,5,11} - 10 _{9,5,10}	30.2	0.5	34 (5)	-11.3 (0.6)	1.7 (0.6)	19 (2)	NL
114221.044	12 _{11,5,11} - 11 _{10,5,10}	35.6	0.7	30 (9)	-10.9 (0.5)	1.1 (0.6)	25 (7)	NL
114221.046	12 _{11,5,12} - 11 _{10,5,11}	35.6	0.7	33 (9)	-11.0 (0.5)	1.1 (0.6)	27 (6)	NL
133213.641	14 _{14,5,14} - 13 _{13,5,13}	47.9	1.0	20 (5)	-11.1 (0.5)	1.7 (0.6)	11 (2)	NL
133213.645	14 _{14,5,15} - 13 _{13,5,14}	47.9	1.0	20 (5)	-11.1 (0.5)	1.7 (0.6)	11 (2)	NL
142728.773	15 _{15,5,16} - 14 _{14,5,15}	54.8	1.2	22 (5)	-11.3 (0.4)	2.0 (0.6)	10 (2)	NL

TABLE C.40. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de c-C₃H en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
91494.349	2 _{1,2,2,5,3} - 1 _{1,1,1,5,2}	4.4	1.6	29 (4)	-10.9 (0.6)	1.4 (0.7)	20 (2)	NL
91497.608	2 _{1,2,2,5,2} - 1 _{1,1,1,5,1}	4.4	1.4	16 (2)	-11.1 (0.6)	1.3 (0.7)	11 (1)	NL
91692.752	2 _{1,2,1,5,1} - 1 _{1,1,0,5,0}	4.4	0.9	9 (2)	-11.2 (0.7)	1.2 (0.7)	7 (2)	NL
91699.471	2 _{1,2,1,5,2} - 1 _{1,1,0,5,1}	4.4	1.4	21 (3)	-11.0 (0.6)	1.4 (0.7)	15 (2)	NL
132993.978	3 _{1,3,3,5,4} - 2 _{1,2,2,5,3}	10.8	6.1	44 (7)	-11.5 (0.5)	2.5 (0.5)	17 (1)	NL
132994.679	3 _{1,3,3,5,3} - 2 _{1,2,2,5,2}	10.8	5.7	44 (8)	-9.9 (0.5)	2.5 (0.5)	16 (2)	NL
133186.451	3 _{1,3,2,5,2} - 2 _{1,2,1,5,1}	10.8	5.1	18 (4)	-11.1 (0.5)	2.0 (1.0)	9 (2)	NL
133187.717	3 _{1,3,2,5,3} - 2 _{1,2,1,5,2}	10.8	5.7	20 (4)	-10.9 (0.5)	1.3 (0.5)	15 (2)	NL
172463.355	4 _{1,4,4,5,5} - 3 _{1,3,3,5,4}	19.1	14.3	43 (10)	-11.6 (0.4)	1.7 (0.5)	23 (4)	NL
172463.719	4 _{1,4,4,5,4} - 3 _{1,3,3,5,3}	19.1	13.9	33 (8)	-11.0 (0.4)	1.3 (0.5)	24 (5)	NL

TABLE C.41. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de $c\text{-C}_3\text{H}_2$ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
82093.544	2 _{0,2} - 1 _{1,1}	6.4	1.9	186 (19)	-11.0 (0.7)	1.0 (0.7)	171 (7)	NL
82966.200	3 _{1,2} - 3 _{0,3}	16.0	1.0	107 (11)	-11.2 (0.7)	1.1 (0.7)	91 (3)	NL
84727.688	3 _{2,2} - 3 _{1,3}	16.1	1.0	49 (6)	-11.1 (0.7)	1.5 (0.7)	31 (2)	NL
85338.894	2 _{1,2} - 1 _{0,1}	6.4	2.3	658 (66)	-11.0 (0.7)	1.3 (0.7)	494 (3)	NL
85656.431	4 _{3,2} - 4 _{2,3}	29.1	1.5	35 (5)	-11.1 (0.7)	1.6 (0.7)	20 (2)	NL
117151.191	3 _{0,3} - 2 _{1,2}	12.1	7.0	697 (99)	-11.0 (0.5)	1.0 (0.5)	668 (41)	NL
117546.214	3 _{1,3} - 2 _{0,2}	12.1	7.1	305 (126)	-11.0 (0.5)	1.1 (0.7)	271 (98)	NL
145089.595	3 _{1,2,0} - 2 _{2,1,0}	16.0	7.4	363 (55)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	300 (5)	NL
150436.545	2 _{2,0,0} - 1 _{1,1,0}	9.7	5.9	123 (19)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	110 (3)	NL
150820.665	4 _{0,4,0} - 3 _{1,3,0}	19.3	18.0	233 (35)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	202 (4)	NL
150851.908	4 _{1,4,0} - 3 _{0,3,0}	19.3	18.0	634 (95)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	539 (5)	NL
151039.173	6 _{3,4,0} - 6 _{2,5,0}	54.7	6.9	12 (4)	-11.0 (0.4)	1.1 (0.9)	10 (3)	NL
151343.873	5 _{1,4,0} - 5 _{0,5,0}	35.4	4.4	47 (8)	-11.3 (0.4)	1.5 (0.4)	30 (2)	NL
155518.295	3 _{2,2,0} - 2 _{1,1,0}	16.1	12.3	175 (26)	-11.1 (0.4)	1.2 (0.4)	136 (2)	NL
216278.756	3 _{3,0} - 2 _{2,1}	19.5	25.6	252 (74)	-10.9 (2.8)	4.4 (2.9)	53 (9)	NL
217822.148	6 _{1,6} - 5 _{0,5}	38.6	54.0	391 (87)	-11.0 (2.8)	4.7 (2.8)	79 (5)	NL
	6 _{0,6} - 5 _{1,5}	38.6	54.0	394 (88)	-10.9 (2.8)	4.8 (2.8)	78 (4)	NL
217940.046	5 _{1,4} - 4 _{2,3}	35.4	40.3	270 (72)	-10.8 (2.8)	5.5 (2.8)	46 (5)	NL
218160.456	5 _{2,4} - 4 _{1,3}	35.4	40.4	112 (59)	-11.5 (2.9)	5.9 (3.4)	18 (5)	NL
227169.138	4 _{3,2} - 3 _{2,1}	29.1	31.1	182 (46)	-11.1 (2.7)	5.6 (2.7)	31 (3)	NL
244222.151	3 _{2,1} - 2 _{1,2}	18.2	5.9	144 (46)	-11.1 (2.5)	6.3 (2.8)	22 (3)	NL
249054.368	5 _{2,3} - 4 _{3,2}	41.0	41.6	100 (28)	-11.4 (2.4)	4.8 (2.5)	20 (2)	NL
251314.337	7 _{0,7,0} - 6 _{1,6,0}	50.7	93.5	213 (47)	-11.1 (2.4)	4.7 (2.4)	43 (2)	NL
251314.343	7 _{1,7,0} - 6 _{0,6,0}	50.7	93.5	212 (46)	-11.1 (2.4)	4.7 (2.4)	43 (2)	NL
251314.367	7 _{0,7} - 6 _{1,6}	50.7	85.0	214 (49)	-11.1 (2.4)	4.7 (2.4)	43 (3)	NL
251314.367	7 _{1,7} - 6 _{0,6}	50.7	85.0	211 (49)	-11.0 (2.4)	4.7 (2.4)	43 (3)	NL
251527.311	6 _{2,5} - 5 _{1,4}	47.5	67.5	89 (32)	-10.8 (2.4)	4.7 (2.6)	18 (3)	NL
254987.652	5 _{3,3} - 4 _{2,2}	41.1	47.0	65 (29)	-12.1 (2.4)	4.8 (2.5)	13 (2)	NL
265759.481	4 _{4,1} - 3 _{3,0}	32.2	72.7	152 (38)	-11.3 (2.3)	3.9 (2.3)	37 (4)	NL
282381.103	4 _{4,0} - 3 _{3,1}	32.5	73.8	60 (33)	-10.3 (2.1)	4.0 (2.2)	14 (1)	NL
336948.606	4 _{4,1} - 3 _{1,2}	32.2	11.9	48 (61)	-11.9 (2.3)	5.6 (3.7)	8 (4)	NL
349263.999	5 _{5,0} - 4 _{4,1}	49.0	164.6	105 (107)	-12.7 (1.8)	3.3 (2.0)	30 (8)	NL

TABLE C.42. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de $c\text{-C}_3\text{HD}$ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
104187.126	3 _{0,3} - 2 _{1,2}	10.8	4.0	58 (6)	-11.1 (0.6)	1.2 (0.6)	44 (2)	NL
106256.108	4 _{2,3} - 4 _{1,4}	22.5	1.7	10 (3)	-10.9 (0.6)	1.9 (0.9)	5 (2)	NL
107423.671	3 _{1,3} - 2 _{0,2}	10.9	4.5	62 (7)	-11.0 (0.5)	1.1 (0.5)	51 (2)	NL
135640.900	4 _{0,4} - 3 _{1,3}	17.4	9.9	48 (8)	-11.1 (0.4)	0.9 (0.4)	49 (3)	NL
135758.345	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	17.4	1.7	19 (5)	-10.7 (0.5)	2.6 (0.9)	7 (2)	NL
136370.910	4 _{1,4} - 3 _{0,3}	17.4	10.1	52 (8)	-11.2 (0.4)	1.1 (0.4)	45 (3)	NL
137454.464	2 _{2,0} - 1 _{1,1}	9.0	4.9	83 (13)	-10.8 (0.4)	1.1 (0.4)	38 (2)	NL
148842.349	3 _{2,2} - 2 _{1,1}	14.7	8.4	39 (6)	-10.9 (0.4)	1.2 (0.4)	32 (1)	NL
158420.840	4 _{1,3} - 3 _{2,2}	22.3	8.9	20 (4)	-11.1 (0.4)	0.9 (0.4)	21 (2)	NL
166112.362	5 _{0,5} - 4 _{1,4}	25.4	19.4	43 (7)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	37 (3)	NL
166250.124	5 _{1,5} - 4 _{0,4}	25.4	19.5	41 (7)	-11.1 (0.4)	0.9 (0.4)	41 (3)	NL

TABLE C.43. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de $c\text{-C}_3\text{D}_2$ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
97761.978	$3_{1,3} - 2_{0,2}$	9.9	3.9	17 (3)	-10.9 (0.6)	1.5 (0.6)	11 (1)	NL
136072.534	$3_{2,2} - 2_{1,1}$	13.4	7.5	9 (3)	-11.2 (0.4)	0.7 (0.5)	11 (3)	NL
142698.077	$4_{1,3} - 3_{2,2}$	20.2	7.2	9 (2)	-11.2 (0.4)	1.4 (0.5)	6 (1)	NL
150981.316	$5_{1,5} - 4_{0,4}$	23.0	16.8	10 (2)	-10.8 (0.4)	1.1 (0.4)	9 (2)	NL

TABLE C.44. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de $l\text{-C}_3\text{H}_2$ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
88940.237	$10_{1,10} - 9_{1,9}$	37.0	6.5	13 (2)	-11.2 (0.7)	2.2 (0.9)	5 (1)	NL
89314.548	$10_{0,10} - 9_{0,9}$	23.6	6.6	17 (3)	-11.6 (0.7)	2.7 (0.9)	6 (1)	NL
89687.047	$10_{1,9} - 9_{1,8}$	37.2	6.7	8 (3)	-11.4 (0.7)	2.0 (1.2)	4 (1)	NL
98244.930	$11_{0,11} - 10_{0,10}$	28.3	8.9	7 (2)	-10.6 (0.6)	1.4 (0.7)	4 (1)	NL
98655.094	$11_{1,10} - 10_{1,9}$	41.9	8.9	9 (2)	-10.9 (0.6)	1.3 (0.7)	6 (1)	NL

TABLE C.45. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de CH_3CCH en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s^{-1})	V_{lsr} (km s^{-1})	ΔV (km s^{-1})	T_{pic} (mK)	Comp.
85442.601	$5_3 - 4_3$	77.3	0.1	10 (2)	-11.1 (0.7)	0.9 (0.9)	10 (4)	NL
				10 (2)	-11.1 (0.7)	0.9 (0.9)	10 (4)	NL
85450.766	$5_2 - 4_2$	41.2	0.2	26 (4)	-11.2 (0.7)	1.7 (0.7)	14 (2)	NL
85455.667	$5_1 - 4_1$	19.5	0.2	87 (9)	-11.1 (0.7)	1.4 (0.7)	58 (2)	NL
85457.300	$5_0 - 4_0$	12.3	0.2	111 (11)	-11.1 (0.7)	1.5 (0.7)	71 (2)	NL
102530.348	$6_3 - 5_3$	82.3	0.3	18 (3)	-11.1 (0.6)	1.4 (0.6)	12 (2)	NL
102540.145	$6_2 - 5_2$	46.1	0.3	42 (5)	-11.1 (0.6)	1.7 (0.6)	23 (0)	NL
102546.024	$6_1 - 5_1$	24.5	0.3	121 (12)	-11.1 (0.6)	1.4 (0.6)	81 (2)	NL
102547.984	$6_0 - 5_0$	17.2	0.4	145 (15)	-11.1 (0.6)	1.5 (0.6)	90 (2)	NL
136704.504	$8_3 - 7_3$	94.6	0.7	25 (5)	-11.4 (0.4)	1.3 (0.5)	18 (3)	NL
136717.562	$8_2 - 7_2$	58.4	0.8	52 (9)	-11.2 (0.4)	1.6 (0.4)	31 (2)	NL
136725.400	$8_1 - 7_1$	36.8	0.8	78 (12)	-11.1 (0.4)	1.1 (0.4)	68 (6)	NL
				83 (13)	-11.5 (0.5)	3.0 (0.6)	26 (6)	eBL
136728.012	$8_0 - 7_0$	29.5	0.9	119 (18)	-11.1 (0.4)	1.3 (0.4)	88 (7)	NL
				87 (14)	-11.6 (0.5)	3.3 (0.7)	24 (7)	eBL
153790.772	$9_3 - 8_3$	101.9	1.1	30 (5)	-11.4 (0.4)	1.7 (0.5)	17 (2)	NL
153805.461	$9_2 - 8_2$	65.8	1.2	55 (9)	-11.2 (0.4)	1.5 (0.4)	35 (2)	NL
153814.276	$9_1 - 8_1$	44.1	1.2	113 (17)	-11.1 (0.4)	1.2 (0.4)	87 (3)	NL
153817.215	$9_0 - 8_0$	36.9	1.2	126 (20)	-11.1 (0.4)	1.2 (0.4)	99 (7)	NL
				70 (14)	-11.8 (0.6)	3.8 (1.0)	17 (6)	eBL
170892.726	$10_2 - 9_2$	74.0	1.6	47 (8)	-11.1 (0.3)	1.1 (0.4)	41 (4)	NL
170902.518	$10_1 - 9_1$	52.3	1.7	123 (19)	-11.1 (0.3)	1.3 (0.4)	87 (5)	NL
170905.783	$10_0 - 9_0$	45.1	1.7	109 (17)	-11.2 (0.3)	1.2 (0.4)	86 (8)	NL
				77 (16)	-11.0 (0.6)	4.8 (1.8)	15 (7)	eBL
205080.732	$12_0 - 11_0$	64.0	3.0	232 (61)	-11.2 (3.0)	8.8 (3.4)	25 (4)	eBL
222162.730	$13_1 - 12_1$	81.9	3.8	96 (28)	-10.6 (2.8)	5.9 (3.2)	23 (4)	eBL
222166.971	$13_0 - 12_0$	74.6	3.8	94 (26)	-11.1 (2.8)	3.8 (3.0)	23 (7)	eBL
239234.034	$14_2 - 13_2$	115.0	4.6	51 (20)	-14.0 (2.8)	7.2 (3.9)	7 (2)	eBL
239247.728	$14_1 - 13_1$	93.3	4.7	219 (49)	-14.5 (2.6)	10.6 (2.9)	19 (2)	eBL

TABLE C.45. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de CH₃CCH en unités de température d'antenne T_A^{*} (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
239252.294	14 ₀ - 13 ₀	86.1	4.7	182 (52)	-8.8 (2.7)	9.2 (3.4)	19 (4)	eBL
256336.629	15 ₀ - 14 ₀	98.4	5.8	79 (24)	-11.3 (2.4)	5.4 (2.7)	14 (2)	eBL
273419.906	16 ₀ - 15 ₀	111.5	7.1	224 (57)	-10.0 (2.3)	9.0 (2.9)	23 (4)	eBL

C.4 Famille du Soufre

TABLE C.46. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de SO en unités de température d'antenne T_A^* . Voir Chapitre vi concernant la composante provenant du jet à haute vitesse.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
86093.950	$2_2 - 1_1$	19.3	0.5	151 (15)	-11.2 (0.7)	1.2 (0.7)	118 (3)	NL
99299.870	$2_3 - 1_2$	9.2	1.1	1330 (133)	-11.3 (0.6)	1.3 (0.6)	938 (3)	NL
109252.220	$3_2 - 2_1$	21.1	1.1	165 (17)	-11.1 (0.5)	1.3 (0.5)	117 (2)	NL
129138.923	$3_3 - 2_2$	25.5	2.3	184 (28)	-11.1 (0.5)	1.0 (0.5)	181 (4)	NL
138178.600	$3_4 - 2_3$	15.9	3.2	985 (148)	-11.3 (0.4)	1.1 (0.4)	823 (6)	NL
158971.800	$4_3 - 3_2$	28.7	4.3	214 (32)	-11.2 (0.4)	1.0 (0.4)	207 (3)	NL
172181.460	$4_4 - 3_3$	33.8	5.9	183 (28)	-11.1 (0.3)	0.9 (0.3)	198 (7)	NL

TABLE C.47. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de SO $_2$ en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
104029.418	$3_{1,3} - 2_{0,2}$	7.7	1.0	52 (6)	-11.3 (0.6)	1.3 (0.6)	39 (2)	NL
				29 (4)	-8.9 (0.6)	2.6 (0.8)	11 (1)	eBL
				331 (34)	-11.7 (0.7)	21.7 (1.1)	14 (1)	eBL
104239.295	$10_{1,9} - 10_{0,10}$	54.7	1.1	11 (3)	-11.4 (0.6)	1.5 (0.8)	7 (2)	NL
				41 (6)	-9.2 (0.8)	5.3 (1.5)	7 (2)	eBL
				241 (26)	-7.7 (0.8)	22.1 (2.0)	10 (1)	eBL
134004.860	$8_{2,6} - 8_{1,7}$	43.1	2.5	13 (3)	-9.3 (0.5)	1.3 (0.5)	10 (2)	NL
				163 (25)	-8.8 (0.5)	11.2 (1.0)	14 (1)	eBL
135696.020	$5_{1,5} - 4_{0,4}$	15.7	2.2	41 (7)	-11.2 (0.4)	1.0 (0.4)	38 (4)	NL
				74 (12)	-9.3 (0.5)	4.2 (0.8)	17 (2)	eBL
				521 (79)	-8.6 (0.5)	22.8 (1.2)	21 (1)	eBL
151378.630	$2_{2,0} - 2_{1,1}$	12.6	1.9	9 (2)	-11.0 (0.4)	1.1 (0.5)	8 (2)	NL
				76 (13)	-8.9 (0.6)	9.3 (1.2)	8 (1)	eBL
158199.740	$3_{2,2} - 3_{1,3}$	15.3	2.5	39 (7)	-8.9 (0.5)	4.2 (1.2)	9 (2)	eBL
				187 (29)	-8.4 (0.5)	15.2 (1.7)	12 (2)	eBL
				11 (2)	-11.3 (0.4)	0.7 (0.4)	16 (3)	NL

TABLE C.48. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de NS en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
115153.935	$3_{1,-1,3.5} - 2_{1,1,2.5}$	9.9	2.3	68 (10)	-10.8 (0.5)	1.4 (0.5)	45 (5)	NL
115156.812	$3_{1,-1,2.5} - 2_{1,1,1.5}$	10.0	2.0	51 (9)	-10.9 (0.5)	1.3 (0.6)	36 (6)	NL
115162.982	$3_{1,-1,1.5} - 2_{1,1,0.5}$	10.0	1.7	51 (10)	-10.5 (0.5)	2.2 (0.7)	22 (4)	NL
115524.603	$3_{1,1,1.5} - 2_{1,-1,1.5}$	10.0	0.6	83 (14)	-10.7 (0.5)	2.2 (0.6)	35 (5)	NL
115556.253	$3_{1,1,3.5} - 2_{1,-1,2.5}$	10.0	2.4	60 (10)	-11.2 (0.5)	1.1 (0.5)	53 (8)	NL
115571.954	$3_{1,1,1.5} - 2_{1,-1,0.5}$	10.0	1.8	79 (16)	-11.1 (0.6)	2.5 (0.7)	30 (5)	NL
161297.246	$4_{1,1,4.5} - 3_{1,-1,3.5}$	17.7	6.9	42 (7)	-10.9 (0.4)	1.3 (0.4)	31 (2)	NL
161298.411	$4_{1,1,3.5} - 3_{1,-1,2.5}$	17.7	6.3	46 (8)	-10.8 (0.4)	1.9 (0.4)	23 (2)	NL
161301.747	$4_{1,1,2.5} - 3_{1,-1,1.5}$	17.7	6.1	22 (4)	-10.9 (0.4)	1.1 (0.4)	19 (2)	NL
161697.257	$4_{1,-1,4.5} - 3_{1,1,3.5}$	17.8	6.9	52 (8)	-11.0 (0.4)	1.5 (0.4)	34 (2)	NL

