



HAL
open science

Contraindre l'inventaire moléculaire et la cinématique du gaz s'effondrant sur un disque protoplanétaire naissant dans le système L1527

Hugo T'Kindt

► **To cite this version:**

Hugo T'Kindt. Contraindre l'inventaire moléculaire et la cinématique du gaz s'effondrant sur un disque protoplanétaire naissant dans le système L1527. Astrophysique stellaire et solaire [astro-ph.SR]. 2024. dumas-04738730

HAL Id: dumas-04738730

<https://dumas.ccsd.cnrs.fr/dumas-04738730v1>

Submitted on 15 Oct 2024

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.



STAGE MASTER 2

Contraindre l'inventaire moléculaire et la cinématique du gaz s'effondrant sur un disque protoplanétaire naissant dans le système L1527

Hugo T'KINDT

Février - Juillet 2024

Encadrants : Sébastien MARET (équipe Odyssey)
et Romane LE GAL (équipe Spectre)

Remerciements

Je tiens sincèrement à remercier Romane et Sébastien pour leur encadrement durant ce stage, et pour avoir accepté de me prendre en thèse. J'ai très hâte de continuer à travailler avec vous pendant 3 ans sur un sujet qui s'annonce passionnant. Merci également aux équipes SPECTRE et ODYSSEY, ainsi qu'aux opérateurs et AOD présents lors de mes sessions d'observations au 30m de l'IRAM, pour leurs conseils et leur aide. Merci enfin à mes camarades stagiaires de l'IPAG, et tout particulièrement à ceux de la salle 66, qui ont su mettre une bonne ambiance durant les journées de stage. Hâte de revoir certains d'entre vous en octobre !

Table des matières

Résumé	1
1 Introduction	2
1.1 Formation stellaire et proto-étoiles	2
1.2 Chimie dans les classes 0 et I	3
1.3 Principes de la radioastronomie	4
1.4 L1527 : une proto-étoile de classe 0/I	5
1.5 Projet d'observation : NOEMA et 30m	7
2 Observations et réduction des données	8
2.1 Le <i>single-dish</i> de 30m de l'IRAM	8
2.2 Déroulé typique d'une session d'observation	10
2.3 Sessions d'observations	11
2.3.1 Objectif des observations	11
2.3.2 Première session	11
2.3.3 Entre les sessions	14
2.3.4 Seconde session	14
2.4 Réduction des données	16
2.4.1 Procédure générale	16
2.4.2 Données contaminées	17
2.4.3 Ajout des données des deux sessions	18
3 Résultats et analyse	20
3.1 Identification des raies	20
3.2 Cartes d'intensité intégrée	21
3.3 Cartes de vitesse	25
3.4 Diagrammes rotationnels	25
3.5 Abondances	29
4 Conclusion et perspectives	31
Bibliographie	32
A Annexes	33
A.1 Fenêtre atmosphérique	33
A.2 Valeurs prises pour le calcul du temps d'observation	34
A.3 Spectre L1527 non réduit	35
A.4 Tableau des transitions détectées dans L1527	36
A.5 Spectres de L1527 à différentes positions	41
A.6 Cartes de moment 0	43
A.7 Cartes de moment 1	46
A.8 Diagrammes rotationnels	47
A.9 Valeurs et histogramme des densités de colonnes	51

Résumé :

Mon stage s'inscrit dans un projet d'observation, mené par Sébastien MARET et Romane LE GAL, dont le but est de caractériser les grandes échelles (enveloppe, jets et cavités) d'une proto-étoile de Classe 0 nommée L1527. Pour ce faire, et afin de sonder l'ensemble de la source en détails, la combinaison de données du radio-interféromètre NOEMA et du télescope de 30m de l'IRAM est nécessaire.

Ces observations visent à caractériser les grandes échelles de cette source, à savoir : son enveloppe proto-stellaire, ses flots moléculaires, ainsi que les cavités creusées par ces derniers. Cette caractérisation passe par l'identification du contenu moléculaire de L1527, ainsi que ses variations selon les régions de la source regardées. Le but est ensuite de voir comment ce contenu chimique va influencer, via l'effondrement de l'enveloppe, la composition et l'évolution du disque proto-planétaire autour de L1527.

Dans le cadre de ce programme d'observation, j'ai pu aller effectuer, à deux reprises, des observations au télescope de 30m de l'IRAM. Cela m'a permis d'acquérir suffisamment de données pour, une fois le processus de réduction terminé, identifier 71 molécules différentes, dont 36 sont des isotopologues d'autres molécules. Parmi ces espèces se trouvent 18 espèces carbonées, 20 oxygénées, 21 azotées et 12 sulfurées. Ces premiers résultats démontrent déjà la complexité chimique de L1527. Cette première identification aura aussi permis de distinguer des variations dans le contenu moléculaire en fonction de la région étudiée dans L1527. J'ai étudié ces variations plus en détails en construisant des cartes d'intensités intégrées et des diagrammes rotationnels. Notamment, j'ai effectué des cartes d'intensités intégrées pour une dizaine de transitions moléculaires, ce qui m'a permis de voir comment se répartissaient les émissions des différentes molécules, et d'avoir une idée de la morphologie de la source.

L'utilisation des diagrammes rotationnels m'a permis d'estimer la température de la source, et de dériver les densités de colonne de plusieurs molécules d'intérêt. Ces densités de colonnes m'ont ensuite permis de calculer les abondances de ces molécules. Ainsi, en calculant les abondances d'une dizaine de molécules à deux positions différentes de L1527 (la région centrale contenant la proto-étoile et son disque, ainsi qu'une des cavités), j'ai pu mettre en avant une variation de contenu moléculaire dans différentes régions de la source. Ce résultat suggère que la composition du gaz varie au cours de son accrétion depuis l'enveloppe sur le disque en formation. Il est donc probable que la composition du disque soit altérée par l'apport de gaz de l'enveloppe.

Ce résultat n'étant que préliminaire, il sera à approfondir durant ma thèse. Thèse qui sera aussi consacrée à la réduction des données NOEMA et leur fusion avec celles que j'ai prises au 30m de l'IRAM. Cette combinaison des observations permettra de sonder l'ensemble de L1527 avec une résolution angulaire suffisante pour séparer les différentes composantes (enveloppe, cavités, etc). Cela permettra notamment d'affiner l'étude de l'évolution du contenu chimique en fonction de la position. Un ajout de l'étude de la cinétique de l'enveloppe, ainsi que des comparaisons à des simulations numériques (de formation de disques et de courants d'accrétion) sont aussi envisagées durant la thèse.

Enfin, une mise en contexte des résultats obtenus sur L1527 via la collaboration internationale COMPASS, qui a observé 11 proto-étoiles de classes 0 et I, est prévue.

1 Introduction

1.1 Formation stellaire et proto-étoiles

La formation stellaire et, par conséquent, les premiers stades de vie d'une étoile ont lieu dans des régions denses ($n > 10^2 \text{cm}^{-3}$) et froides ($T < 20\text{-}30 \text{K}$) appelées nuages moléculaires. Ces régions sont suffisamment denses pour protéger leur intérieur des radiations, ce qui a pour conséquence de laisser la majorité du contenu de ces nuages sous forme moléculaire (CH, H₂CO, CO, etc).