TABLE C.48. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de NS en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
161703.404	$4_{1,-1,3.5} - 3_{1,1,2.5}$	17.8	6.3	56 (9)	-11.5 (0.4)	2.1 (0.4)	25 (2)	NL
161703.987	$4_{1,-1,2.5} - 3_{1,1,1.5}$	17.8	6.1	61 (10)	-10.3 (0.4)	2.4 (0.6)	24 (2)	NL
207436.246	$5_{1,-1,5.5} - 4_{1,1,4.5}$	27.6	15.1	122 (36)	-10.5 (3.0)	5.7 (3.2)	20 (4)	NL
207436.246	$5_{1,-1,4.5} - 4_{1,1,3.5}$	27.6	14.4	129 (37)	-10.5 (3.0)	6.1 (3.3)	20 (4)	NL
253968.393	$6_{1,-1,6.5} - 5_{1,1,5.5}$	39.9	28.4	93 (27)	-11.5 (2.4)	5.7 (2.8)	15 (3)	NL
253970.581	$6_{1,-1,5.5} - 5_{1,1,4.5}$	39.9	27.5	101 (29)	-8.9 (2.4)	6.0 (2.8)	16 (3)	NL
253970.581	$6_{1,-1,4.5} - 5_{1,1,3.5}$	39.9	27.3	82 (24)	-9.2 (3.2)	5.1 (5.2)	15 (3)	NL

TABLE C.49. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de H₂S en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
168762.762	$1_{1,0} - 1_{0,1}$	27.9	2.7	771 (116)	-11.1 (0.3)	2.3 (0.4)	314 (8)	NL
				1464 (221)	-10.4 (0.4)	8.4 (0.4)	163 (7)	eBL

TABLE C.50. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de H₂CS en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
101477.810	$3_{1,3} - 2_{1,2}$	22.9	1.3	141 (14)	-11.1 (0.6)	1.2 (0.6)	113 (2)	NL
				214 (22)	-12.1 (0.6)	7.2 (0.6)	28 (1)	BL
103040.452	$3_{0,3} - 2_{0,2}$	9.9	1.5	119 (12)	-11.0 (0.6)	1.3 (0.6)	86 (2)	NL
				128 (14)	-12.7 (0.6)	7.7 (0.8)	16 (1)	BL
104617.040	$3_{1,2} - 2_{1,1}$	23.2	1.4	134 (14)	-11.0 (0.6)	1.4 (0.6)	91 (2)	NL
				194 (20)	-12.6 (0.6)	6.4 (0.6)	29 (1)	BL
135298.261	$4_{1,4} - 3_{1,3}$	29.4	3.3	141 (22)	-11.2 (0.4)	1.4 (0.4)	97 (3)	NL
				332 (51)	-12.4 (0.5)	9.1 (0.6)	34 (2)	BL
137371.210	$4_{0,4} - 3_{0,3}$	16.5	3.6	92 (14)	-10.9 (0.4)	1.1 (0.4)	82 (3)	NL
				267 (41)	-11.5 (0.4)	7.4 (0.5)	34 (1)	BL
139483.682	$4_{1,3} - 3_{1,2}$	29.9	3.6	115 (17)	-10.8 (0.4)	1.1 (0.4)	96 (2)	NL
				302 (46)	-11.8 (0.4)	7.1 (0.5)	40 (1)	BL
169114.079	$5_{1,5} - 4_{1,4}$	37.5	6.7	101 (16)	-11.0 (0.3)	1.2 (0.4)	81 (4)	NL
				332 (50)	-12.0 (0.4)	5.3 (0.4)	59 (3)	BL
171688.117	$5_{0,5} - 4_{0,4}$	24.7	7.3	88 (15)	-11.0 (0.3)	1.5 (0.4)	57 (5)	NL
				152 (26)	-12.8 (0.5)	5.7 (0.7)	25 (3)	BL

TABLE C.51. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de HDCS en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
91171.067	$3_{1,3} - 2_{1,2}$	17.7	0.9	18 (3)	-10.8 (0.7)	1.9 (0.7)	9 (1)	NL
92981.601	$3_{0,3} - 2_{0,2}$	8.9	1.1	24 (4)	-10.9 (0.6)	1.4 (0.7)	16 (2)	NL
94828.488	$3_{1,2} - 2_{1,1}$	18.1	1.0	18 (4)	-11.2 (0.6)	1.5 (0.7)	11 (2)	NL
151927.543	$5_{1,5} - 4_{1,4}$	30.9	4.8	18 (3)	-10.9 (0.4)	0.9 (0.4)	19 (2)	NL
154885.030	$5_{0,5} - 4_{0,4}$	22.3	5.3	40 (6)	-11.0 (0.4)	1.5 (0.4)	25 (2)	NL
158022.076	$5_{1,4} - 4_{1,3}$	31.7	5.4	27 (5)	-11.4 (0.4)	1.4 (0.4)	18 (2)	NL

TABLE C.52. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de D₂CS en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
85153.920	3 _{0,3} - 2 _{0,2}	8.2	0.8	28 (4)	-10.9 (0.7)	2.0 (0.8)	13 (1)	NL
85192.048	3 _{2,2} - 2 _{2,1}	33.6	0.5	6 (2)	-11.2 (0.7)	1.2 (0.8)	5 (1)	NL
141769.445	5 _{0,5} - 4 _{0,4}	20.4	4.1	23 (5)	-10.9 (0.4)	1.5 (0.5)	15 (2)	NL
145461.965	5 _{1,4} - 4 _{1,3}	27.3	4.3	6 (2)	-10.9 (0.4)	0.7 (0.4)	9 (2)	NL
169996.851	6 _{0,6} - 5 _{0,5}	28.6	7.3	28 (7)	-10.9 (0.4)	1.0 (0.4)	26 (5)	NL

TABLE C.53. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de ¹³CS en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
92494.308	2 - 1	6.7	1.4	120 (13)	-10.9 (0.6)	1.5 (0.6)	75 (3)	NL
				131 (16)	-12.7 (0.7)	9.3 (1.1)	13 (1)	BL
138739.335	3 - 2	13.3	5.1	127 (19)	-10.8 (0.4)	1.5 (0.4)	78 (2)	NL
				159 (24)	-10.8 (0.4)	8.2 (0.6)	18 (1)	BL
231220.996	5 - 4	33.3	25.2	159 (45)	-11.7 (2.7)	5.9 (3.1)	25 (6)	BL
277455.481	6 - 5	46.6	44.2	153 (38)	-11.4 (2.2)	5.2 (2.4)	28 (5)	BL

TABLE C.54. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CCS en unités de température d'antenne T_A^{*}.

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E _{up} (K)	A _{ul} (10 ⁻⁵ s ⁻¹)	Flux (mK km s ⁻¹)	V _{lsr} (km s ⁻¹)	ΔV (km s ⁻¹)	T _{pic} (mK)	Comp.
72323.789	6 ₅ - 5 ₄	19.2	1.6	65 (2169)	-11.0 (0.8)	1.0 (0.8)	63 (7)	NL
77731.711	6 ₆ - 5 ₅	21.8	2.1	86 (2169)	-11.1 (0.8)	1.9 (0.8)	43 (4)	NL
81505.170	6 ₇ - 5 ₆	15.4	2.5	205 (2169)	-11.1 (0.7)	1.1 (0.7)	170 (3)	NL
86181.391	7 ₆ - 6 ₅	23.3	2.8	75 (2169)	-11.0 (0.7)	1.4 (0.7)	52 (2)	NL
90686.381	7 ₇ - 6 ₆	26.1	3.3	74 (2169)	-11.1 (0.6)	1.5 (0.7)	47 (3)	NL
93870.107	7 ₈ - 6 ₇	19.9	3.8	144 (2169)	-10.9 (0.6)	1.3 (0.6)	101 (7)	NL
99866.521	8 ₇ - 7 ₆	28.1	4.5	82 (2169)	-11.0 (0.6)	1.9 (0.6)	41 (1)	NL
103640.759	8 ₈ - 7 ₇	31.1	5.0	68 (2169)	-11.0 (0.6)	1.4 (0.6)	44 (2)	NL
106347.726	8 ₉ - 7 ₈	25.0	5.6	162 (2169)	-11.1 (0.6)	1.6 (0.6)	94 (2)	NL
113410.186	9 ₈ - 8 ₇	33.6	6.6	62 (2169)	-11.1 (0.5)	1.4 (0.5)	42 (4)	NL
126840.489	10 ₉ - 9 ₈	39.7	9.4	48 (2169)	-11.0 (0.5)	1.2 (0.5)	37 (4)	NL
129548.454	10 ₁₀ - 9 ₉	42.9	10.0	42 (2169)	-10.8 (0.5)	1.4 (0.5)	27 (3)	NL
131551.974	10 ₁₁ - 9 ₁₀	37.0	10.6	100 (2169)	-10.9 (0.4)	1.6 (0.5)	59 (2)	NL
140180.751	11 ₁₀ - 10 ₉	46.4	12.7	52 (2169)	-10.9 (0.4)	1.8 (0.4)	27 (2)	NL
142501.703	11 ₁₁ - 10 ₁₀	49.7	13.4	49 (2169)	-10.9 (0.4)	1.7 (0.4)	26 (1)	NL
144244.836	11 ₁₂ - 10 ₁₁	43.9	14.1	64 (2169)	-11.0 (0.4)	1.4 (0.4)	42 (1)	NL
153449.782	12 ₁₁ - 11 ₁₀	53.8	16.8	35 (2169)	-10.9 (0.4)	1.8 (0.4)	19 (2)	NL
155454.496	12 ₁₂ - 11 ₁₁	57.2	17.5	38 (2169)	-10.8 (0.4)	2.3 (0.4)	15 (1)	NL
156981.665	12 ₁₃ - 11 ₁₂	51.5	18.2	68 (2169)	-10.9 (0.4)	1.8 (0.4)	36 (1)	NL
166662.354	13 ₁₂ - 12 ₁₁	61.8	21.6	28 (2169)	-10.8 (0.4)	1.0 (0.4)	25 (4)	NL
168406.791	13 ₁₃ - 12 ₁₂	65.3	22.4	37 (2169)	-11.1 (0.4)	1.7 (0.4)	20 (3)	NL
169753.461	13 ₁₄ - 12 ₁₃	59.6	23.1	39 (2169)	-10.9 (0.4)	1.3 (0.4)	27 (4)	NL

TABLE C.55. : Paramètres spectroscopiques (JPL) et observationnels des transitions de CCCS en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
75147.913	13 ₀ – 12 ₀	25.2	3.1	50 (12)	–10.9 (0.8)	1.3 (0.9)	38 (10)	NL
80928.182	14 ₀ – 13 ₀	29.1	3.9	33 (6)	–11.1 (0.7)	1.6 (0.8)	19 (3)	NL
86708.377	15 ₀ – 14 ₀	33.3	4.8	49 (5)	–10.9 (0.7)	1.5 (0.7)	31 (2)	BL
92488.490	16 ₀ – 15 ₀	37.7	5.8	25 (4)	–11.0 (0.6)	1.3 (0.7)	18 (2)	NL
98268.518	17 ₀ – 16 ₀	42.4	7.0	21 (3)	–11.0 (0.6)	1.6 (0.6)	13 (1)	NL
104048.454	18 ₀ – 17 ₀	47.4	8.3	21 (3)	–10.9 (0.6)	1.8 (0.6)	11 (2)	NL
109828.293	19 ₀ – 18 ₀	52.7	9.7	19 (4)	–10.7 (0.5)	1.3 (0.6)	14 (2)	NL
132946.574	23 ₀ – 22 ₀	76.6	17.3	15 (3)	–10.9 (0.5)	1.1 (0.5)	12 (2)	NL
144504.994	25 ₀ – 24 ₀	90.2	22.3	12 (3)	–11.4 (0.4)	1.5 (0.5)	8 (1)	NL

TABLE C.56. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de CH₃SH en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
75862.859	3 _{0,3,0} – 2 _{0,2,0}	7.3	0.4	11 (6)	–11.3 (1.0)	0.8 (1.6)	12 (19)	NL
75864.405	3 _{0,3,1} – 2 _{0,2,1}	8.7	0.4	10 (6)	–11.6 (0.9)	1.2 (1.1)	8 (4)	NL
99203.487	2 _{1,1,1} – 2 _{0,2,1}	9.8	0.2	6 (2)	–11.0 (0.6)	1.5 (0.8)	4 (1)	NL
99264.997	3 _{1,2,1} – 3 _{0,3,1}	13.5	0.2	12 (3)	–11.4 (0.6)	2.3 (0.8)	5 (1)	NL
101139.111	4 _{0,4,0} – 3 _{0,3,0}	12.1	0.9	18 (4)	–12.0 (0.6)	2.0 (0.7)	9 (2)	NL
101139.632	4 _{0,4,1} – 3 _{0,3,1}	13.6	0.9	19 (4)	–10.5 (0.6)	2.1 (0.8)	8 (2)	NL
101284.348	4 _{1,3,1} – 3 _{1,2,1}	18.3	0.9	16 (3)	–10.7 (0.6)	2.2 (0.9)	7 (2)	NL
102202.437	4 _{1,3,0} – 3 _{1,2,0}	17.3	0.9	5 (1)	–11.3 (0.6)	0.9 (0.7)	5 (2)	NL
105998.314	1 _{1,0,0} – 1 _{0,1,0}	6.3	0.4	11 (3)	–11.4 (0.6)	1.8 (0.7)	6 (1)	NL
107316.400	3 _{1,2,0} – 3 _{0,3,0}	12.4	0.4	17 (3)	–10.9 (0.6)	2.8 (0.8)	6 (1)	NL
151303.145	6 _{1,6,2} – 5 _{1,5,2}	30.0	3.1	10 (3)	–11.1 (0.4)	1.4 (0.5)	7 (2)	NL
151654.184	6 _{0,6,1} – 5 _{0,5,1}	26.9	3.2	14 (3)	–11.2 (0.4)	1.7 (0.6)	8 (1)	NL
151659.989	6 _{0,6,0} – 5 _{0,5,0}	25.5	3.2	11 (3)	–11.0 (0.4)	1.4 (0.6)	7 (2)	NL
151723.172	6 _{2,5,0} – 5 _{2,4,0}	44.6	2.9	12 (3)	–11.6 (0.4)	1.6 (0.6)	7 (2)	NL
152128.998	6 _{1,5,1} – 5 _{1,4,1}	31.7	3.2	8 (2)	–11.4 (0.4)	1.1 (0.5)	7 (2)	NL
153284.372	6 _{1,5,0} – 5 _{1,4,0}	30.8	3.3	12 (3)	–10.7 (0.4)	1.6 (0.7)	7 (2)	NL

TABLE C.57. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de OCS en unités de température d'antenne T_A^* .

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} ($10^{-5} s^{-1}$)	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
72976.779	6 – 5	12.3	0.1	61 (14)	–10.9 (0.8)	2.1 (1.0)	27 (6)	BL
85139.103	7 – 6	16.3	0.2	69 (8)	–11.4 (0.7)	5.0 (0.9)	13 (2)	BL
97301.209	8 – 7	21.0	0.3	97 (11)	–11.1 (0.6)	6.4 (0.8)	14 (2)	BL
109463.063	9 – 8	26.3	0.4	91 (11)	–11.9 (0.6)	6.1 (1.0)	14 (2)	BL
133785.900	11 – 10	38.5	0.7	140 (22)	–11.1 (0.4)	3.8 (0.5)	35 (1)	BL
145946.812	12 – 11	45.5	0.9	182 (28)	–11.0 (0.4)	4.4 (0.4)	39 (1)	BL
158107.360	13 – 12	53.1	1.1	177 (27)	–10.9 (0.4)	4.0 (0.4)	42 (1)	BL
170267.494	14 – 13	61.3	1.4	166 (27)	–10.8 (0.4)	4.4 (0.5)	35 (3)	BL
206745.156	17 – 16	89.3	2.6	183 (48)	–11.2 (3.0)	6.5 (3.2)	27 (5)	BL
218903.356	18 – 17	99.8	3.0	164 (40)	–10.4 (2.8)	7.2 (3.1)	21 (3)	BL
231060.993	19 – 18	110.9	3.6	–1844 (370)	–11.5 (2.6)	7.7 (2.6)	21 (0)	BL
243218.036	20 – 19	122.6	4.2	182 (43)	–10.6 (2.5)	7.5 (3.0)	23 (3)	BL
255374.456	21 – 20	134.8	4.8	137 (32)	–11.1 (2.4)	4.8 (2.5)	27 (3)	BL

TABLE C.57. : Paramètres spectroscopiques (CDMS) et observationnels des transitions de OCS en unités de température d'antenne T_A^* (suite).

Fréquence (MHz)	Nombres Quantiques	E_{up} (K)	A_{ul} (10^{-5} s^{-1})	Flux (mK km s $^{-1}$)	V_{lsr} (km s $^{-1}$)	ΔV (km s $^{-1}$)	T_{pic} (mK)	Comp.
279685.296	23 – 22	161.1	6.4	217 (53)	–10.5 (2.2)	6.6 (2.5)	31 (5)	BL
291839.653	24 – 23	175.1	7.2	160 (40)	–9.9 (2.1)	4.6 (2.2)	33 (5)	BL

ESTIMATION DE L'ÉPAISSEUR OPTIQUE

Sous certaines hypothèses, l'épaisseur optique des transitions spectrales d'une molécule peut être estimée avec la détection des mêmes transitions d'un de ses isotopologues. On compare alors le flux provenant des deux isotopologues d'une transition en commun (mêmes nombres quantiques ; ν , E_{up} et A_{ij} similaires). La méthodologie décrite ci-dessous prend l'exemple d'une détection brillante de CH_3OH et $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$.

Sous l'hypothèse qu'une molécule se trouve à l'ETL, la température de brillance d'une transition s'exprime sous la forme :

$$T_B = T_{bg}e^{-\tau_\nu} + (1 - e^{-\tau_\nu})T_{ex} \quad (\text{D.1})$$

La température du continuum T_{bg} étant très inférieure à la température d'excitation T_{ex} , la température de brillance peut s'exprimer par :

$$T_B = (1 - e^{-\tau_\nu})T_{ex} \quad (\text{D.2})$$

En supposant une transition en commun entre les deux isotopes et que la transition soit optiquement épaisse ($\tau^{12} > 1$) pour l'isotope ^{12}C et optiquement mince ($\tau^{13} \ll 1$) pour l'isotope ^{13}C , on peut simplifier l'équation (D.2) au premier ordre par :

$$T_B^{12} = T_{ex}^{12} \quad (\text{D.3})$$

$$T_B^{13} = \tau_\nu^{13} T_{ex}^{13} \quad (\text{D.4})$$

Si on considère que les deux espèces se trouvent dans les mêmes conditions d'excitation, $T_{ex}^{12} = T_{ex}^{13}$, on peut écrire le rapport des deux températures de brillances sous la forme :

$$\frac{T_B^{13}}{T_B^{12}} = \tau_\nu^{13} \quad (\text{D.5})$$

Les propriétés spectroscopiques (ν , E_{up} , A_{ul} , g_u , Q) des transitions en commun entre les isotopes étant très similaires, le rapport des températures de brillance est similaire au rapport des températures au pic de l'émission :

$$\tau_\nu^{13} = \frac{T_{pic,\nu}^{13}}{T_{pic,\nu}^{12}} \quad (\text{D.6})$$

le rapport entre les opacités des deux isotopes devient :

$$\frac{\tau_\nu^{13}}{\tau_\nu^{12}} \simeq \frac{N^{13}}{N^{12}} \quad (\text{D.7})$$

En adoptant un rapport typique des abondances $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ égale à 70 (Langer, 1992), on peut réécrire l'équation (D.5) :

$$\tau_\nu^{12} = 70 \times \frac{T_B^{13}}{T_B^{12}} = 70 \times \frac{T_{pic,\nu}^{13}}{T_{pic,\nu}^{12}} \quad (\text{D.8})$$

FACTEUR DE DILUTION

Pour estimer les conditions physiques et abondances des espèces moléculaires il est nécessaire d'accéder à la distribution de brillance intrinsèque de la source astrophysique $T_B(\Omega)$ à partir de la distribution d'intensité observé par le télescope $T_A(\Omega)$, corrigé de l'extinction atmosphérique.

Les distributions de $T_A(\Omega)$ et $T_B(\Omega)$ sont reliés par la relation (E.1) qui exprime que la première est le produit de convolution de la distribution de brillance astrophysique $T_B(\Omega)$ avec la réponse de l'antenne B :

$$T_A(\Omega_0) = \frac{1}{\int_{4\pi} B(\Omega) d\Omega} \int B(\Omega_0 - \Omega) \cdot T_B(\Omega) d\Omega = \frac{1}{\Omega_A} \int B(\Omega_0 - \Omega) \cdot T_B(\Omega) d\Omega \quad (\text{E.1})$$

Avec Ω_A l'intégrale de la réponse du télescope sur 4π sr.

Lorsque la taille de la source astrophysique est faible, en pratique jusqu'à quelques fois la taille du lobe principal du télescope, et donc faible devant la taille du lobe d'erreur, on peut alors considérer que le flux collecté par l'antenne provient essentiellement du lobe principal. On définit ainsi la température *main-beam* T_{MB} par la relation :

$$T_{MB} = T_A \times \frac{\Omega_A}{\Omega_{MB}} \quad (\text{E.2})$$

ou encore

$$T_{MB} = \frac{T_A}{\eta_{MB}} \quad (\text{E.3})$$

où η_{MB} est l'efficacité du lobe principal, égale au rapport Ω_A/Ω_{MB} où

$$\Omega_{MB} = \int_{\text{lobe principal}} B(\Omega) d\Omega \quad (\text{E.4})$$

On a ainsi :

$$\boxed{T_{MB} = \frac{1}{\Omega_{MB}} \int B(\Omega_0 - \Omega) T_B(\Omega) d\Omega} \quad (\text{E.5})$$

Le profil du lobe principal est décrit par une gaussienne :

$$B(\theta) = \exp\left(-\frac{\theta^2}{\sigma_b^2}\right) \quad (\text{E.6})$$

et la largeur à mi-puissance HPBW du lobe principal est donnée par :

$$\text{HPBW} = 2\sigma_b \sqrt{\ln(2)} \quad (\text{E.7})$$

L'angle solide du lobe principal est donné par :

$$\int B(\Omega) d\Omega = \pi \sigma_b^2 = \Omega_{MB} \quad (\text{E.8})$$

$$\boxed{\Omega_{MB} = \frac{\pi}{4 \ln(2)} \text{HPBW}^2} \quad (\text{E.9})$$

E.1 Cas typique : source gaussienne

Il existe un cas simple dans lequel le produit de la convolution admet une solution analytique exacte : lorsque la distribution de brillance de la source est elle-même une gaussienne. La simplicité du résultat de retrouver, en première approximation, la taille caractéristique de la région émettrice et le facteur de dilution du rayonnement dans le lobe principal. Ce facteur de dilution est défini comme :

$$ff = \frac{T_{MB}}{T_B} \quad (E.10)$$

On considère une distribution de brillance gaussienne :

$$S(x, y) = T_s \cdot \exp\left(-\frac{x^2 + y^2}{\sigma_s^2}\right) \quad (E.11)$$

- l'intensité au pic est T_s ;
- la largeur à mi-puissance de la source est $FWHM_s = 2\sigma_s \sqrt{\ln(2)}$.

Lorsque le télescope pointe dans une direction Ω_0 quelconque, l'antenne reçoit donc l'intensité :

$$T_{MB}(\Omega_0) = \frac{1}{\Omega_{MB}} \int B(\Omega_0 - \Omega) \cdot S(\Omega) d\Omega \quad (E.12)$$

En coordonnées cartésiennes sur le ciel :

$$T_{MB}(x_0, y_0) = \frac{T_s}{\Omega_{MB}} \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left[-\left(\frac{x^2}{\sigma_b^2} + \frac{(x-x_0)^2}{\sigma_s^2}\right)\right] dx \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left[-\left(\frac{y^2}{\sigma_b^2} + \frac{(y-y_0)^2}{\sigma_s^2}\right)\right] dy \quad (E.13)$$

Dans un premier temps, on calcule chacune des intégrales par rapport à x et à y . Les deux étant similaires, on démontre à continuation la résolution de l'intégrale par rapport à x :

$$\int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left[-\left(\frac{x^2}{\sigma_b^2} + \frac{(x-x_0)^2}{\sigma_s^2}\right)\right] dx = \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left[-\frac{x^2(\sigma_s^2 + \sigma_b^2) - 2\sigma_b^2 x \cdot x_0 - x_0^2}{\sigma_b^2 \sigma_s^2}\right] dx \quad (E.14)$$

On définit λ :

$$\frac{1}{\lambda^2} = \frac{\sigma_s^2 + \sigma_b^2}{\sigma_b^2 \sigma_s^2} \quad (E.15)$$

L'Équation E.14 devient alors :

$$\int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left[-\frac{1}{\lambda^2} \left(x^2 - \frac{2\lambda^2 x \cdot x_0}{\sigma_s^2}\right) - \frac{x_0^2}{\sigma_s^2}\right] dx = \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left[-\frac{\left(x - \frac{\lambda^2}{\sigma_s^2} x_0\right)^2}{\lambda^2} + \left(\frac{\lambda^2}{\sigma_s^2} - \frac{1}{\sigma_s^2}\right) x_0^2\right] dx \quad (E.16)$$

$$= \exp\left(-\frac{x_0^2}{\sigma_s^2 + \sigma_b^2}\right) \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left(-\frac{\left(x - \frac{\lambda^2}{\sigma_s^2} x_0\right)^2}{\lambda^2}\right) dx \quad (E.17)$$

$$= \lambda \sqrt{\pi} \exp\left(-\frac{x_0^2}{\sigma_s^2 + \sigma_b^2}\right) \quad (E.18)$$

En introduisant la résolution de cette intégrale pour x et pour y dans l'Équation E.13 de la distribution $T_{MB}(\Omega)$, on obtient :

$$T_{MB}(x_0, y_0) = \frac{T_s}{\Omega_{MB}} \pi \lambda^2 \exp\left(-\frac{x_0^2 + y_0^2}{\sigma_s^2 + \sigma_b^2}\right) \quad (\text{E.19})$$

Soit donc :

$$T_{MB}(x_0, y_0) = T_s \cdot \frac{\text{FWHM}_s^2}{\text{FWHM}_s^2 + \text{HPBW}^2} \exp\left(-\frac{x_0^2 + y_0^2}{\sigma_{s'}^2}\right) \quad (\text{E.20})$$

avec

$$\sigma_{s'}^2 = \sigma_s^2 + \sigma_b^2 \quad (\text{E.21})$$

La distribution de brillance observée sur le ciel est également une gaussienne plus large que la distribution de la source astrophysique et dont l'intensité au pic est atténuée du facteur :

$$ff = \frac{\text{FWHM}_s^2}{\text{FWHM}_s^2 + \text{HPBW}^2} \quad (\text{E.22})$$

La Figure E.1 montre un graphique des valeurs tabulés du filling-factor ff en fonction du rapport $\text{FWHM}_s/\text{HPBW}$.

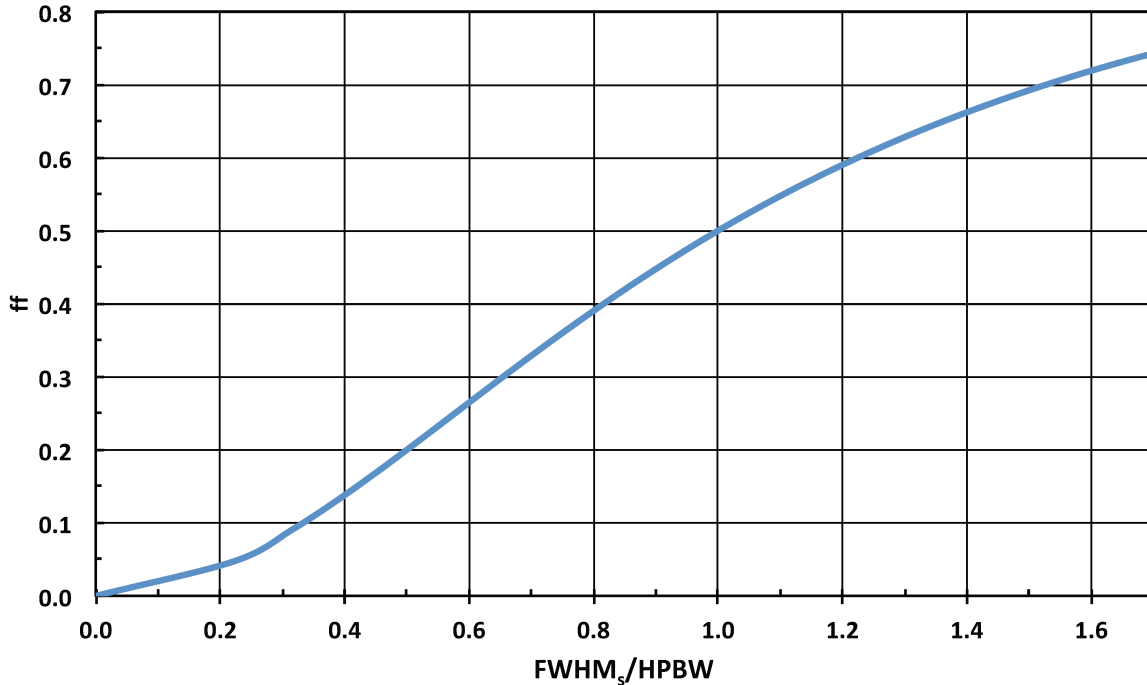


FIGURE E.1. : Valeurs du filling-factor ff en fonction du rapport des largeurs à mi-hauteur de la source FWHM_s et à mi-puissance du lobe principal HPBW .

E.2 Jet collimaté

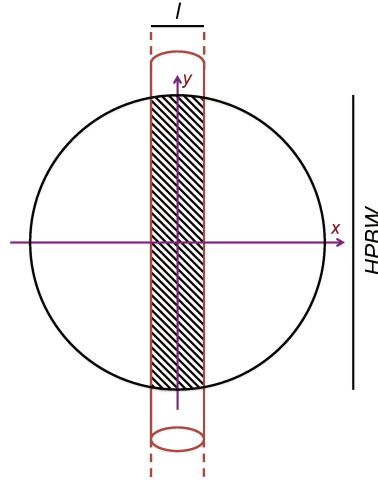


FIGURE E.2. : Représentation graphique de la distribution gaussienne du lobe du télescope centrée sur un cylindre infini (jet collimaté).

Considérons un jet parfaitement collimaté, centrée sur le lobe principal de l'antenne, et dont sa longueur est plus grande que la taille télescope. Le jet peut alors être modélisé par un cylindre infini de largeur \$l\$ (voir Figure E.2), dont la distribution uniforme \$S(x, y)\$ est définie par :

$$S(x, y) \mapsto \begin{cases} 1 & \text{si } |x| \leq l/2 \\ 0 & \text{si } |x| > l/2 \end{cases} \quad (\text{E.23})$$

On remarque la symétrie de distribution \$S(-x, -y) = S(x, y)\$. La température \$T_{MB}\$ mesuré (Équation E.5) est donc égal à :

$$T_{MB} = \frac{T_B}{\Omega_{MB}} \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left(-\frac{x^2 + y^2}{\sigma_b^2}\right) S(x, y) dx dy \quad (\text{E.24})$$

$$= \frac{T_B}{\pi\sigma_b^2} \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left(-\frac{y^2}{\sigma_b^2}\right) dy 2 \int_0^{l/2} \exp\left(-\frac{x^2}{\sigma_b^2}\right) dx \quad (\text{E.25})$$

$$= \frac{2 T_B}{\sqrt{\pi}\sigma_b} \int_0^{l/2} \exp\left(-\frac{x^2}{\sigma_b^2}\right) dx \quad (\text{E.26})$$

Supposons maintenant que la largeur du cylindre est très inférieure à la taille du lobe principal \$l \ll \sigma_b\$. En outre, le développement de Taylor de la fonction exponentielle résulte en :

$$\int_0^{l/2} \exp\left(-\frac{x^2}{\sigma_b^2}\right) dx = \int_0^{l/2} \left(1 - \frac{x^2}{\sigma_b^2} + O\left(\frac{x^4}{\sigma_b^4}\right)\right) dx \quad (\text{E.27})$$

$$\simeq \frac{l}{2} \quad (\text{E.28})$$

En intégrant ce résultat dans l'équation E.24, on obtient donc :

$$T_{MB} = T_B \frac{l}{\sqrt{\pi\sigma_b}} = T_B \cdot 0.94 \frac{l}{HPBW} \quad (\text{E.29})$$

La température de brillance de la source T_B est donc atténuée du filling-factor ff :

$$ff = 0.94 \frac{l}{HPBW} \quad (\text{E.30})$$

La Figure E.3 montre un graphique du ff en fonction du rapport $l/HPBW$, pour $l \ll HPBW$.

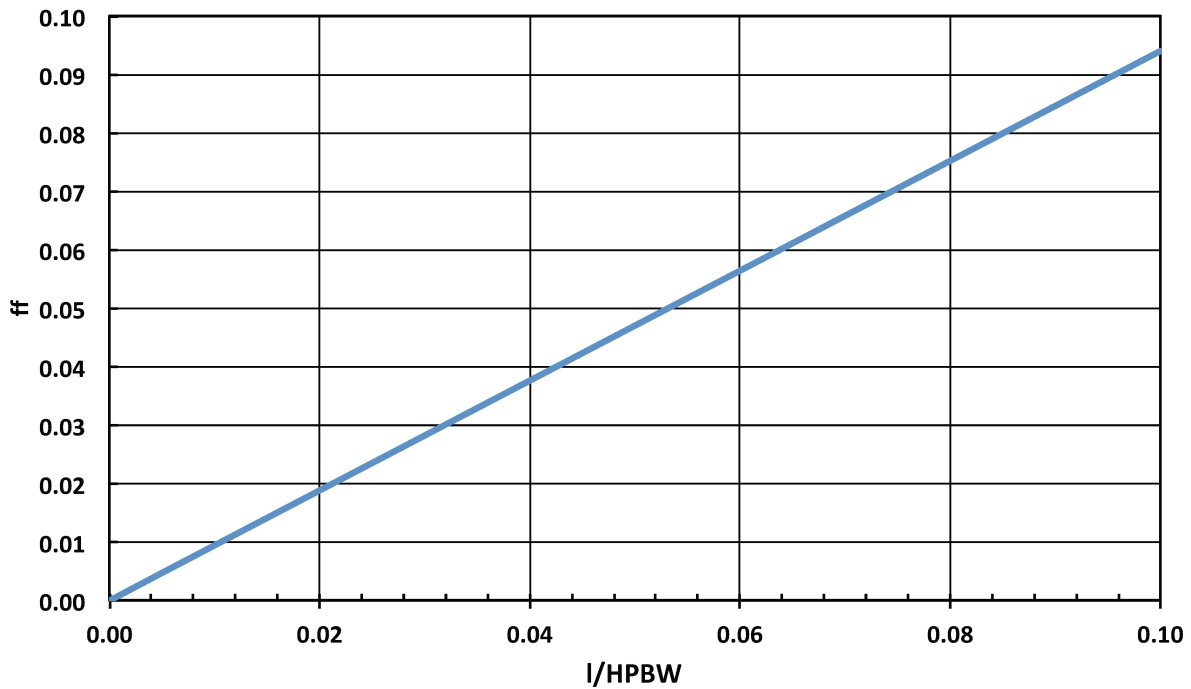


FIGURE E.3. : Valeurs du Filling-Factor en fonction du rapport de la largeur du cylindre l et de la taille du lobe principal HPBW du télescope.

E.3 Cavités du flot moléculaire

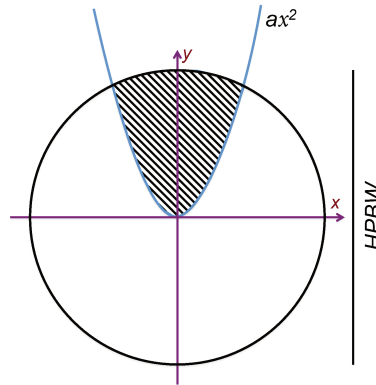


FIGURE E.4. : Représentation graphique de la distribution gaussienne du lobe du télescope centrée au sommet d'une distribution parabolique (cavités du flot).

Considérons un flot moléculaire dont les bords des cavités suivent une géométrie parabolique de type ax^2 dont le point d'origine est centrée sur le lobe principal du télescope, et a une constante (voir Figure E.4). A titre d'exemple, la Figure E.5 présente un ajustement des parois des cavités du flot sud en CO de Cep E-mm, avec $a = 0.44$.

La distribution uniforme $S(x, y)$ est donc définie par :

$$S(x, y) \mapsto \begin{cases} 1 & \text{si } y \geq ax^2 \\ 0 & \text{si } y < ax^2 \end{cases} \quad (\text{E.31})$$

On constate de cette fonction parabolique $S(x, y)$ qu'elle présente une symétrie selon les valeurs de x . En plus, la fonction est nulle quelque soit $y < 0$, c'est-à-dire :

$$S(-x, y) = S(x, y) \quad (\text{E.32})$$

et

$$\forall y < 0, S(x, y) = 0 \quad (\text{E.33})$$

Le T_{MB} mesuré vaut ainsi (Équation E.5) :

$$T_{MB} = T_B \frac{2}{\Omega_{MB}} \int_0^{+\infty} dy \exp\left(-\frac{y^2}{\sigma_b^2}\right) \int_0^{\sqrt{\frac{y}{a}}} \exp\left(-\frac{x^2}{\sigma_b^2}\right) dx \quad (\text{E.34})$$

On introduit la *fonction d'erreur* $\text{erf}(\zeta)$:

$$\text{erf}(\zeta) = \frac{2}{\sqrt{\pi}} \int_0^{\zeta} \exp(-t^2) dt \simeq 1 - \exp(-1.9 \zeta^{1.3}) \quad (\text{E.35})$$

En adoptant la fonction d'erreur $\text{erf}(\zeta)$, et en introduisant les changements de variable $u = x/\sigma_b$ et $v = y/\sigma_b$, l'équation E.34 devient :

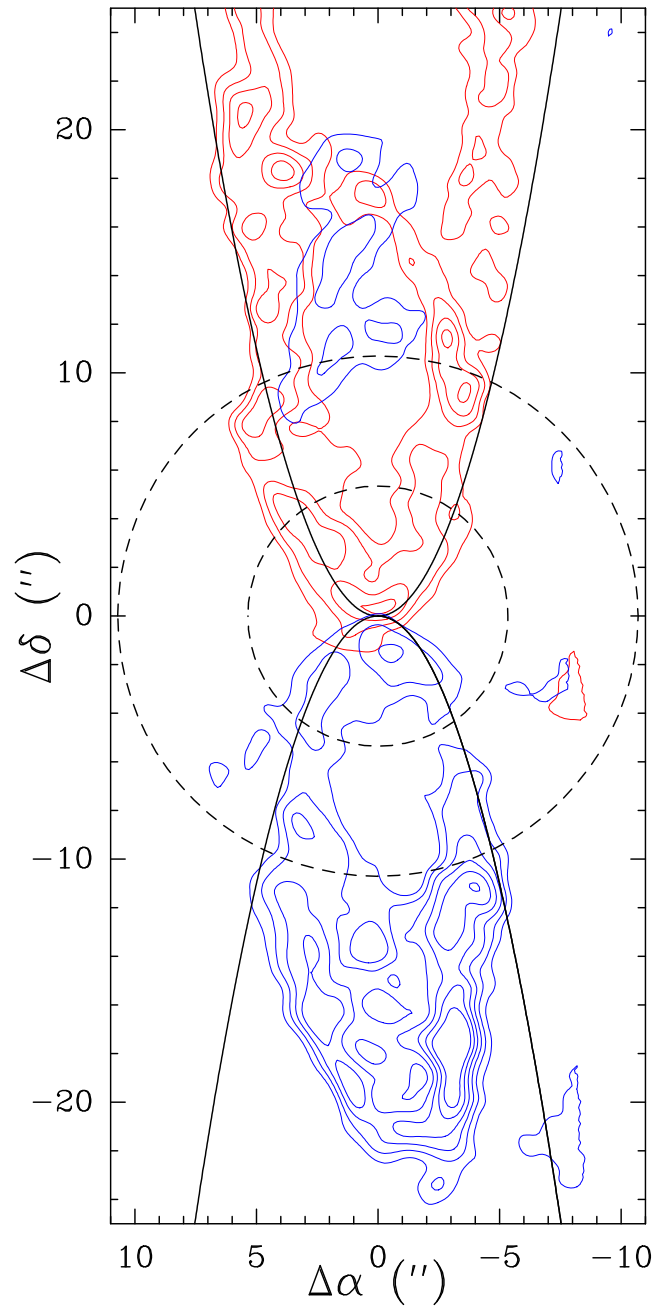


FIGURE E.5. : Émission CO $J = 2 - 1$ des cavités de flot observée avec l'interféromètre PdBI à 1" de résolution angulaire. L'émission est représentée dans un repère tourné de sorte que l'axe principal de chaque cavité coïncide avec l'axe δ du repère. Dans le lobe Nord où l'on distingue deux cavités, l'émission (contours en rouge) est intégrée entre -8 et -2 km s^{-1} , et l'outflow a été tourné de 12° sur le ciel. Dans le lobe Sud, l'émission (contours en bleu) est intégrée entre -20 et -14 km s^{-1} , et l'outflow a été tourné de 20° sur le ciel. Le premier contour et l'intervalle entre deux contours valent $1.3 \text{ Jy/beam km s}^{-1}$ pour chaque lobe. Le fit des cavités de flot Nord et Sud $\delta = \pm 0.44\alpha^2$ est tracé en noir. La taille du lobe principal du télescope de 30m de l'IRAM (HPBW) à la fréquence des transitions CO $J=1-0$ et $2-1$ est représentée par un cercle en pointillés.

$$T_{MB} = T_B \frac{2}{\pi} \int_0^{+\infty} dv \exp(-v^2) \int_0^{\sqrt{\frac{v}{a\sigma_b}}} \exp(-u^2) \quad (E.36)$$

$$= T_B \frac{1}{\sqrt{\pi}} \int_0^{+\infty} \exp(-v^2) \left[1 - \exp\left(-1.9 \left(\frac{v}{a\sigma_b}\right)^{0.65}\right) \right] dv \quad (E.37)$$

soit donc une dilution de la température de brillance par le filling-factor ff :

$$\boxed{ff = \frac{1}{2} - \frac{1}{\sqrt{\pi}} \int_0^{+\infty} \exp[-(v^2 + \alpha v^{0.65})] dv} \quad (E.38)$$

avec α :

$$\alpha = \frac{1.9}{(a\sigma_b)^{0.65}} = \frac{2.65}{(a\text{HPBW})^{0.65}} \quad (E.39)$$

On remarque que pour des parois de cavités très étroites et/ou un lobe du télescope très grand ($a\text{HPBW} \rightarrow \infty$), le filling-factor ff tend vers une valeur nulle. En revanche, pour des parois de cavités étendues et/ou un lobe très petit ($a\text{HPBW} \rightarrow 0$), le filling-factor tend vers une valeur $ff = 0.5$. La résolution de l'Équation E.38 a été conduite numériquement pour plusieurs valeurs de $a\text{HPBW}$. La Figure E.6 présente les valeurs ff en fonction du produit $a\text{HPBW}$.

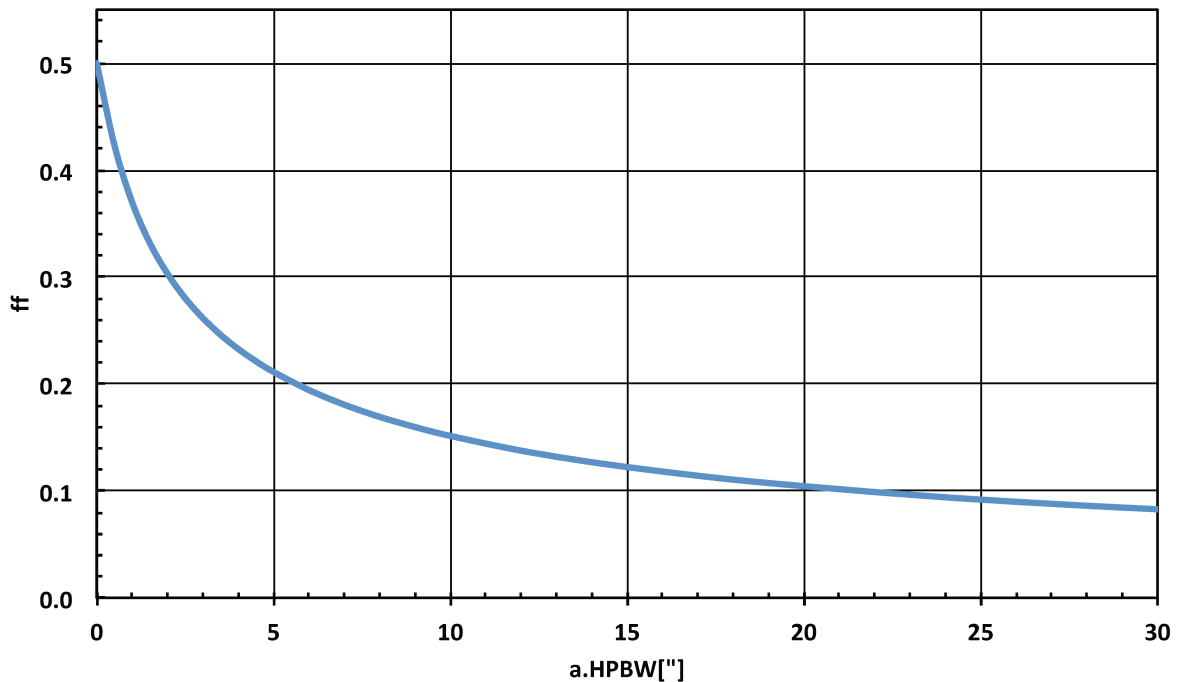


FIGURE E.6. : Valeurs du Filling-Factor en fonction du produit du facteur du polynôme a et de la taille à mi-puissance HPBW du lobe principal du télescope.

BIBLIOGRAPHIE

- Adams, F. C., Lada, C. J., and Shu, F. H. (1987). Spectral Evolution of Young Stellar Objects. *ApJ*, 312 :788. (Cité page 19.)
- Agúndez, M., Cernicharo, J., Guélin, M., Gerin, M., McCarthy, M. C., and Thaddeus, P. (2008). Search for anions in molecular sources : C₄H⁻ detection in L1527. *A&A*, 478 :L19–L22. (Cité page 93.)
- Agúndez, M. and Wakelam, V. (2013). Chemistry of Dark Clouds : Databases, Networks, and Models. *Chemical Reviews*, 113 :8710–8737. (Cité page 92.)
- Alonso-Albi, T., Fuente, A., Crimier, N., Caselli, P., Ceccarelli, C., Johnstone, D., Planesas, P., Rizzo, J. R., Wyrowski, F., Tafalla, M., Lefloch, B., Maret, S., and Dominik, C. (2010). Chemical study of intermediate-mass (IM) Class o protostars. CO depletion and N₂H⁺ deuteration. *A&A*, 518 :A52. (Cité pages 24, 27, 35, 78, 90, 91, 190 et 193.)
- Altwegg, K., Balsiger, H., Bar-Nun, A., Berthelier, J. J., Bieler, A., Bochslers, P., Briois, C., Calmonte, U., Combi, M. R., Cottin, H., De Keyser, J., Dhoooghe, F., Fiethe, B., Fuselier, S. A., Gasc, S., Gombosi, T. I., Hansen, K. C., Haessig, M., Jankel, A., Kopp, E., Korth, A., Le Roy, L., Mall, U., Marty, B., Mousis, O., Owen, T., Reme, H., Rubin, M., Semon, T., Tzou, C. Y., Waite, J. H., and Wurz, P. (2016). Prebiotic chemicals—amino acid and phosphorus—in the coma of comet 67P/Churyumov-Gerasimenko. *Science Advances*, 2 :e1600285–e1600285. (Cité page 11.)
- André, P. (2002). The Initial Conditions for Protostellar Collapse : Observational Constraints. In Bouvier, J. and Zahn, J.-P., editors, *EAS Publications Series*, volume 3, pages 1–38. (Cité pages 14, 15 et 17.)
- André, P., Ward-Thompson, D., and Barsony, M. (1993). Submillimeter Continuum Observations of rho Ophiuchi A : The Candidate Protostar VLA 1623 and Prestellar Clumps. *ApJ*, 406 :122. (Cité page 19.)
- Ayala, S., Noriega-Crespo, A., Garnavich, P. M., Curiel, S., Raga, A. C., Böhm, K.-H., and Raymond, J. (2000). Optical and Near-Infrared Study of the Cepheus E Outflow, A Very Low-Excitation Object. *AJ*, 120 :909–919. (Cité page 36.)
- Bachiller, R. (1996). Bipolar Molecular Outflows from Young Stars and Protostars. *ARA&A*, 34 :111–154. (Cité page 17.)
- Bachiller, R. and Pérez Gutiérrez, M. (1997). Shock Chemistry in the Young Bipolar Outflow L1157. *ApJ*, 487 :L93–L96. (Cité page 191.)
- Bachiller, R., Pérez Gutiérrez, M., Kumar, M. S. N., and Tafalla, M. (2001). Chemically active outflow L 1157. *A&A*, 372 :899–912. (Cité pages 66 et 190.)
- Bacmann, A., Lefloch, B., Ceccarelli, C., Castets, A., Steinacker, J., and Loinard, L. (2002). The degree of CO depletion in pre-stellar cores. *A&A*, 389 :L6–L10. (Cité pages 91 et 190.)
- Bacmann, A., Lefloch, B., Ceccarelli, C., Steinacker, J., Castets, A., and Loinard, L. (2003). CO Depletion and Deuterium Fractionation in Prestellar Cores. *ApJ*, 585 :L55–L58. (Cité pages 16, 90, 91, 92 et 93.)
- Bacmann, A., Taquet, V., Faure, A., Kahane, C., and Ceccarelli, C. (2012). Detection of complex organic molecules in a prestellar core : a new challenge for astrochemical models. *A&A*, 541 :L12. (Cité page 17.)
- Bailey, J., Chrysostomou, A., Hough, J. H., Gledhill, T. M., McCall, A., Clark, S., Menard, F., and Tamura, M. (1998). Circular Polarization in Star-Formation Regions : Implications for Biomolecular Homochirality. *Science*, 281 :672. (Cité page 11.)
- Beichman, C. A., Becklin, E. E., and Wynn-Williams, C. G. (1979). New multiple systems in molecular clouds. *ApJ*, 232 :L47–L51. (Cité page 31.)
- Beichman, C. A., Myers, P. C., Emerson, J. P., Harris, S., Mathieu, R., Benson, P. J., and Jennings, R. E. (1986). Candidate Solar-Type Protostars in Nearby Molecular Cloud Cores. *ApJ*, 307 :337. (Cité page 16.)
- Belloche, A., Garrod, R. T., Müller, H. S. P., and Menten, K. M. (2014). Detection of a branched alkyl molecule in the interstellar medium : iso-propyl cyanide. *Science*, 345 :1584–1587. (Cité page 11.)
- Belloche, A., Menten, K. M., Comito, C., Müller, H. S. P., Schilke, P., Ott, J., Thorwirth, S., and Hieret, C. (2008). Detection of amino acetonitrile in Sgr B2(N). *A&A*, 482 :179–196. (Cité pages 11, 140 et 189.)
- Belloche, A., Müller, H. S. P., Menten, K. M., Schilke, P., and Comito, C. (2013). Complex organic molecules in the interstellar medium : IRAM 30 m line survey of Sagittarius B2(N) and (M). *A&A*, 559 :A47. (Cité pages 44, 140, 141, 142, 143 et 144.)

- Bergin, E. A., Alves, J., Huard, T., and Lada, C. J. (2002). N_2H^+ and C^{18}O Depletion in a Cold Dark Cloud. *ApJ*, 570 :L101–L104. (Cité page 16.)
- Bergin, E. A., Ciardi, D. R., Lada, C. J., Alves, J., and Lada, E. A. (2001). Molecular Excitation and Differential Gas-Phase Depletions in the IC 5146 Dark Cloud. *ApJ*, 557 :209–225. (Cité page 16.)
- Bergin, E. A., Hogerheijde, M. R., Brinch, C., Fogel, J., Yıldız, U. A., Kristensen, L. E., van Dishoeck, E. F., Bell, T. A., Blake, G. A., Cernicharo, J., Dominik, C., Lis, D., Melnick, G., Neufeld, D., Panić, O., Pearson, J. C., Bachiller, R., Baudry, A., Benedettini, M., Benz, A. O., Bjerkeli, P., Bontemps, S., Braine, J., Bruderer, S., Caselli, P., Codella, C., Daniel, F., di Giorgio, A. M., Doty, S. D., Encrenaz, P., Fich, M., Fuente, A., Giannini, T., Goicoechea, J. R., de Graauw, T., Helmich, F., Herczeg, G. J., Herpin, F., Jacq, T., Johnstone, D., Jørgensen, J. K., Larsson, B., Liseau, R., Marseille, M., McCoey, C., Nisini, B., Olberg, M., Parise, B., Plume, R., Risacher, C., Santiago-García, J., Saraceno, P., Shipman, R., Tafalla, M., van Kempen, T. A., Visser, R., Wampfler, S. F., Wyrowski, F., van der Tak, F., Jellema, W., Tielens, A. G. G. M., Hartogh, P., Stützi, J., and Szczerba, R. (2010). Sensitive limits on the abundance of cold water vapor in the DM Tauri protoplanetary disk. *A&A*, 521 :L33. (Cité page 20.)
- Bergin, E. A. and Tafalla, M. (2007). Cold Dark Clouds : The Initial Conditions for Star Formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45 :339–396. (Cité page 16.)
- Berkhuijsen, E. M. (1973). Galactic continuum loops and the diameter-surface brightness relation for supernova remnants. *A&A*, 24 :143–147. (Cité page 30.)
- Beuther, H., Linz, H., and Henning, T. (2012). The high-mass disk candidates NGC 7538IRS1 and NGC 7538S. *A&A*, 543 :A88. (Cité page 170.)
- Beuther, H., Schilke, P., Menten, K. M., Motte, F., Sridharan, T. K., and Wyrowski, F. (2002). High-Mass Protostellar Candidates. II. Density Structure from Dust Continuum and CS Emission. *ApJ*, 566 :945–965. (Cité page 22.)
- Beuther, H., Zhang, Q., Bergin, E. A., and Sridharan, T. K. (2009). Chemical Diversity in High-Mass Star Formation. *AJ*, 137 :406–418. (Cité pages 140, 141, 142, 143 et 144.)
- Bianchi, E., Codella, C., Ceccarelli, C., Fontani, F., Testi, L., Bachiller, R., Lefloch, B., Podio, L., and Taquet, V. (2017). Decrease of the organic deuteration during the evolution of Sun-like protostars : the case of SVS13-A. *MNRAS*, 467 :3011–3023. (Cité pages 19 et 62.)
- Bisschop, S. E., Jørgensen, J. K., van Dishoeck, E. F., and de Wachter, E. B. M. (2007). Testing grain-surface chemistry in massive hot-core regions. *A&A*, 465 :913–929. (Cité page 170.)
- Blaauw, A., Hiltner, W. A., and Johnson, H. L. (1959). Photoelectric Photometry of the Association III Cephei. *ApJ*, 130 :69. (Cité pages 30 et 31.)
- Blake, G. A., Sandell, G., van Dishoeck, E. F., Groesbeck, T. D., Mundy, L. G., and Aspin, C. (1995). A Molecular Line Study of NGC 1333/IRAS 4. *ApJ*, 441 :689. (Cité page 45.)
- Blake, G. A., Sutton, E. C., Masson, C. R., and Phillips, T. G. (1986). The Rotational Emission-Line Spectrum of Orion A between 247 and 263 GHz. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 60 :357. (Cité pages 22 et 44.)
- Blake, G. A., van Dishoeck, E. F., Jansen, D. J., Groesbeck, T. D., and Mundy, L. G. (1994). Molecular Abundances and Low-Mass Star Formation. I. Si- and S-bearing Species toward IRAS 16293-2422. *ApJ*, 428 :680. (Cité page 45.)
- Blitz, L. and Lada, C. J. (1979). H_2O masers near OB associations. *ApJ*, 227 :152–158. (Cité page 31.)
- Bonnell, I. A. and Bate, M. R. (2005). Binary systems and stellar mergers in massive star formation. *MNRAS*, 362 :915–920. (Cité page 22.)
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., and Pringle, J. E. (2001). Competitive accretion in embedded stellar clusters. *MNRAS*, 323 :785–794. (Cité page 22.)
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., and Zinnecker, H. (1998). On the formation of massive stars. *MNRAS*, 298 :93–102. (Cité page 22.)
- Bonner, W. A. (1991). Terrestrial and extraterrestrial sources of molecular homochirality. *Origins of Life and Evolution of the Biosphere*, 21(5-6) :407–420. (Cité page 11.)
- Bontemps, S., Andre, P., Terebey, S., and Cabrit, S. (1996). Evolution of outflow activity around low-mass embedded young stellar objects. *A&A*, 311 :858–872. (Cité page 19.)
- Boogert, A. C. A., Gerakines, P. A., and Whittet, D. C. B. (2015). Observations of the icy universe. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 53 :541–581. (Cité page 13.)
- Boogert, A. C. A., Pontoppidan, K. M., Lahuis, F., Jørgensen, J. K., Augereau, J.-C., Blake, G. A., Brooke, T. Y., Brown, J., Dullemond, C. P., Evans, Neal J., I., Geers, V., Hogerheijde, M. R., Kessler-Silacci, J., Knez, C.,

- Morris, P., Noriega-Crespo, A., Schöier, F. L., van Dishoeck, E. F., Allen, L. E., Harvey, P. M., Koerner, D. W., Mundy, L. G., Myers, P. C., Padgett, D. L., Sargent, A. I., and Stapelfeldt, K. R. (2004). Spitzer Space Telescope Spectroscopy of Ices toward Low-Mass Embedded Protostars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154 :359–362. (Cité page 18.)
- Bottinelli, S. (2006). *Pre-biotic molecules in the hot corinos of solar-type protostars*. PhD thesis, University of Hawai'i at Manoa. (Cité page 18.)
- Bottinelli, S., Ceccarelli, C., Neri, R., Williams, J. P., Caux, E., Cazaux, S., Lefloch, B., Maret, S., and Tielens, A. G. G. M. (2004). Near-Arcsecond Resolution Observations of the Hot Corino of the Solar-Type Protostar IRAS 16293-2422. *ApJ*, 617 :L69–L72. (Cité pages 18, 45 et 139.)
- Brouillet, N., Despois, D., Baudry, A., Peng, T. C., Favre, C., Wootten, A., Remijan, A. J., Wilson, T. L., Combes, F., and Wlodarczak, G. (2013). CH₃OCH₃ in Orion-KL : a striking similarity with HCOOCH₃. *A&A*, 550 :46. (Cité pages 22, 28 et 140.)
- Brown, R. D., Godfrey, P. D., Storey, J. W. V., Bassez, M. P., Robinson, B. J., Batchelor, R. A., McCulloch, M. G., Rydbeck, O. E. H., and Hjalmarson, A. G. (1979). A search for interstellar glycine. *MNRAS*, 186 :5P–8P. (Cité page 10.)
- Buhl, D. and Snyder, L. E. (1970). Unidentified Interstellar Microwave Line. *Nature*, 228 :267–269. (Cité page 10.)
- Burke, D. J. and Brown, W. A. (2010). Ice in space : surface science investigations of the thermal desorption of model interstellar ices on dust grain analogue surfaces. *Phys. Chem. Chem. Phys.*, 12 :5947–5969. (Cité page 14.)
- Cabrit, S., Codella, C., Gueth, F., and Gusdorf, A. (2012). High SiO abundance in the HH212 protostellar jet. *A&A*, 548 :L2. (Cité page 98.)
- Calcutt, H., Fiechter, M. R., Willis, E. R., Müller, H. S. P., Garrod, R. T., Jørgensen, J. K., Wampfler, S. F., Bourke, T. L., Coutens, A., Drozdovskaya, M. N., Ligterink, N. F. W., and Kristensen, L. E. (2018a). The ALMA-PILS survey : first detection of methyl isocyanide (CH₃NC) in a solar-type protostar. *A&A*, 617 :A95. (Cité page 18.)
- Calcutt, H., Jørgensen, J. K., Müller, H. S. P., Kristensen, L. E., Coutens, A., Bourke, T. L., Garrod, R. T., Persson, M. V., van der Wiel, M. H. D., van Dishoeck, E. F., and Wampfler, S. F. (2018b). The ALMA-PILS survey : Complex nitriles towards IRAS 16293–2422. *ArXiv e-prints*, page arXiv :1804.09210. (Cité pages 18, 141, 142, 143, 144 et 190.)
- Caselli, P. and Ceccarelli, C. (2012). Our astrochemical heritage. *A&A Rev.*, 20 :56. (Cité pages 16 et 169.)
- Caselli, P., Walmsley, C. M., Tafalla, M., Dore, L., and Myers, P. C. (1999). CO Depletion in the Starless Cloud Core L1544. *ApJ*, 523 :L165–L169. (Cité pages 16, 93 et 94.)
- Caselli, P., Walmsley, C. M., Zucconi, A., Tafalla, M., Dore, L., and Myers, P. C. (2002). Molecular Ions in L1544. II. The Ionization Degree. *ApJ*, 565 :344–358. (Cité page 93.)
- Caux, E., Kahane, C., Castets, A., Coutens, A., Ceccarelli, C., Bacmann, A., Bisschop, S., Bottinelli, S., Comito, C., Helmich, F. P., Lefloch, B., Parise, B., Schilke, P., Tielens, A. G. G. M., van Dishoeck, E., Vastel, C., Wakelam, V., and Walters, A. (2011). TIMASSS : the IRAS 16293-2422 millimeter and submillimeter spectral survey. I. Observations, calibration, and analysis of the line kinematics. *A&A*, 532 :A23. (Cité pages 18, 45, 63 et 189.)
- Cazaux, S., Tielens, A. G. G. M., Ceccarelli, C., Castets, A., Wakelam, V., Caux, E., Parise, B., and Teyssier, D. (2003). The Hot Core around the Low-mass Protostar IRAS 16293-2422 : Scoundrels Rule! *ApJ*, 593 :L51–L55. (Cité page 18.)
- Ceccarelli, C. (2004). The Hot Corinos of Solar Type Protostars. In Johnstone, D., Adams, F. C., Lin, D. N. C., Neufeld, D. A., and Ostriker, E. C., editors, *Star Formation in the Interstellar Medium : In Honor of David Hollenbach*, volume 323, page 195. (Cité page 45.)
- Ceccarelli, C., Caselli, P., Bockelée-Morvan, D., Mousis, O., Pizzarello, S., Robert, F., and Semenov, D. (2014). Deuterium Fractionation : The Ariadne's Thread from the Precollapse Phase to Meteorites and Comets Today. In Beuther, H., Klessen, R. S., Dullemond, C. P., and Henning, T., editors, *Protostars and Planets VI*, page 859. (Cité pages 16, 20 et 91.)
- Ceccarelli, C., Caselli, P., Fontani, F., Neri, R., López-Sepulcre, A., Codella, C., Feng, S., Jiménez-Serra, I., Lefloch, B., Pineda, J. E., Vastel, C., Alves, F., Bachiller, R., Balucani, N., Bianchi, E., Bizzocchi, L., Bottinelli, S., Caux, E., Chacón-Tanarro, A., Choudhury, R., Coutens, A., Dulieu, F., Favre, C., Hily-Blant, P., Holdship, J., Kahane, C., Jaber Al-Edhari, A., Laas, J., Ospina-Zamudio, J., Oya, Y., Podio, L., Pon, A., Punanova, A., Quenard, D., Rimola, A., Sakai, N., Sims, I. R., Spezzano, S., Taquet, V., Testi, L., Theulé, P., Ugliengo, P.,

- Vasyunin, A. I., Viti, S., Wiesenfeld, L., and Yamamoto, S. (2017). Seeds Of Life In Space (SOLIS) : The Organic Composition Diversity at 300-1000 au Scale in Solar-type Star-forming Regions. *ApJ*, 850 :176. (Cité pages 133, 134 et 187.)
- Ceccarelli, C., Caselli, P., Herbst, E., Tielens, A. G. G. M., and Caux, E. (2007). Extreme Deuteration and Hot Corinos : The Earliest Chemical Signatures of Low-Mass Star Formation. *Protostars and Planets V*, pages 47–62. (Cité pages 16, 17, 18, 28, 35, 90 et 91.)
- Ceccarelli, C., Castets, A., Caux, E., Hollenbach, D., Loinard, L., Molinari, S., and Tielens, A. G. G. M. (2000a). The structure of the collapsing envelope around the low-mass protostar IRAS 16293-2422. *A&A*, 355 :1129–1137. (Cité page 18.)
- Ceccarelli, C., Loinard, L., Castets, A., Faure, A., and Lefloch, B. (2000b). Search for glycine in the solar type protostar IRAS 16293-2422. *A&A*, 362 :1122–1126. (Cité page 11.)
- Ceccarelli, C., Loinard, L., Castets, A., Tielens, A. G. G. M., and Caux, E. (2000c). The hot core of the solar-type protostar IRAS 16293-2422 : H₂CO emission. *A&A*, 357 :L9–L12. (Cité pages 17 et 18.)
- Cernicharo, J., Agúndez, M., Velilla Prieto, L., Guélin, M., Pardo, J. R., Kahane, C., Marka, C., Kramer, C., Navarro, S., Quintana-Lacaci, G., Fonfría, J. P., Marcelino, N., Tercero, B., Moreno, E., Massalkhi, S., Santander-García, M., McCarthy, M. C., Gottlieb, C. A., and Alonso, J. L. (2017). Discovery of methyl silane and confirmation of silyl cyanide in IRC +10216. *A&A*, 606 :L5. (Cité page 45.)
- Cernicharo, J., Lefloch, B., Agúndez, M., Bailleux, S., Margulès, L., Roueff, E., Bachiller, R., Marcelino, N., Tercero, B., Vastel, C., and Caux, E. (2018). Discovery of the Ubiquitous Cation NS⁺ in Space Confirmed by Laboratory Spectroscopy. *ApJ*, 853 :L22. (Cité page 45.)
- Cernicharo, J., Lefloch, B., Cox, P., Cesarsky, D., Esteban, C., Yusef-Zadeh, F., Mendez, D. I., Acosta-Pulido, J., Garcia Lopez, R. J., and Heras, A. (1998). Induced Massive Star Formation in the Trifid Nebula? *Science*, 282 :462. (Cité page 193.)
- Cernicharo, J., Marcelino, N., Roueff, E., Gerin, M., Jiménez-Escobar, A., and Muñoz Caro, G. M. (2012). Discovery of the Methoxy Radical, CH₃O, toward B1 : Dust Grain and Gas-phase Chemistry in Cold Dark Clouds. *ApJ*, 759 :L43. (Cité pages 17, 54 et 97.)
- Cernicharo, J., McCarthy, M. C., Gottlieb, C. A., Agúndez, M., Velilla Prieto, L., Baraban, J. H., Changala, P. B., Guélin, M., Kahane, C., Martin-Drumel, M. A., Patel, N. A., Reilly, N. J., Stanton, J. F., Quintana-Lacaci, G., Thorwirth, S., and Young, K. H. (2015). Discovery of SiCSi in IRC+10216 : A Missing Link between Gas and Dust Carriers of Si–C Bonds. *ApJ*, 806 :L3. (Cité page 45.)
- Cernicharo, J., Spielfiedel, A., Balança, C., Dayou, F., Senent, M. L., Feautrier, N., Faure, A., Cressiot-Vincent, L., Wiesenfeld, L., and Pardo, J. R. (2011). Collisional excitation of sulfur dioxide in cold molecular clouds. *A&A*, 531 :A103. (Cité page 93.)
- Cernicharo, J., Tercero, B., Fuente, A., Domenech, J. L., Cueto, M., Carrasco, E., Herrero, V. J., Tanarro, I., Marcelino, N., Roueff, E., Gerin, M., and Pearson, J. (2013). Detection of the Ammonium Ion in Space. *ApJ*, 771 :L10. (Cité page 45.)
- Chantzos, J., Spezzano, S., Caselli, P., Chacón-Tanarro, A., Bizzocchi, L., Sipilä, O., and Giuliano, B. M. (2018). A Study of the c-C₃HD/c-C₃H₂ Ratio in Low-mass Star-forming Regions. *ApJ*, 863 :126. (Cité page 93.)
- Chapillon, E., Dutrey, A., Guilloteau, S., Piétu, V., Wakelam, V., Hersant, F., Gueth, F., Henning, T., Launhardt, R., Schreyer, K., and Semenov, D. (2012). Chemistry in Disks. VII. First Detection of HC₃N in Protoplanetary Disks. *ApJ*, 756(1) :58. (Cité page 20.)
- Charnley, S. B. (1997). Chemical models of interstellar gas-grain processes - III. Molecular depletion in NGC 2024. *MNRAS*, 291 :455–460. (Cité page 170.)
- Chini, R., Ward-Thompson, D., Kirk, J. M., Nielbock, M., Reipurth, B., and Sievers, A. (2001). Mm/Submm images of Herbig-Haro energy sources and candidate protostars. *A&A*, 369 :155–169. (Cité page 32.)
- Clemens, D. P. and Barvainis, R. (1988). A Catalog of Small, Optically Selected Molecular Clouds : Optical, Infrared, and Millimeter Properties. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 68 :257. (Cité page 30.)
- Clementel, N., Madura, T. I., Kruij, C. J. H., Paardekooper, J. P., and Gull, T. R. (2015). 3D radiative transfer simulations of Eta Carinae's inner colliding winds - I. Ionization structure of helium at apastron. *MNRAS*, 447 :2445–2458. (Cité page 21.)
- Codella, C., Lefloch, B., Ceccarelli, C., Cernicharo, J., Caux, E., Lorenzani, A., Viti, S., Hily-Blant, P., Parise, B., Maret, S., Nisini, B., Caselli, P., Cabrit, S., Pagani, L., Benedettini, M., Boogert, A., Gueth, F., Melnick, G., Neufeld, D., Pacheco, S., Salez, M., Schuster, K., Bacmann, A., Baudry, A., Bell, T., Bergin, E. A., Blake, G., Bottinelli, S., Castets, A., Comito, C., Coutens, A., Crimier, N., Dominik, C., Demyk, K., Encrenaz, P., Falgarone, E., Fuente, A., Gerin, M., Goldsmith, P., Helmich, F., Hennebelle, P., Henning, T., Herbst, E.,

- Jacq, T., Kahane, C., Kama, M., Klotz, A., Langer, W., Lis, D., Lord, S., Pearson, J., Phillips, T., Saraceno, P., Schilke, P., Tielens, X., van der Tak, F., van der Wiel, M., Vastel, C., Wakelam, V., Walters, A., Wyrowski, F., Yorke, H., Borys, C., Delorme, Y., Kramer, C., Larsson, B., Mehdi, I., Ossenkopf, V., and Stutzki, J. (2010). The CHESS spectral survey of star forming regions : Peering into the protostellar shock L1157-B1. I. Shock chemical complexity. *A&A*, 518 :L112. (Cité page 191.)
- Codella, C., Maury, A. J., Gueth, F., Maret, S., Belloche, A., Cabrit, S., and André, P. (2014). First results from the CALYPSO IRAM-PdBI survey. III. Monopolar jets driven by a proto-binary system in NGC 1333-IRAS2A. *A&A*, 563 :L3. (Cité page 97.)
- Cohen, R. J., Rowland, P. R., and Blair, M. M. (1984). The source of the bipolar outflow in Cepheus A. *MNRAS*, 210 :425–438. (Cité page 31.)
- Combes, F., Q-Rieu, N., and Wlodarczak, G. (1996). Search for interstellar glycine. *A&A*, 308 :618–622. (Cité page 10.)
- Coutens, A., Jørgensen, J. K., van der Wiel, M. H. D., Müller, H. S. P., Lykke, J. M., Bjerkerli, P., Bourke, T. L., Calcutt, H., Drozdovskaya, M. N., Favre, C., Fayolle, E. C., Garrod, R. T., Jacobsen, S. K., Ligterink, N. F. W., Öberg, K. I., Persson, M. V., van Dishoeck, E. F., and Wampfler, S. F. (2016). The ALMA-PILS survey : First detections of deuterated formamide and deuterated isocyanic acid in the interstellar medium. *A&A*, 590 :L6. (Cité pages 18, 141, 142, 143, 144 et 190.)
- Crawford, D. L. and Barnes, J. V. (1970). Four-color and H β photometry for open clusters. VI. The association III Cephei. *AJ*, 75 :952–956. (Cité page 30.)
- Crimier, N., Ceccarelli, C., Alonso-Albi, T., Fuente, A., Caselli, P., Johnstone, D., Kahane, C., Lefloch, B., Maret, S., Plume, R., Rizzo, J. R., Tafalla, M., van Dishoeck, E., and Wyrowski, F. (2010). Physical structure of the envelopes of intermediate-mass protostars. *A&A*, 516 :102. (Cité pages 24, 27, 33, 34, 35, 72, 90, 91, 121, 122, 123, 132, 133, 138, 188 et 193.)
- Crimier, N., Ceccarelli, C., Lefloch, B., and Faure, A. (2009). Physical structure and water line spectrum predictions of the intermediate mass protostar OMC2-FIR4. *A&A*, 506 :1229–1241. (Cité page 24.)
- Crockett, N. R., Bergin, E. A., Neill, J. L., Favre, C., Blake, G. A., Herbst, E., Anderson, D. E., and Hassel, G. E. (2015). Herschel Observations of Extraordinary Sources : Analysis of the HIFI 1.2 THz Wide Spectral Survey toward Orion KL II. Chemical Implications. *ApJ*, 806 :239. (Cité pages 22, 28 et 140.)
- Crockett, N. R., Bergin, E. A., Neill, J. L., Favre, C., Schilke, P., Lis, D. C., Bell, T. A., Blake, G., Cernicharo, J., Emprechtinger, M., Esplugues, G. B., Gupta, H., Kleshcheva, M., Lord, S., Marcelino, N., McGuire, B. A., Pearson, J., Phillips, T. G., Plume, R., van der Tak, F., Tercero, B., and Yu, S. (2014). Herschel Observations of Extraordinary Sources : Analysis of the HIFI 1.2 THz Wide Spectral Survey toward Orion KL. I. Methods. *ApJ*, 787 :112. (Cité pages 22, 28, 44 et 140.)
- Cronin, J. R. and Pizzarello, S. (1997). Enantiomeric excesses in meteoritic amino acids. *Science*, 275 :951–955. (Cité page 11.)
- Cunningham, M. R., Jones, P. A., Godfrey, P. D., Cragg, D. M., Bains, I., Burton, M. G., Calisse, P., Crighton, N. H. M., Curran, S. J., Davis, T. M., Dempsey, J. T., Fulton, B., Hidas, M. G., Hill, T., Kedziora-Chudczer, L., Minier, V., Pracy, M. B., Purcell, C., Shobbrook, J., and Travouillon, T. (2007). A search for propylene oxide and glycine in Sagittarius B2 (LMH) and Orion. *MNRAS*, 376 :1201–1210. (Cité page 11.)
- de Graauw, T., Helmich, F. P., Phillips, T. G., Stutzki, J., Caux, E., Whyborn, N. D., Dieleman, P., Roelfsema, P. R., Aarts, H., Assendorp, R., Bachiller, R., Baechtold, W., Barcia, A., Beintema, D. A., Belitsky, V., Benz, A. O., Bieber, R., Boogert, A., Borys, C., Bumble, B., Caïs, P., Caris, M., Cerulli-Irelli, P., Chattopadhyay, G., Cherednichenko, S., Ciechanowicz, M., Coeur-Joly, O., Comito, C., Cros, A., de Jonge, A., de Lange, G., Delforges, B., Delorme, Y., den Boggende, T., Desbat, J. M., Diez-González, C., di Giorgio, A. M., Dubbeldam, L., Edwards, K., Eggens, M., Erickson, N., Evers, J., Fich, M., Finn, T., Franke, B., Gaier, T., Gal, C., Gao, J. R., Gallego, J. D., Gauffre, S., Gill, J. J., Glenz, S., Golstein, H., Goulooze, H., Gunsing, T., Güsten, R., Hartogh, P., Hatch, W. A., Higgins, R., Honingh, E. C., Huisman, R., Jackson, B. D., Jacobs, H., Jacobs, K., Jarchow, C., Javadi, H., Jellema, W., Justen, M., Karpov, A., Kasemann, C., Kawamura, J., Keizer, G., Kester, D., Klapwijk, T. M., Klein, T., Kollberg, E., Kooi, J., Kooiman, P. P., Kopf, B., Krause, M., Krieg, J. M., Kramer, C., Kruiuzenga, B., Kuhn, T., Laauwen, W., Lai, R., Larsson, B., Leduc, H. G., Leinz, C., Lin, R. H., Liseau, R., Liu, G. S., Loose, A., López-Fernandez, I., Lord, S., Luinge, W., Marston, A., Martín-Pintado, J., Maestrini, A., Maiwald, F. W., McCoe, C., Mehdi, I., Megej, A., Melchior, M., Meinsma, L., Merkel, H., Michalska, M., Monstein, C., Moratschke, D., Morris, P., Muller, H., Murphy, J. A., Naber, A., Natale, E., Nowosielski, W., Nuzzolo, F., Olberg, M., Olbrich, M., Orfei, R., Orleanski, P., Ossenkopf, V., Peacock, T., Pearson, J. C., Peron, I., Phillip-May, S., Piazzo, L., Planesas, P., Rataj, M., Ravera, L., Risacher,

- C., Salez, M., Samoska, L. A., Saraceno, P., Schieder, R., Schlecht, E., Schlöder, F., Schmülling, F., Schultz, M., Schuster, K., Siebertz, O., Smit, H., Szczerba, R., Shipman, R., Steinmetz, E., Stern, J. A., Stokroos, M., Teipen, R., Teyssier, D., Tils, T., Trappe, N., van Baaren, C., van Leeuwen, B. J., van de Stadt, H., Visser, H., Wildeman, K. J., Wafelbakker, C. K., Ward, J. S., Wesselius, P., Wild, W., Wulff, S., Wunsch, H. J., Tielens, X., Zaal, P., Zirath, H., Zmuidzinas, J., and Zwart, F. (2010). The Herschel-Heterodyne Instrument for the Far-Infrared (HIFI). *A&A*, 518 :L6. (Cité page 20.)
- Di Francesco, J., Evans, Neal J., I., Harvey, P. M., Mundy, L. G., Guilloteau, S., and Chandler, C. J. (1997). Millimeter and Radio Interferometry of Herbig Ae/Be Stars. *ApJ*, 482 :433–441. (Cité page 24.)
- Dobashi, K., Uehara, H., Kandori, R., Sakurai, T., Kaiden, M., Umemoto, T., and Sato, F. (2005). Atlas and Catalog of Dark Clouds Based on Digitized Sky Survey I. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 57 :S1–S386. (Cité page 30.)
- Draine, B. T. (2011). Astronomical Models of PAHs and Dust. In Joblin, C. and Tielens, A. G. G. M., editors, *EAS Publications Series*, volume 46, pages 29–42. (Cité pages 4, 6, 12 et 13.)
- Drozdovskaya, M. N., van Dishoeck, E. F., Jørgensen, J. K., Calmonte, U., van der Wiel, M. H. D., Coutens, A., Calcutt, H., Müller, H. S. P., Bjerke, P., Persson, M. V., Wampfler, S. F., and Altwegg, K. (2018). The ALMA-PILS survey : the sulphur connection between protostars and comets : IRAS 16293-2422 B and 67P/Churyumov-Gerasimenko. *MNRAS*, 476(4) :4949–4964. (Cité page 18.)
- Duarte-Cabral, A., Bontemps, S., Motte, F., Hennemann, M., Schneider, N., and André, P. (2013). CO outflows from high-mass Class o protostars in Cygnus-X. *A&A*, 558 :A125. (Cité page 25.)
- Dunham, T., J. (1937). Interstellar Neutral Potassium and Neutral Calcium. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 49 :26–28. (Cité page 7.)
- Dutrey, A., Guilloteau, S., and Guelin, M. (1997). Chemistry of protosolar-like nebulae : The molecular content of the DM Tau and GG Tau disks. *A&A*, 317 :L55–L58. (Cité page 20.)
- Eisloffel, J., Smith, M. D., Davis, C. J., and Ray, T. P. (1996). Molecular Hydrogen in the Outflow From CEP E. *AJ*, 112 :2086. (Cité pages 32, 33, 35, 36 et 37.)
- Elias, J. H. (1978). A study of the Taurus dark cloud complex. *ApJ*, 224 :857–872. (Cité pages 92 et 94.)
- Elmegreen, B. G. and Lada, C. J. (1977). Sequential formation of subgroups in OB associations. *ApJ*, 214 :725–741. (Cité page 30.)
- Evans, N. J., I., Becklin, E. E., Beichman, C., Gatley, I., Hildebrand, R. H., Keene, J., Slovak, M. H., Werner, M. W., and Whitcomb, S. E. (1981). Far-infrared observations of the Cepheus OB3 molecular cloud. *ApJ*, 244 :115–123. (Cité page 31.)
- Faure, A., Faure, M., Theulé, P., Quirico, E., and Schmitt, B. (2015). Hydrogen isotope exchanges between water and methanol in interstellar ices. *A&A*, 584 :A98. (Cité pages 169, 191 et 193.)
- Favre, C., Despois, D., Brouillet, N., Baudry, A., Combes, F., Guélin, M., Wootten, A., and Wlodarczak, G. (2011). HCOOCH₃ as a probe of temperature and structure in Orion-KL. *A&A*, 532 :A32. (Cité pages 22, 28 et 140.)
- Favre, C., Fedele, D., Semenov, D., Parfenov, S., Codella, C., Ceccarelli, C., Bergin, E. A., Chapillon, E., Testi, L., Hersant, F., Lefloch, B., Fontani, F., Blake, G. A., Cleeves, L. I., Qi, C., Schwarz, K. R., and Taquet, V. (2018). First Detection of the Simplest Organic Acid in a Protoplanetary Disk. *ApJ*, 862(1) :L2. (Cité page 20.)
- Favre, C., Pagani, L., Goldsmith, P. F., Bergin, E. A., Carvajal, M., Kleiner, I., Melnick, G., and Snell, R. (2017). The complexity of Orion : an ALMA view. II. gGg'-ethylene glycol and acetic acid. *A&A*, 604 :L2. (Cité pages 22 et 140.)
- Felli, M., Tofani, G., Harten, R. H., and Panagia, N. (1978). The thermal radio emission from the S 155 nebula and the Cepheus OB 3 association. *A&A*, 69 :199–211. (Cité pages 30 et 31.)
- Ferus, M., Nesvorný, D., Šponer, J., Kubelík, P., Michalčíková, R., Shestivská, V., Šponer, J. E., and Civiš, S. (2015). High-energy chemistry of formamide : A unified mechanism of nucleobase formation. *Proceedings of the National Academy of Science*, 112 :657–662. (Cité page 10.)
- Few, R. W. and Cohen, R. J. (1983). A survey of formaldehyde in the Cepheus OB3 molecular cloud. *MNRAS*, 203 :853–859. (Cité pages 27 et 31.)
- Fich, M., Johnstone, D., van Kempen, T. A., McCoey, C., Fuente, A., Caselli, P., Kristensen, L. E., Plume, R., Cernicharo, J., Herczeg, G. J., van Dishoeck, E. F., Wampfler, S., Gaufre, P., Gill, J. J., Javadi, H., Justen, M., Laauwen, W., Luinge, W., Ossenkopf, V., Pearson, J., Bachiller, R., Baudry, A., Benedettini, M., Bergin, E., Benz, A. O., Bjerke, P., Blake, G., Bontemps, S., Braine, J., Bruderer, S., Codella, C., Daniel, F., di Giorgio, A. M., Dominik, C., Doty, S. D., Encrenaz, P., Giannini, T., Goicoechea, J. R., de Graauw, T., Helmich,

- F., Herpin, F., Hogerheijde, M. R., Jacq, T., Jørgensen, J. K., Larsson, B., Lis, D., Liseau, R., Marseille, M., Melnick, G., Nisini, B., Olberg, M., Parise, B., Risacher, C., Santiago, J., Saraceno, P., Shipman, R., Tafalla, M., van der Tak, F., Visser, R., Wyrowski, F., and Yıldız, U. A. (2010). Herschel-PACS spectroscopy of the intermediate mass protostar NGC 7129 FIRS 2. *A&A*, 518 :L86. (Cité page 24.)
- Fossé, D., Cernicharo, J., Gerin, M., and Cox, P. (2001). Molecular Carbon Chains and Rings in TMC-1. *ApJ*, 552 :168–174. (Cité page 93.)
- Friedel, D. N. and Widicus Weaver, S. L. (2012). Complex Organic Molecules at High Spatial Resolution toward ORION-KL. II. Kinematics. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 201 :17. (Cité pages 22, 28 et 140.)
- Froebrich, D., Smith, M. D., Hodapp, K. W., and Eislöffel, J. (2003). Far-infrared photometry of deeply embedded outflow sources. *MNRAS*, 346 :163–176. (Cité pages 32 et 37.)
- Fuente, A., Caselli, P., McCoey, C., Cernicharo, J., Johnstone, D., Fich, M., van Kempen, T., van Dishoeck, E., Yıldız, U., Visser, R., Kristensen, L., Alonso-Albi, T., Herpin, F., and Tisi, S. (2012). The abundance of C¹⁸O and HDO in the envelope and hot core of the intermediate mass protostar NGC 7129 FIRS 2. *A&A*, 540 :A75. (Cité page 24.)
- Fuente, A., Ceccarelli, C., Neri, R., Alonso-Albi, T., Caselli, P., Johnstone, D., van Dishoeck, E. F., and Wyrowski, F. (2007). Protostellar clusters in intermediate mass (IM) star forming regions. *A&A*, 468 :L37–L40. (Cité page 24.)
- Fuente, A., Cernicharo, J., Caselli, P., McCoey, C., Johnstone, D., Fich, M., van Kempen, T., Palau, A., Yıldız, U. A., Tercero, B., and López, A. (2014). The hot core towards the intermediate-mass protostar NGC 7129 FIRS 2. Chemical similarities with Orion KL. *A&A*, 568 :A65. (Cité pages 24, 25, 27, 45, 82, 141, 142, 143 et 144.)
- Fuente, A., Martín-Pintado, J., Bachiller, R., Neri, R., and Palla, F. (1998). Progressive dispersal of the dense gas in the environment of early-type and late-type Herbig Ae-Be stars. *A&A*, 334 :253–263. (Cité page 24.)
- Fuente, A., Martín-Pintado, J., Bachiller, R., Rodríguez-Franco, A., and Palla, F. (2002). The history of mass dispersal around Herbig Ae/Be stars. *A&A*, 387 :977–992. (Cité page 24.)
- Fuente, A., Neri, R., and Caselli, P. (2005a). Detection of a hot core in the intermediate-mass Class 0 protostar NGC 7129-FIRS 2. *A&A*, 444 :481–493. (Cité pages 24, 25, 45, 141 et 142.)
- Fuente, A., Neri, R., Martín-Pintado, J., Bachiller, R., Rodríguez-Franco, A., and Palla, F. (2001). Disks and outflows around intermediate-mass stars and protostars. *A&A*, 366 :873–890. (Cité page 24.)
- Fuente, A., Rizzo, J. R., Caselli, P., Bachiller, R., and Henkel, C. (2005b). Chemical evolution in the environment of intermediate mass young stellar objects. *A&A*, 433 :535–552. (Cité pages 24 et 25.)
- Fukui, Y., Iwata, T., Takaba, H., Mizuno, A., Ogawa, H., Kawabata, K., and Sugitani, K. (1989). Molecular outflows in protostellar evolution. *Nature*, 342 :161–163. (Cité page 35.)
- Garay, G. and Lizano, S. (1999). Massive Stars : Their Environment and Formation. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111 :1049–1087. (Cité page 21.)
- Garrison, R. F. (1970). Spectral classification in the association III Cephei and the ratio of total-to-selective absorption. *AJ*, 75 :1001. (Cité page 30.)
- Garrod, R. T., Wakelam, V., and Herbst, E. (2007). Non-thermal desorption from interstellar dust grains via exothermic surface reactions. *A&A*, 467 :1103–1115. (Cité page 92.)
- Gerin, M., Viala, Y., and Casoli, F. (1993). The abundance of nitric oxide in TMC 1. *A&A*, 268 :212–214. (Cité page 93.)
- Giannini, T., Nisini, B., and Lorenzetti, D. (2001). Far-Infrared Investigation of Class 0 Sources : Line Cooling. *ApJ*, 555 :40–57. (Cité page 37.)
- Gibb, E., Nummelin, A., Irvine, W. M., Whittet, D. C. B., and Bergman, P. (2000). Chemistry of the Organic-Rich Hot Core G327.3-0.6. *ApJ*, 545 :309–326. (Cité page 54.)
- Glassgold, A. E., Mamon, G. A., and Huggins, P. J. (1991). The Formation of Molecules in Protostellar Winds. *ApJ*, 373 :254. (Cité page 97.)
- Glavin, D. P. and Dworkin, J. P. (2009). Enrichment of the amino acid L-isovaline by aqueous alteration on CI and CM meteorite parent bodies. *Proceedings of the National Academy of Science*, 106(14) :5487–5492. (Cité page 11.)
- Goldsmith, P. F. (2001). Molecular Depletion and Thermal Balance in Dark Cloud Cores. *ApJ*, 557 :736–746. (Cité page 90.)
- Goldsmith, P. F. and Langer, W. D. (1999). Population Diagram Analysis of Molecular Line Emission. *ApJ*, 517 :209–225. (Cité pages 71 et 84.)

- Gondhalekar, P. M. and Wilson, R. (1975). The interstellar radiation field between 912 Å and 2740 Å. *A&A*, 38 :329–333. (Cité page 24.)
- Graninger, D. M., Wilkins, O. H., and Öberg, K. I. (2016). Carbon Chains and Methanol toward Embedded Protostars. *ApJ*, 819 :140. (Cité pages 95 et 96.)
- Gratier, P., Majumdar, L., Ohishi, M., Roueff, E., Loison, J. C., Hickson, K. M., and Wakelam, V. (2016). A New Reference Chemical Composition for TMC-1. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 225 :25. (Cité page 93.)
- Greaves, J. S. and White, G. J. (1991). A 257-273 GHz spectral survey of the OMC 1 cloud core. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 91 :237. (Cité pages 22 et 44.)
- Green, S. and Chapman, S. (1978). Collisional excitation of interstellar molecules : linear molecules CO, CS, OCS, and HC₃N. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 37 :169–194. (Cité page 139.)
- Green, S., Montgomery, J. A., J., and Thaddeus, P. (1974). Tentative Identification of U93.174 as the Molecular Ion N₂H⁺. *ApJ*, 193 :L89. (Cité page 10.)
- Grenier, I. A., Casandjian, J.-M., and Terrier, R. (2005). Unveiling Extensive Clouds of Dark Gas in the Solar Neighborhood. *Science*, 307 :1292–1295. (Cité page 7.)
- Grenier, I. A., Lebrun, F., Arnaud, M., Dame, T. M., and Thaddeus, P. (1989). CO Observations of the Cepheus Flare. I. Molecular Clouds Associated with a Nearby Bubble. *ApJ*, 347 :231. (Cité page 30.)
- Greve, P. (2010). IRAM report on "Improvement of the IRAM 30m telescope beam pattern". Technical report. (Cité pages 47 et 49.)
- Guélin, M., Brouillet, N., Cernicharo, J., Combes, F., and Wootten, A. (2008). Unveiling the chemistry of hot protostellar cores with ALMA. *Ap&SS*, 313 :45–51. (Cité pages 22, 28 et 140.)
- Guelin, M., Green, S., and Thaddeus, P. (1978). Detection of the C₄H radical toward IRC +10216. *ApJ*, 224 :L27–L30. (Cité page 10.)
- Gupta, H., Gottlieb, C. A., McCarthy, M. C., and Thaddeus, P. (2009). A Survey of C₄H, C₆H, and C₆H⁻ With the Green Bank Telescope. *ApJ*, 691 :1494–1500. (Cité page 93.)
- Habing, H. J. (1968). The interstellar radiation density between 912 Å and 2400 Å. *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, 19 :421. (Cité page 24.)
- Hatchell, J., Fuller, G. A., and Ladd, E. F. (1999). Hot molecular bullets in HH 111 and CEP E. *A&A*, 346 :278–284. (Cité page 37.)
- Hatchell, J. and van der Tak, F. F. S. (2003). The physical structure of high-mass star-forming cores. *A&A*, 409 :589–598. (Cité page 22.)
- Heiles, C. (1967). Observations of the Spatial Structure of Interstellar Hydrogen. I. High-Resolution Observations of a Small Region. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 15 :97. (Cité page 30.)
- Heiles, C. and Troland, T. H. (2003). The Millennium Arecibo 21 Centimeter Absorption-Line Survey. II. Properties of the Warm and Cold Neutral Media. *ApJ*, 586 :1067–1093. (Cité page 6.)
- Herbst, E. and Leung, C. M. (1989). Gas Phase Production of Complex Hydrocarbons, Cyanopolyynes, and Related Compounds in Dense Interstellar Clouds. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 69 :271. (Cité page 94.)
- Herbst, E. and van Dishoeck, E. F. (2009). Complex Organic Interstellar Molecules. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47 :427–480. (Cité pages 8 et 27.)
- Higuchi, A. E., Sakai, N., Watanabe, Y., Lopez-Sepulcre, A., Yoshida, K., Oya, Y., Imai, M., Zhang, Y., Ceccarelli, C., Lefloch, B., Codella, C., Bachiller, R., Hirota, T., Sakai, T., and Yamamoto, S. (2018). Chemical survey toward young stellar objects in the Perseus molecular cloud complex. *ArXiv e-prints*, page arXiv :1804.08245. (Cité page 189.)
- Hillenbrand, L. A. and Hartmann, L. W. (1998). A Preliminary Study of the Orion Nebula Cluster Structure and Dynamics. *ApJ*, 492 :540–553. (Cité page 21.)
- Hily-Blant, P., Walmsley, M., Pineau Des Forêts, G., and Flower, D. (2010). Nitrogen chemistry and depletion in starless cores. *A&A*, 513 :A41. (Cité page 93.)
- Hodapp, K.-W. (1994). A K Imaging Survey of Molecular Outflow Sources. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 94 :615. (Cité pages 35, 36 et 37.)
- Hollis, J. M., Pedelty, J. A., Snyder, L. E., Jewell, P. R., Lovas, F. J., Palmer, P., and Liu, S. Y. (2003). A Sensitive Very Large Array Search for Small-Scale Glycine Emission toward OMC-1. *ApJ*, 588 :353–359. (Cité page 10.)
- Hollis, J. M., Snyder, L. E., Suenram, R. D., and Lovas, F. J. (1980). A search for the lowest-energy conformer of interstellar glycine. *ApJ*, 241 :1001–1006. (Cité page 10.)

- Ivezic, Z. and Elitzur, M. (1997). Self-similarity and scaling behaviour of infrared emission from radiatively heated dust - I. Theory. *MNRAS*, 287 :799–811. (Cité page 33.)
- Jaber, A. A., Ceccarelli, C., Kahane, C., and Caux, E. (2014). The Census of Complex Organic Molecules in the Solar-type Protostar IRAS16293-2422. *ApJ*, 791 :29. (Cité pages 141 et 142.)
- Jacobsen, S. K., Jørgensen, J. K., van der Wiel, M. H. D., Calcutt, H., Bourke, T. L., Brinch, C., Coutens, A., Drozdovskaya, M. N., Kristensen, L. E., Müller, H. S. P., and Wampfler, S. F. (2018). The ALMA-PILS survey : 3D modeling of the envelope, disks and dust filament of IRAS 16293-2422. *A&A*, 612 :A72. (Cité page 18.)
- Jacq, T., Walmsley, C. M., Mauersberger, R., Anderson, T., Herbst, E., and De Lucia, F. C. (1993). Detection of interstellar CH₂ DOH. *A&A*, 271 :276–281. (Cité page 169.)
- Jewell, P. R., Hollis, J. M., Lovas, F. J., and Snyder, L. E. (1989). Millimeter- and Submillimeter-Wave Surveys of Orion A Emission Lines in the Ranges 200.7–202.3, 203.7–205.3, and 330–360 GHz. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 70 :833. (Cité pages 22 et 44.)
- Jiménez-Serra, I., Testi, L., Caselli, P., and Viti, S. (2014). Detectability of Glycine in Solar-type System Precursors. *ApJ*, 787 :L33. (Cité page 11.)
- Jiménez-Serra, I., Vasyunin, A. I., Caselli, P., Marcelino, N., Billot, N., Viti, S., Testi, L., Vastel, C., Lefloch, B., and Bachiller, R. (2016). The Spatial Distribution of Complex Organic Molecules in the L1544 Pre-stellar Core. *ApJ*, 830 :L6. (Cité page 58.)
- Johansson, L. E. B., Andersson, C., Ellder, J., Friberg, P., Hjalmarsen, A., Hoglund, B., Irvine, W. M., Olofsson, H., and Rydbeck, G. (1984). Spectral scan of Orion A and IRC +10216 from 72 to 91 GHz. *A&A*, 130 :227–256. (Cité pages 22 et 44.)
- Johnstone, D., Fich, M., McCoey, C., van Kempen, T. A., Fuente, A., Kristensen, L. E., Cernicharo, J., Caselli, P., Visser, R., Plume, R., Herczeg, G. J., van Dishoeck, E. F., Wampfler, S., Bachiller, R., Baudry, A., Benedettini, M., Bergin, E., Benz, A. O., Bjerkeli, P., Blake, G., Bontemps, S., Braine, J., Bruderer, S., Codella, C., Daniel, F., di Giorgio, A. M., Dominik, C., Doty, S. D., Encrenaz, P., Giannini, T., Goicoechea, J. R., de Graauw, T., Helmich, F., Herpin, F., Hogerheijde, M. R., Jacq, T., Jørgensen, J. K., Larsson, B., Lis, D., Liseau, R., Marseille, M., Melnick, G., Neufeld, D., Nisini, B., Olberg, M., Parise, B., Pearson, J., Risacher, C., Santiago-García, J., Saraceno, P., Shipman, R., Tafalla, M., van der Tak, F., Wyrowski, F., Yıldız, U. A., Caux, E., Honingh, N., Jellema, W., Schieder, R., Teyssier, D., and Whyborn, N. (2010). Herschel/HIFI spectroscopy of the intermediate mass protostar NGC 7129 FIRS 2. *A&A*, 521 :L41. (Cité page 24.)
- Jones, P. A., Cunningham, M. R., Godfrey, P. D., and Cragg, D. M. (2007). A Search for biomolecules in Sagittarius B2 (LMH) with the Australia Telescope Compact Array. *MNRAS*, 374 :579–589. (Cité page 11.)
- Jordi, C., Trullols, E., and Galadi-Enriquez, D. (1996). Cepheus OB3 association : faint members. *A&A*, 312 :499–507. (Cité page 30.)
- Jørgensen, J. K., Bourke, T. L., Nguyen Luong, Q., and Takakuwa, S. (2011). Arcsecond resolution images of the chemical structure of the low-mass protostar IRAS 16293-2422. An overview of a large molecular line survey from the Submillimeter Array. *A&A*, 534 :A100. (Cité page 139.)
- Jørgensen, J. K., Favre, C., Bisschop, S. E., Bourke, T. L., van Dishoeck, E. F., and Schmalzl, M. (2012). Detection of the Simplest Sugar, Glycolaldehyde, in a Solar-type Protostar with ALMA. *ApJ*, 757 :L4. (Cité page 10.)
- Jørgensen, J. K., Lahuis, F., Schöier, F. L., van Dishoeck, E. F., Blake, G. A., Boogert, A. C. A., Dullemond, C. P., Evans, Neal J., I., Kessler-Silacci, J. E., and Pontoppidan, K. M. (2005). Protostellar Holes : Spitzer Space Telescope Observations of the Protostellar Binary IRAS 16293-2422. *ApJ*, 631 :L77–L80. (Cité page 33.)
- Jørgensen, J. K., Müller, H. S. P., Calcutt, H., Coutens, A., Drozdovskaya, M. N., Öberg, K. I., Persson, M. V., Taquet, V., van Dishoeck, E. F., and Wampfler, S. F. (2018). The ALMA-PILS survey : isotopic composition of oxygen-containing complex organic molecules toward IRAS 16293-2422B. *A&A*, 620 :A170. (Cité pages 18 et 169.)
- Jørgensen, J. K., Schöier, F. L., and van Dishoeck, E. F. (2002). Physical structure and CO abundance of low-mass protostellar envelopes. *A&A*, 389 :908–930. (Cité page 17.)
- Jørgensen, J. K., van der Wiel, M. H. D., Coutens, A., Lykke, J. M., Müller, H. S. P., van Dishoeck, E. F., Calcutt, H., Bjerkeli, P., Bourke, T. L., Drozdovskaya, M. N., Favre, C., Fayolle, E. C., Garrod, R. T., Jacobsen, S. K., Öberg, K. I., Persson, M. V., and Wampfler, S. F. (2016). 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. (Cité pages 18, 45, 82, 139, 141, 142, 143, 144 et 190.)

- Kahane, C., Ceccarelli, C., Faure, A., and Caux, E. (2013). Detection of Formamide, the Simplest but Crucial Amide, in a Solar-type Protostar. *ApJ*, 763 :L38. (Cité page 10.)
- Kalenskii, S. V., Slysh, V. I., Goldsmith, P. F., and Johansson, L. E. B. (2004). A 4-6 GHz Spectral Scan and 8-10 GHz Observations of the Dark Cloud TMC-1. *ApJ*, 610 :329-338. (Cité page 92.)
- Kama, M., Dominik, C., Maret, S., van der Tak, F., Caux, E., Ceccarelli, C., Fuente, A., Crimier, N., Lord, S., Bacmann, A., Baudry, A., Bell, T., Benedettini, M., Bergin, E. A., Blake, G. A., Boogert, A., Bottinelli, S., Cabrit, S., Caselli, P., Castets, A., Cernicharo, J., Codella, C., Comito, C., Coutens, A., Demyk, K., Encrenaz, P., Falgarone, E., Gerin, M., Goldsmith, P. F., Helmich, F., Hennebelle, P., Henning, T., Herbst, E., Hily-Blant, P., Jacq, T., Kahane, C., Klotz, A., Langer, W., Lefloch, B., Lis, D., Lorenzani, A., Melnick, G., Nisini, B., Pacheco, S., Pagani, L., Parise, B., Pearson, J., Phillips, T., Salez, M., Saraceno, P., Schilke, P., Schuster, K., Tielens, X., van der Wiel, M. H. D., Vastel, C., Viti, S., Wakelam, V., Walters, A., Wyrowski, F., Yorke, H., Cais, P., Güsten, R., Philipp, S., Klein, T., and Helmich, F. (2010). The methanol lines and hot core of OMC2-FIR4, an intermediate-mass protostar, with Herschel/HIFI. *A&A*, 521 :L39. (Cité page 45.)
- Koerner, D. W., Sargent, A. I., and Beckwith, S. V. W. (1993). A Rotating Gaseous Disk around the T Tauri Star GM Aurigae. *Icarus*, 106(1) :2-10. (Cité page 20.)
- Kolesníková, L., Tercero, B., Cernicharo, J., Alonso, J. L., Daly, A. M., Gordon, B. P., and Shipman, S. T. (2014). Spectroscopic Characterization and Detection of Ethyl Mercaptan in Orion. *ApJ*, 784 :L7. (Cité pages 45 et 54.)
- Koppelaar, K., Sargent, A. I., Nordh, L., van Duinen, R. J., and Aalders, J. W. G. (1979). Observations of new far infrared sources in the Cepheus OB3 molecular cloud. *A&A*, 75 :L1-L3. (Cité page 31.)
- Kuan, Y.-J., Charnley, S. B., Huang, H.-C., Tseng, W.-L., and Kisiel, Z. (2003). Interstellar Glycine. *ApJ*, 593 :848-867. (Cité page 11.)
- Lada, C. J. (1987). Star formation : from OB associations to protostars. In Peimbert, M. and Jugaku, J., editors, *Star Forming Regions*, volume 115 of *IAU Symposium*, page 1. (Cité pages 14 et 18.)
- Lada, C. J., Blitz, L., Reid, M. J., and Moran, J. M. (1981). VLBI observations of the water vapor masers in Cepheus A, S 252 a, GL2789, GL 2139, CO 59.79+0.04, W 33 b, and U Orionis. *ApJ*, 243 :769-777. (Cité page 31.)
- Ladd, E. F. and Hodapp, K. W. (1997). A Double Outflow from a Deeply Embedded Source in Cepheus. *ApJ*, 474 :749-759. (Cité pages 35, 36, 37 et 69.)
- Lai, S.-P., Velusamy, T., Langer, W. D., and Kuiper, T. B. H. (2003). The Physical and Chemical Status of Pre-Protostellar Core B68. *AJ*, 126 :311-318. (Cité page 16.)
- Langer, W. D. (1992). Carbon Isotopic Chemistry(rp). In Singh, P. D., editor, *Astrochemistry of Cosmic Phenomena*, volume 150 of *IAU Symposium*, page 193. (Cité page 267.)
- Lebrun, F. (1986). Nearby Molecular Clouds. II. The Cepheus Flare and the Effect of Field Stars on Galaxy Counts. *ApJ*, 306 :16. (Cité page 30.)
- Lefloch, B., Bachiller, R., Ceccarelli, C., Cernicharo, J., Codella, C., Fuente, A., Kahane, C., López-Sepulcre, A., Tafalla, M., Vastel, C., Caux, E., González-García, M., Bianchi, E., Gómez-Ruiz, A., Holdship, J., Mendoza, E., Ospina-Zamudio, J., Podio, L., Quénard, D., Roueff, E., Sakai, N., Viti, S., Yamamoto, S., Yoshida, K., Favre, C., Monfredini, T., Quidián-Lara, H. M., Marcelino, N., Boechat-Roberty, H. M., and Cabrit, S. (2018). Astrochemical evolution along star formation : overview of the IRAM Large Program ASAI. *MNRAS*, 477 :4792-4809. (Cité pages 19, 28, 45, 56, 57, 58, 61, 63, 93 et 189.)
- Lefloch, B., Castets, A., Cernicharo, J., and Loinard, L. (1998). Widespread SiO Emission in NGC 1333. *ApJ*, 504 :L109-L112. (Cité pages 44 et 120.)
- Lefloch, B., Ceccarelli, C., Codella, C., Favre, C., Podio, L., Vastel, C., Viti, S., and Bachiller, R. (2017). L1157-B1, a factory of complex organic molecules in a solar-type star-forming region. *MNRAS*, 469 :L73-L77. (Cité page 191.)
- Lefloch, B., Cernicharo, J., Pacheco, S., and Ceccarelli, C. (2011). Shocked water in the Cepheus E protostellar outflow. *A&A*, 527 :L3. (Cité pages 38 et 120.)
- Lefloch, B., Cernicharo, J., Rodríguez, L. F., Miville-Deschênes, M. A., Cesarsky, D., and Heras, A. (2002). The Photoionization of a Star-forming Core in the Trifid Nebula. *ApJ*, 581 :335-356. (Cité page 193.)
- Lefloch, B., Eisloffel, J., and Lazareff, B. (1996). The remarkable Class 0 source CEP E. *A&A*, 313 :L17-L20. (Cité pages 25, 32, 33, 36, 37, 62, 91, 120, 121 et 122.)
- Lefloch, B., Gusdorf, A., Codella, C., Eisloffel, J., Neri, R., Gómez-Ruiz, A. I., Güsten, R., Leurini, S., Risacher, C., and Benedettini, M. (2015). The structure of the Cepheus E protostellar outflow : The jet, the bowshock, and the cavity. *A&A*, 581 :A4. (Cité pages 25, 37, 38, 62, 120, 131 et 190.)

- Lequeux, J. (2005). *The Interstellar Medium*. (Cité pages 6, 12 et 13.)
- Leurini, S., Codella, C., Cabrit, S., Gueth, F., Giannetti, A., Bacciotti, F., Bachiller, R., Ceccarelli, C., Gusdorf, A., Lefloch, B., Podio, L., and Tafalla, M. (2016). Hot methanol from the inner region of the HH 212 protostellar system. *A&A*, 595 :L4. (Cité page 83.)
- Ligterink, N. F. W., Calcutt, H., Coutens, A., Kristensen, L. E., Bourke, T. L., Drozdovskaya, M. N., Müller, H. S. P., Wampfler, S. F., van der Wiel, M. H. D., van Dishoeck, E. F., and Jørgensen, J. K. (2018). The ALMA-PILS survey : Stringent limits on small amines and nitrogen-oxides towards IRAS 16293-2422B. *A&A*, 619 :A28. (Cité page 18.)
- Ligterink, N. F. W., Coutens, A., Kofman, V., Müller, H. S. P., Garrod, R. T., Calcutt, H., Wampfler, S. F., Jørgensen, J. K., Linnartz, H., and van Dishoeck, E. F. (2017). The ALMA-PILS survey : detection of CH₃NCO towards the low-mass protostar IRAS 16293-2422 and laboratory constraints on its formation. *MNRAS*, 469(2) :2219–2229. (Cité page 18.)
- Lindberg, J. E., Charnley, S. B., and Cordiner, M. A. (2016). On the Origin of C₄H and CH₃OH in Protostellar Envelopes. *ApJ*, 833 :L14. (Cité page 96.)
- Lique, F., Cernicharo, J., and Cox, P. (2006). The Excitation of SO in Cold Molecular Clouds : TMC-1. *ApJ*, 653 :1342–1352. (Cité page 93.)
- Lis, D. C., Roueff, E., Gerin, M., Phillips, T. G., Coudert, L. H., van der Tak, F. F. S., and Schilke, P. (2002). Detection of Triply Deuterated Ammonia in the Barnard 1 Cloud. *ApJ*, 571 :L55–L58. (Cité pages 16 et 169.)
- López-Sepulcre, A., Jaber, A. A., Mendoza, E., Lefloch, B., Ceccarelli, C., Vastel, C., Bachiller, R., Cernicharo, J., Codella, C., Kahane, C., Kama, M., and Tafalla, M. (2015). Shedding light on the formation of the pre-biotic molecule formamide with ASAI. *MNRAS*, 449 :2438–2458. (Cité pages 27, 35, 45 et 93.)
- López-Sepulcre, A., Sakai, N., Neri, R., Imai, M., Oya, Y., Ceccarelli, C., Higuchi, A. E., Aikawa, Y., Bottinelli, S., Caux, E., Hirota, T., Kahane, C., Lefloch, B., Vastel, C., Watanabe, Y., and Yamamoto, S. (2017). Complex organics in IRAS 4A revisited with ALMA and PdBI : Striking contrast between two neighbouring protostellar cores. *A&A*, 606 :A121. (Cité pages 139, 140, 141, 142, 143, 144 et 190.)
- López-Sepulcre, A., Taquet, V., Sánchez-Monge, Á., Ceccarelli, C., Dominik, C., Kama, M., Caux, E., Fontani, F., Fuente, A., Ho, P. T. P., Neri, R., and Shimajiri, Y. (2013). High-angular resolution observations towards OMC-2 FIR 4 : Dissecting an intermediate-mass protocluster. *A&A*, 556 :A62. (Cité page 45.)
- Louvet, F., Dougados, C., Cabrit, S., Mardones, D., Ménard, F., Tabone, B., Pinte, C., and Dent, W. R. F. (2018). The HH30 edge-on T Tauri star. A rotating and precessing monopolar outflow scrutinized by ALMA. *A&A*, 618 :A120. (Cité page 97.)
- Lykke, J. M., Coutens, A., Jørgensen, J. K., van der Wiel, M. H. D., Garrod, R. T., Müller, H. S. P., Bjerkeli, P., Bourke, T. L., Calcutt, H., Drozdovskaya, M. N., Favre, C., Fayolle, E. C., Jacobsen, S. K., Öberg, K. I., Persson, M. V., van Dishoeck, E. F., and Wampfler, S. F. (2017). The ALMA-PILS survey : First detections of ethylene oxide, acetone and propanal toward the low-mass protostar IRAS 16293-2422. *A&A*, 597 :A53. (Cité pages 18, 141, 142, 143, 144 et 190.)
- Lykke, J. M., Favre, C., Bergin, E. A., and Jørgensen, J. K. (2015). Tentative detection of ethylene glycol toward W51/e2 and G34.3+0.2 ***. *A&A*, 582 :A64. (Cité page 140.)
- Lynds, B. T. (1962). Catalogue of Dark Nebulae. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 7 :1. (Cité page 30.)
- Lynds, B. T. and Oneil, Earl J., J. (1986). A reflection nebula in S 155. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 98 :1294–1302. (Cité page 30.)
- Maier, D. (2014). IRAM report on "Lab measurements of EMIR mixers". Technical report. (Cité page 46.)
- Majumdar, L., Gratier, P., Vidal, T., Wakelam, V., Loison, J. C., Hickson, K. M., and Caux, E. (2016). Detection of CH₃SH in protostar IRAS 16293-2422. *MNRAS*, 458 :1859–1865. (Cité page 54.)
- Mannings, V. and Sargent, A. I. (1997). A High-Resolution Study of Gas and Dust around Young Intermediate-Mass Stars : Evidence for Circumstellar Disks in Herbig Ae Systems. *ApJ*, 490 :792–802. (Cité page 24.)
- Mannings, V. and Sargent, A. I. (2000). High-Resolution Studies of Gas and Dust around Young Intermediate-Mass Stars. II. Observations of an Additional Sample of Herbig AE Systems. *ApJ*, 529 :391–401. (Cité page 24.)
- Marcelino, N. (2007). *Estudio de la química de nubes oscuras*. PhD thesis, Universidad de Granada. (Cité pages 92 et 93.)
- Marcelino, N., Cernicharo, J., Tercero, B., and Roueff, E. (2009). Discovery of Fulminic Acid, HCNO, in Dark Clouds. *ApJ*, 690 :L27–L30. (Cité page 93.)

- Maret, S., Ceccarelli, C., Caux, E., Tielens, A. G. G. M., Jørgensen, J. K., van Dishoeck, E., Bacmann, A., Castets, A., Lefloch, B., Loinard, L., Parise, B., and Schöier, F. L. (2004). The H₂CO abundance in the inner warm regions of low mass protostellar envelopes. *A&A*, 416 :577–594. (Cit  page 90.)
- Markwick, A. J., Millar, T. J., and Charnley, S. B. (2000). On the Abundance Gradients of Organic Molecules along the TMC-1 Ridge. *ApJ*, 535 :256–265. (Cit  page 92.)
- Mathis, J. S., Mezger, P. G., and Panagia, N. (1983). Interstellar radiation field and dust temperatures in the diffuse interstellar matter and in giant molecular clouds. *A&A*, 500 :259–276. (Cit  page 10.)
- Matthews, H. E., Friberg, P., and Irvine, W. M. (1985). The detection of acetaldehyde in cold dust clouds. *ApJ*, 290 :609–614. (Cit  page 93.)
- McCall, B. J. (2001). *Spectroscopy of trihydrogen(+) in laboratory and astrophysical plasmas*. PhD thesis, Department of Chemistry and Department of Astronomy and Astrophysics, University of Chicago, 5735 S. Ellis Ave., Chicago, IL 60637. (Cit  page 6.)
- McCaughrean, M. J. and Stauffer, J. R. (1994). High Resolution Near-Infrared Imaging of the Trapezium : A Stellar Census. *AJ*, 108 :1382. (Cit  page 21.)
- McGonagle, D., Irvine, W. M., and Ohishi, M. (1994). Nitrogen Sulfide in Quiescent Dark Clouds. *ApJ*, 422 :621. (Cit  page 93.)
- McGuire, B. A., Carroll, P. B., Loomis, R. A., Finneran, I. A., Jewell, P. R., Remijan, A. J., and Blake, G. A. (2016). Discovery of the interstellar chiral molecule propylene oxide (CH₃CHCH₂O). *Science*, 352(6292) :1449–1452. (Cit  page 12.)
- McKellar, A. (1940). Evidence for the Molecular Origin of Some Hitherto Unidentified Interstellar Lines. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 52 :187. (Cit  page 10.)
- Megeath, S. T., Wilson, T. L., and Corbin, M. R. (2005). Hubble Space Telescope NICMOS Imaging of W3 IRS 5 : A Trapezium in the Making? *ApJ*, 622 :L141–L144. (Cit  page 21.)
- Mehring, D. M., Zhou, S., and Dickel, H. R. (1997). BIMA Array Observations of the 107 GHz Methanol Masers in Cepheus A. *ApJ*, 475 :L57–L60. (Cit  page 31.)
- Miettinen, O., Hennemann, M., and Linz, H. (2011). Deuterium fractionation and the degree of ionisation in massive clumps within infrared dark clouds. *A&A*, 534 :A134. (Cit  page 91.)
- Modica, P., Meinert, C., de Marcellus, P., Nahon, L., Meierhenrich, U. J., and Le Sergeant d’Hendecourt, L. (2014). Enantiomeric Excesses Induced in Amino Acids by Ultraviolet Circularly Polarized Light Irradiation of Extraterrestrial Ice Analogs : A Possible Source of Asymmetry for Prebiotic Chemistry. *ApJ*, 788(1) :79. (Cit  page 11.)
- Moreno-Corral, M. A., C., C.-K., de La Ra, E., and Wagner, S. (1993). H-alpha interferometric, optical and near IR photometric studies of star forming regions. I. The Cepheus B/Sh2-155/Cepheus OB3 association complex. *A&A*, 273 :619–632. (Cit  page 30.)
- Moro-Mart n, A., Noriega-Crespo, A., Molinari, S., Testi, L., Cernicharo, J., and Sargent, A. (2001). Infrared and Millimetric Study of the Young Outflow Cepheus E. *ApJ*, 555 :146–159. (Cit  pages 32, 35, 37 et 138.)
- Motte, F., Bontemps, S., and Louvet, F. (2018). High-Mass Star and Massive Cluster Formation in the Milky Way. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 56 :41–82. (Cit  pages 21, 22 et 23.)
- Mueller, K. E., Shirley, Y. L., Evans, Neal J., I., and Jacobson, H. R. (2002). The Physical Conditions for Massive Star Formation : Dust Continuum Maps and Modeling. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 143 :469–497. (Cit  page 22.)
- M ller, H. S. P., Schl der, F., Stutzki, J., and Winnewisser, G. (2005). The Cologne Database for Molecular Spectroscopy, CDMS : a useful tool for astronomers and spectroscopists. *Journal of Molecular Structure*, 742 :215–227. (Cit  page 54.)
- Myers, P. C. and Benson, P. J. (1983). Dense cores in dark clouds. II. NH₃ observations and star formation. *ApJ*, 266 :309–320. (Cit  page 16.)
- Neill, J. L., Crockett, N. R., Bergin, E. A., Pearson, J. C., and Xu, L.-H. (2013a). Deuterated Molecules in Orion KL from Herschel/HIFI. *ApJ*, 777 :85. (Cit  page 169.)
- Neill, J. L., Wang, S., Bergin, E. A., Crockett, N. R., Favre, C., Plume, R., and Melnick, G. J. (2013b). The Abundance of H₂O and HDO in Orion KL from Herschel/HIFI. *ApJ*, 770 :142. (Cit  page 169.)
- Neri, R., Fuente, A., Ceccarelli, C., Caselli, P., Johnstone, D., van Dishoeck, E. F., Wyrowski, F., Tafalla, M., Lefloch, B., and Plume, R. (2007). The IC1396N proto-cluster at a scale of ~250 AU. *A&A*, 468 :L33–L36. (Cit  pages 24 et 25.)
- Neufeld, D. A., Goicoechea, J. R., Sonnentrucker, P., Black, J. H., Pearson, J., Yu, S., Phillips, T. G., Lis, D. C., de Luca, M., Herbst, E., Rimmer, P., Gerin, M., Bell, T. A., Boulanger, F., Cernicharo, J., Coutens, A., Dartois,

- E., Kazmierczak, M., Encrenaz, P., Falgarone, E., Geballe, T. R., Giesen, T., Godard, B., Goldsmith, P. F., Gry, C., Gupta, H., Hennebelle, P., Hily-Blant, P., Joblin, C., Kołos, R., Krełowski, J., Martín-Pintado, J., Menten, K. M., Monje, R., Mookerjee, B., Perault, M., Persson, C., Plume, R., Salez, M., Schlemmer, S., Schmidt, M., Stutzki, J., Teyssier, D., Vastel, C., Cros, A., Klein, K., Lorenzani, A., Philipp, S., Samoska, L. A., Shipman, R., Tielens, A. G. G. M., Szczerba, R., and Zmuidzinas, J. (2010). Herschel/HIFI observations of interstellar OH⁺ and H₂O⁺ towards W49N : a probe of diffuse clouds with a small molecular fraction. *A&A*, 521 :L10. (Cité page 10.)
- Nishimura, Y., Watanabe, Y., Harada, N., Shimonishi, T., Sakai, N., Aikawa, Y., Kawamura, A., and Yamamoto, S. (2017). Molecular-cloud-scale Chemical Composition. II. Mapping Spectral Line Survey toward W3(OH) in the 3 mm Band. *ApJ*, 848 :17. (Cité page 140.)
- Noriega-Crespo, A., Garnavich, P. M., and Molinari, S. (1998). ISOCAM Molecular Hydrogen Images of the Cepheus E Outflow. *AJ*, 116 :1388–1395. (Cité pages 36 et 37.)
- Noriega-Crespo, A., Moro-Martin, A., Carey, S., Morris, P. W., Padgett, D. L., Latter, W. B., and Muzerolle, J. (2004). Is the Cepheus E Outflow Driven by a Class 0 Protostar? *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154 :402–407. (Cité pages 32 et 37.)
- Noriega-Crespo, A., Raga, A. C., Moro-Martín, A., Flagey, N., and Carey, S. J. (2014). Proper motions of young stellar outflows in the mid-infrared with Spitzer II HH 377/Cep E. *New Journal of Physics*, 16 :105008. (Cité page 37.)
- Öberg, K. I., Guzmán, V. V., Furuya, K., Qi, C., Aikawa, Y., Andrews, S. M., Loomis, R., and Wilner, D. J. (2015). The comet-like composition of a protoplanetary disk as revealed by complex cyanides. *Nature*, 520(7546) :198–201. (Cité page 20.)
- Ohashi, N., Lee, S. W., Wilner, D. J., and Hayashi, M. (1999). CCS Imaging of the Starless Core L1544 : An Envelope with Infall and Rotation. *ApJ*, 518 :L41–L44. (Cité page 16.)
- Oishi, M., Irvine, W. M., and Kaifu, N. (1992). Molecular Abundance Variations among and Within Cold, Dark Molecular Clouds(rp). In Singh, P. D., editor, *Astrochemistry of Cosmic Phenomena*, volume 150 of *IAU Symposium*, page 171. (Cité page 93.)
- Oishi, M. and Kaifu, N. (1998). Chemical and physical evolution of dark clouds. Molecular spectral line survey toward TMC-1. *Faraday Discussions*, 109 :205. (Cité pages 10 et 93.)
- Osamura, Y., Roberts, H., and Herbst, E. (2004). On the possible interconversion between pairs of deuterated isotopomers of methanol, its ion, and its protonated ion in star-forming regions. *A&A*, 421 :1101–1111. (Cité page 170.)
- Ospina-Zamudio, J., Lefloch, B., Ceccarelli, C., Kahane, C., Favre, C., López-Sepulcre, A., and Montarges, M. (2018). First hot corino detected around an isolated intermediate-mass protostar : Cep E-mm. *A&A*, 618 :A145. (Cité pages 144, 188 et 190.)
- Ossenkopf, V. and Henning, T. (1994). Dust opacities for protostellar cores. *A&A*, 291 :943–959. (Cité page 121.)
- Pagani, L., Favre, C., Goldsmith, P. F., Bergin, E. A., Snell, R., and Melnick, G. (2017). The complexity of Orion : an ALMA view. I. Data and first results. *A&A*, 604 :A32. (Cité pages 22, 140, 141, 142, 143 et 144.)
- Palau, A., Fuente, A., Girart, J. M., Fontani, F., Boissier, J., Piétu, V., Sánchez-Monge, Á., Busquet, G., Estalella, R., Zapata, L. A., Zhang, Q., Neri, R., Ho, P. T. P., Alonso-Albi, T., and Audard, M. (2011). Intermediate-mass Hot Cores at ~500 AU : Disks or Outflows? *ApJ*, 743 :L32. (Cité page 25.)
- Palla, F., Cesaroni, R., Brand, J., Caselli, P., Comoretto, G., and Felli, M. (1993). H₂O masers associated with dense molecular clouds and ultracompact H II regions. 2 : The extended sample. *A&A*, 280 :599–608. (Cité page 32.)
- Panagia, N. and Thum, C. (1981). A study of the S 155A - CEP B cloud and its relation to Cepheus OB3 association. *A&A*, 98 :295–299. (Cité pages 30 et 31.)
- Panoglou, D., Cabrit, S., Pineau Des Forêts, G., Garcia, P. J. V., Ferreira, J., and Casse, F. (2012). Molecule survival in magnetized protostellar disk winds. I. Chemical model and first results. *A&A*, 538 :A2. (Cité page 97.)
- Parise, B. (2004). Observation of Multiply-Deuterated Methanol in the Low-Mass Protostar IRAS16293-2422. In Pfalzner, S., Kramer, C., Staubmeier, C., and Heithausen, A., editors, *The Dense Interstellar Medium in Galaxies*, volume 91, page 641. (Cité pages 16 et 169.)
- Parise, B., Ceccarelli, C., Tielens, A. G. G. M., Castets, A., Caux, E., Lefloch, B., and Maret, S. (2006). Testing grain surface chemistry : a survey of deuterated formaldehyde and methanol in low-mass class 0 protostars. *A&A*, 453 :949–958. (Cité page 169.)

- Parise, B., Ceccarelli, C., Tielens, A. G. G. M., Herbst, E., Lefloch, B., Caux, E., Castets, A., Mukhopadhyay, I., Pagani, L., and Loinard, L. (2002). Detection of doubly-deuterated methanol in the solar-type protostar IRAS 16293-2422. *A&A*, 393 :L49–L53. (Cité pages 16 et 169.)
- Patel, N. A., Curiel, S., Zhang, Q., Sridharan, T. K., Ho, P. T. P., and Torrelles, J. M. (2007). Submillimeter Array Observations of 321 GHz Water Maser Emission in Cepheus A. *ApJ*, 658 :L55–L58. (Cité page 31.)
- Peng, T. C., Despois, D., Brouillet, N., Baudry, A., Favre, C., Remijan, A., Wootten, A., Wilson, T. L., Combes, F., and Wlodarczak, G. (2013). Acetone in Orion BN/KL. High-resolution maps of a special oxygen-bearing molecule. *A&A*, 554 :A78. (Cité pages 22, 28 et 140.)
- Peng, T. C., Despois, D., Brouillet, N., Parise, B., and Baudry, A. (2012). Deuterated methanol in Orion BN/KL. *A&A*, 543 :A152. (Cité page 169.)
- Persson, M. V., Jørgensen, J. K., Müller, H. S. P., Coutens, A., van Dishoeck, E. F., Taquet, V., Calcutt, H., van der Wiel, M. H. D., Bourke, T. L., and Wampfler, S. F. (2018). The ALMA-PILS Survey : Formaldehyde deuteration in warm gas on small scales toward IRAS 16293-2422 B. *A&A*, 610 :A54. (Cité pages 18 et 141.)
- Pickett, H. M., Poynter, R. L., Cohen, E. A., Delitsky, M. L., Pearson, J. C., and Müller, H. S. P. (1998). Submillimeter, millimeter and microwave spectral line catalog. *J. Quant. Spec. Radiat. Transf.*, 60 :883–890. (Cité page 54.)
- Pilbratt, G. L., Riedinger, J. R., Passvogel, T., Crone, G., Doyle, D., Gageur, U., Heras, A. M., Jewell, C., Metcalfe, L., Ott, S., and Schmidt, M. (2010). Herschel Space Observatory. An ESA facility for far-infrared and submillimetre astronomy. *A&A*, 518 :L1. (Cité page 20.)
- Plume, R., Fuller, G. A., Helmich, F., van der Tak, F. F. S., Roberts, H., Bowey, J., Buckle, J., Butner, H., Caux, E., Ceccarelli, C., van Dishoeck, E. F., Friberg, P., Gibb, A. G., Hatchell, J., Hogerheijde, M. R., Matthews, H., Millar, T. J., Mitchell, G., Moore, T. J. T., Ossenkopf, V., Rawlings, J. M. C., Richer, J., Roellig, M., Schilke, P., Spaans, M., Tielens, A. G. G. M., Thompson, M. A., Viti, S., Weferling, B., White, G. J., Wouterloot, J., Yates, J., and Zhu, M. (2007). The James Clerk Maxwell Telescope Spectral Legacy Survey. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 119 :102–111. (Cité page 44.)
- Podio, L., Codella, C., Gueth, F., Cabrit, S., Maury, A., Tabone, B., Lefèvre, C., Anderl, S., André, P., Belloche, A., Bontemps, S., Hennebelle, P., Lefloch, B., Maret, S., and Testi, L. (2016). First image of the L1157 molecular jet by the CALYPSO IIRAM-PdBI survey. *A&A*, 593 :L4. (Cité page 98.)
- Porras, A. J., Federman, S. R., Welty, D. E., and Ritchey, A. M. (2014). OH⁺ in Diffuse Molecular Clouds. *ApJ*, 781 :L8. (Cité page 10.)
- Pratap, P., Dickens, J. E., Snell, R. L., Miralles, M. P., Bergin, E. A., Irvine, W. M., and Schloerb, F. P. (1997). A Study of the Physics and Chemistry of TMC-1. *ApJ*, 486 :862–885. (Cité page 93.)
- Przybilla, N., Firnstein, M., Nieva, M. F., Meynet, G., and Maeder, A. (2010). Mixing of CNO-cycled matter in massive stars. *A&A*, 517 :A38. (Cité page 21.)
- Qi, C., Öberg, K. I., Wilner, D. J., and Rosenfeld, K. A. (2013). First Detection of c-C₃H₂ in a Circumstellar Disk. *ApJ*, 765(1) :L14. (Cité page 20.)
- Qi, C., Wilner, D. J., Aikawa, Y., Blake, G. A., and Hogerheijde, M. R. (2008). Resolving the Chemistry in the Disk of TW Hydrae. I. Deuterated Species. *ApJ*, 681(2) :1396–1407. (Cité page 20.)
- Qin, S.-L., Schilke, P., Wu, J., Wu, Y., Liu, T., Liu, Y., and Sánchez-Monge, Á. (2015). SMA Observations of the W₃(OH) Complex : Physical and Chemical Differentiation Between W₃(H₂O) and W₃(OH). *ApJ*, 803 :39. (Cité page 140.)
- Racine, R. (1968). Stars in reflection nebulae. *AJ*, 73 :233–245. (Cité page 30.)
- Raga, A. and Cabrit, S. (1993). Molecular outflows entrained by jet bowshocks. *A&A*, 278 :267–278. (Cité page 38.)
- Raga, A. C., Williams, D. A., and Lim, A. J. (2005). The Formation of H[2] in Variable Herbig-Haro Jets. *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 41 :137–146. (Cité page 97.)
- Ratajczak, A., Taquet, V., Kahane, C., Ceccarelli, C., Faure, A., and Quirico, E. (2011). The puzzling deuteration of methanol in low- to high-mass protostars. *A&A*, 528 :L13. (Cité page 169.)
- Roberts, H., Herbst, E., and Millar, T. J. (2002). The importance of new rate coefficients for deuterium fractionation reactions in interstellar chemistry. *MNRAS*, 336 :283–290. (Cité page 169.)
- Rodriguez, L. F., Ho, P. T. P., and Moran, J. M. (1980). Anisotropic mass outflow in Cepheus A. *ApJ*, 240 :L149–L152. (Cité page 31.)
- Roueff, E., Lis, D. C., van der Tak, F. F. S., Gerin, M., and Goldsmith, P. F. (2005). Interstellar deuterated ammonia : from NH₃ to ND₃. *A&A*, 438 :585–598. (Cité page 16.)

- Roueff, E., Parise, B., and Herbst, E. (2007). Deuterium fractionation in warm dense interstellar clumps. *A&A*, 464(1) :245–252. (Cité page 82.)
- Ruaud, M., Wakelam, V., and Hersant, F. (2016). Gas and grain chemical composition in cold cores as predicted by the Nautilus three-phase model. *MNRAS*, 459 :3756–3767. (Cité page 192.)
- Ruffle, D. P., Hartquist, T. W., Taylor, S. D., and Williams, D. A. (1997). Cyanopolyynes as indicators of late-time chemistry and depletion in star-forming regions. *MNRAS*, 291 :235–240. (Cité page 94.)
- Saito, S., Aikawa, Y., Herbst, E., Ohishi, M., Hirota, T., Yamamoto, S., and Kaifu, N. (2002). Chemical Timescale of Dark Cloud Cores Estimated from Deuterium Fractionation. *ApJ*, 569 :836–840. (Cité page 92.)
- Sakai, N., Sakai, T., Hirota, T., Burton, M., and Yamamoto, S. (2009). Discovery of the Second Warm Carbon-Chain-Chemistry Source, IRAS15398 - 3359 in Lupus. *ApJ*, 697 :769–786. (Cité pages 18, 94 et 95.)
- Sakai, N., Sakai, T., and Yamamoto, S. (2008). Complex organic molecules in an early stage of protostellar evolution. *Ap&SS*, 313 :153–157. (Cité pages 18, 28, 45, 95 et 189.)
- Sakai, N., Saruwatari, O., Sakai, T., Takano, S., and Yamamoto, S. (2010). Abundance anomaly of the ^{13}C species of CCH. *A&A*, 512 :A31. (Cité page 93.)
- Sakai, N. and Yamamoto, S. (2013). Warm Carbon-Chain Chemistry. *Chemical Reviews*, 113 :8981–9015. (Cité pages 18 et 95.)
- Saladino, R. (2012). Role of formamide in the chemistry of life. In *39th COSPAR Scientific Assembly*, volume 39, page 1657. (Cité page 10.)
- Sánchez-Monge, Á., Beltrán, M. T., Cesaroni, R., Etoka, S., Galli, D., Kumar, M. S. N., Moscadelli, L., Stanke, T., van der Tak, F. F. S., Vig, S., Walmsley, C. M., Wang, K. S., Zinnecker, H., Elia, D., Molinari, S., and Schisano, E. (2014). A necklace of dense cores in the high-mass star forming region G35.20-0.74 N : ALMA observations. *A&A*, 569 :A11. (Cité page 140.)
- Sánchez-Monge, Á., Palau, A., Estalella, R., Kurtz, S., Zhang, Q., Di Francesco, J., and Shepherd, D. (2010). IRAS 22198+6336 : Discovery of an Intermediate-mass Hot Core. *ApJ*, 721 :L107–L111. (Cité page 25.)
- Santangelo, G., Codella, C., Cabrit, S., Maury, A. J., Gueth, F., Maret, S., Lefloch, B., Belloche, A., André, P., Hennebelle, P., Anderl, S., Podio, L., and Testi, L. (2015). Jet multiplicity in the proto-binary system NGC 1333-IRAS4A. The detailed CALYPSO IRAM-PdBI view. *A&A*, 584 :A126. (Cité page 139.)
- Sargent, A. I. (1977). Molecular clouds and star formation. I - Observations of the Cepheus OB₃ molecular cloud. *ApJ*, 218 :736–748. (Cité pages 27, 31, 32 et 35.)
- Sargent, A. I. (1979). Molecular clouds and star formation. II. Star formation in the Cepheus OB₃ and Perseus OB₂ molecular clouds. *ApJ*, 233 :163–181. (Cité pages 30 et 31.)
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., and Maeder, A. (1992). New grids of stellar models from 0.8 to 120 M_{solar} at $Z=0.020$ and $Z=0.001$. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 96 :269. (Cité page 30.)
- Schöier, F. L., Jørgensen, J. K., van Dishoeck, E. F., and Blake, G. A. (2002). Does IRAS 16293-2422 have a hot core? Chemical inventory and abundance changes in its protostellar environment. *A&A*, 390 :1001–1021. (Cité page 18.)
- Shevchenko, V. S. and Yakubov, S. D. (1989). Compact Star-Formation Regions Associated with the Herbig Ae-Stars / Be-Stars LK-H-ALPHA :198 and LK-H-ALPHA :234. *Soviet Ast.*, 33 :370. (Cité page 24.)
- Shu, F. H., Adams, F. C., and Lizano, S. (1987). Star formation in molecular clouds : observation and theory. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 25 :23–81. (Cité page 14.)
- Smith, M. D., Froebrich, D., and Eisloffel, J. (2003). Multiwavelength Spectroscopy of the Bipolar Outflow from Cepheus E. *ApJ*, 592 :245–254. (Cité page 37.)
- Snyder, L. E., Hollis, J. M., Suenram, R. D., Lovas, F. J., Brown, L. W., and Buhl, D. (1983). An extensive galactic search for conformer II Glycine. *ApJ*, 268 :123–128. (Cité page 10.)
- Snyder, L. E., Lovas, F. J., Hollis, J. M., Friedel, D. N., Jewell, P. R., Remijan, A., Ilyushin, V. V., Alekseev, E. A., and Dyubko, S. F. (2005). A Rigorous Attempt to Verify Interstellar Glycine. *ApJ*, 619 :914–930. (Cité page 10.)
- Sutton, E. C., Blake, G. A., Masson, C. R., and Phillips, T. G. (1985). Molecular line survey of Orion A from 215 to 247 GHz. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 58 :341–378. (Cité pages 22 et 44.)
- Swings, P. and Rosenfeld, L. (1937). Considerations Regarding Interstellar Molecules. *ApJ*, 86 :483–486. (Cité page 7.)
- Tafalla, M., Mardones, D., Myers, P. C., Caselli, P., Bachiller, R., and Benson, P. J. (1998). L1544 : A Starless Dense Core with Extended Inward Motions. *ApJ*, 504 :900–914. (Cité page 94.)

- Tafalla, M., Santiago-García, J., Hacar, A., and Bachiller, R. (2010). A molecular survey of outflow gas : velocity-dependent shock chemistry and the peculiar composition of the EHV gas. *A&A*, 522 :A91. (Cité page 97.)
- Takano, S., Aikawa, Y., Chen, V., Hirano, N., Hiramatsu, M., Hirota, T., Kamegai, K., Kobayashi, K., Kohno, K., Kuan, Y. J., Liu, S. Y., Nakajima, T., Nomura, H., Ohashi, N., Ohishi, M., Ozeki, H., Sakai, N., Sakai, T., Shiba, S., Su, Y. N., Sugimura, M., Takakuwa, S., Umemoto, T., Wang, K., Yamada, M., Yamaguchi, T., Yamamoto, S., and Zhang, Q. Z. (2011). Nobeyama 45 m telescope legacy project : Line survey. In *The Molecular Universe*, volume 280, page 60. (Cité page 45.)
- Takano, S., Masuda, A., Hirahara, Y., Suzuki, H., Ohishi, M., Ishikawa, S.-I., Kaifu, N., Kasai, Y., Kawaguchi, K., and Wilson, T. L. (1998). Observations of ^{13}C isotopomers of $\text{HC}_{(3)}\text{N}$ and $\text{HC}_{(5)}\text{N}$ in TMC-1 : evidence for isotopic fractionation. *A&A*, 329 :1156–1169. (Cité page 93.)
- Tan, J. C. (2003). Theories of Massive Star Formation : Collisions, Accretion and the View from the "I" of Orion (Invited Review). In De Buizer, J. M. and van der Bliëk, N. S., editors, *Galactic Star Formation Across the Stellar Mass Spectrum*, volume 287 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 207–218. (Cité page 21.)
- Tan, J. C. (2005). The Birth of Massive Stars and Star Clusters. In Kumar, M. S. N., Tafalla, M., and Caselli, P., editors, *Astrophysics and Space Science Library*, volume 324 of *Astrophysics and Space Science Library*, page 87. (Cité page 21.)
- Taquet, V., Ceccarelli, C., and Kahane, C. (2012). Multilayer modeling of porous grain surface chemistry. I. The GRAINOBLE model. *A&A*, 538 :A42. (Cité page 92.)
- Taquet, V., López-Sepulcre, A., Ceccarelli, C., Neri, R., Kahane, C., and Charnley, S. B. (2015). Constraining the Abundances of Complex Organics in the Inner Regions of Solar-type Protostars. *ApJ*, 804 :81. (Cité pages 141, 142, 143, 144 et 190.)
- Taylor, D. K., Dickman, R. L., and Scoville, N. Z. (1987). Molecular Clouds and the Gould Belt. *ApJ*, 315 :104. (Cité page 30.)
- Tercero, B., Cernicharo, J., Pardo, J. R., and Goicoechea, J. R. (2010). A line confusion limited millimeter survey of Orion KL . I. Sulfur carbon chains. *A&A*, 517 :A96. (Cité pages 22, 44, 56, 58 et 189.)
- Tercero, B., Kleiner, I., Cernicharo, J., Nguyen, H. V. L., López, A., and Muñoz Caro, G. M. (2013). Discovery of Methyl Acetate and Gauche Ethyl Formate in Orion. *ApJ*, 770 :L13. (Cité page 45.)
- Tercero, B., Vincent, L., Cernicharo, J., Viti, S., and Marcelino, N. (2011). A line-confusion limited millimeter survey of Orion KL. II. Silicon- bearing species. *A&A*, 528 :A26. (Cité pages 22, 44 et 56.)
- Testi, L., Olmi, L., Hunt, L., Tofani, G., Felli, M., and Goldsmith, P. (1995). Sequential star formation in the Cepheus molecular cloud : the S 155/Cepheus B interface. *A&A*, 303 :881. (Cité page 30.)
- Testi, L., Palla, F., and Natta, A. (1999). The onset of cluster formation around Herbig Ae/Be stars. *A&A*, 342 :515–523. (Cité pages 21 et 24.)
- Testi, L. and Sargent, A. I. (1998). Star Formation in Clusters : A Survey of Compact Millimeter-Wave Sources in the Serpens Core. *ApJ*, 508 :L91–L94. (Cité page 24.)
- Thompson, M. A. and Macdonald, G. H. (2003). A molecular line survey of the candidate massive Class 0 protostar IRAS 23385+6053. *A&A*, 407 :237–248. (Cité page 45.)
- Thorwirth, S., Walsh, A. J., Wyrowski, F., Schilke, P., Beuther, H., Hunter, T. R., Comito, C., Leurini, S., Tieftrunk, A. R., Burton, M. G., and Menten, K. M. (2007). Millimeter wave spectral line surveys and line mapping studies of NGC6334 I and I(N). In *Molecules in Space and Laboratory*, page 39. (Cité page 45.)
- Tielens, A. G. G. M. (2005). *The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*. (Cité page 13.)
- Tucker, K. D., Kutner, M. L., and Thaddeus, P. (1974). Discovery of Interstellar C_2H . In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 6, page 341. (Cité page 10.)
- Turner, B. E. (1974). U93.174 : a New Interstellar Line with Quadrupole Hyperfine Splitting. *ApJ*, 193 :L83. (Cité page 10.)
- Turner, B. E. (1989). A Molecular Line Survey of Sagittarius B2 and Orion-KL from 70 to 115 GHz. I. The Observational Data. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 70 :539. (Cité pages 22 et 44.)
- van der Tak, F. F. S., van Dishoeck, E. F., Evans, Neal J., I., and Blake, G. A. (2000). Structure and Evolution of the Envelopes of Deeply Embedded Massive Young Stars. *ApJ*, 537 :283–303. (Cité page 22.)
- van Dishoeck, E. F. and Black, J. H. (1988). The Photodissociation and Chemistry of Interstellar CO. *ApJ*, 334 :771. (Cité page 7.)
- van Dishoeck, E. F., Kristensen, L. E., Benz, A. O., Bergin, E. A., Caselli, P., Cernicharo, J., Herpin, F., Hogerheijde, M. R., Johnstone, D., Liseau, R., Nisini, B., Shipman, R., Tafalla, M., van der Tak, F., Wyrowski,

- F., Aikawa, Y., Bachiller, R., Baudry, A., Benedettini, M., Bjerkerli, P., Blake, G. A., Bontemps, S., Braine, J., Brinch, C., Bruderer, S., Chavarría, L., Codella, C., Daniel, F., de Graauw, T., Deul, E., di Giorgio, A. M., Dominik, C., Doty, S. D., Dubernet, M. L., Encrenaz, P., Feuchtgruber, H., Fich, M., Frieswijk, W., Fuente, A., Giannini, T., Goicoechea, J. R., Helmich, F. P., Herczeg, G. J., Jacq, T., Jørgensen, J. K., Karska, A., Kaufman, M. J., Keto, E., Larsson, B., Lefloch, B., Lis, D., Marseille, M., McCoe, C., Melnick, G., Neufeld, D., Olberg, M., Pagani, L., Panić, O., Parise, B., Pearson, J. C., Plume, R., Risacher, C., Salter, D., Santiago-García, J., Saraceno, P., Stäuber, P., van Kempen, T. A., Visser, R., Viti, S., Walmsley, M., Wampfler, S. F., and Yıldız, U. A. (2011). Water in Star-forming Regions with the Herschel Space Observatory (WISH). I. Overview of Key Program and First Results. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 123 :138. (Cité page 24.)
- van Dishoeck, E. F., Thi, W. F., and van Zadelhoff, G. J. (2003). Detection of DCO⁺ in a circumstellar disk. *A&A*, 400 :L1–L4. (Cité page 20.)
- Vastel, C., Ceccarelli, C., Lefloch, B., and Bachiller, R. (2014). The Origin of Complex Organic Molecules in Prestellar Cores. *ApJ*, 795 :L2. (Cité pages 17, 93 et 192.)
- Vastel, C., Ceccarelli, C., Lefloch, B., and Bachiller, R. (2016). Abundance of HOCO⁺ and CO₂ in the outer layers of the L1544 prestellar core. *A&A*, 591 :L2. (Cité page 93.)
- Vastel, C., Quénard, D., Le Gal, R., Wakelam, V., Andrianasolo, A., Caselli, P., Vidal, T., Ceccarelli, C., Lefloch, B., and Bachiller, R. (2018). Sulphur chemistry in the L1544 pre-stellar core. *MNRAS*, 478 :5514–5532. (Cité pages 93 et 94.)
- Viti, S., Natarajan, S., and Williams, D. A. (2002). Enhanced molecular abundances in low-mass star-forming cores. *MNRAS*, 336 :797–802. (Cité pages 98 et 191.)
- Wakelam, V. and Herbst, E. (2008). Polycyclic Aromatic Hydrocarbons in Dense Cloud Chemistry. *ApJ*, 680 :371–383. (Cité page 94.)
- Walmsley, C. (1989). Dust and the Gas Phase Composition of Dense Clouds. In Allamandola, L. J. and Tielens, A. G. G. M., editors, *Interstellar Dust*, volume 135 of *IAU Symposium*, page 263. (Cité page 22.)
- Walsh, C., Loomis, R. A., Öberg, K. I., Kama, M., van 't Hoff, M. L. R., Millar, T. J., Aikawa, Y., Herbst, E., Widicus Weaver, S. L., and Nomura, H. (2016). First Detection of Gas-phase Methanol in a Protoplanetary Disk. *ApJ*, 823(1) :L10. (Cité page 20.)
- Ward-Thompson, D., Scott, P. F., Hills, R. E., and Andre, P. (1994). A Submillimetre Continuum Survey of Pre Protostellar Cores. *MNRAS*, 268 :276. (Cité page 16.)
- Watanabe, Y., Sakai, N., Lindberg, J. E., Jørgensen, J. K., Bisschop, S. E., and Yamamoto, S. (2012). An Unbiased Spectral Line Survey toward R CrA IRS7B in the 345 GHz Window with ASTE. *ApJ*, 745 :126. (Cité page 45.)
- Watanabe, Y., Sakai, N., López-Sepulcre, A., Sakai, T., Hirota, T., Liu, S.-Y., Su, Y.-N., and Yamamoto, S. (2017). Discovery of Striking Difference of Molecular-emission-line Richness in the Potential Proto-binary System NGC 2264 CMM3. *ApJ*, 847 :108. (Cité page 140.)
- Watson, A. M., Stapelfeldt, K. R., Wood, K., and Ménard, F. (2007). Multiwavelength Imaging of Young Stellar Object Disks : Toward an Understanding of Disk Structure and Dust Evolution. In Reipurth, B., Jewitt, D., and Keil, K., editors, *Protostars and Planets V*, page 523. (Cité page 19.)
- Williams, S. J., Fuller, G. A., and Sridharan, T. K. (2004). The circumstellar environments of high-mass protostellar objects. I. Submillimetre continuum emission. *A&A*, 417 :115–133. (Cité page 22.)
- Wilson, T. L. and Rood, R. (1994). Abundances in the Interstellar Medium. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 32 :191–226. (Cité pages 72, 84 et 91.)
- Winnewisser, G. and Kramer, C. (1999). Spectroscopy Between the Stars. *Space Sci. Rev.*, 90 :181–202. (Cité page 10.)
- Wirström, E. S., Geppert, W. D., Hjalmarson, Å., Persson, C. M., Black, J. H., Bergman, P., Millar, T. J., Hamberg, M., and Vigren, E. (2011). Observational tests of interstellar methanol formation. *A&A*, 533 :A24. (Cité page 170.)
- Wolfire, M. G., Hollenbach, D., and McKee, C. F. (2010). The Dark Molecular Gas. *ApJ*, 716 :1191–1207. (Cité page 7.)
- Wouterloot, J. G. A., Habing, H. J., and Herman, J. (1980). A new main line OH maser with a probable Zeeman pattern. *A&A*, 81 :L11–L12. (Cité page 31.)
- Wouterloot, J. G. A. and Walmsley, C. M. (1986). H₂O masers associated with IRAS sources in regions of star formation. *A&A*, 168 :237–247. (Cité pages 27 et 32.)

- Young, K. E., Lee, J.-E., Evans, Neal J., I., Goldsmith, P. F., and Doty, S. D. (2004). Probing Pre-Protostellar Cores with Formaldehyde. *ApJ*, 614 :252–266. (Cité page 16.)
- Yu, Z.-Y., Nagahama, T., and Fukui, Y. (1996). The New Observation of C 18O(J=1–0) Molecular Emission in the Cepheus OB₃ Molecular Cloud. *ApJ*, 471 :867. (Cité page 32.)
- Zinnecker, H. and Yorke, H. W. (2007). Toward Understanding Massive Star Formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45 :481–563. (Cité page 21.)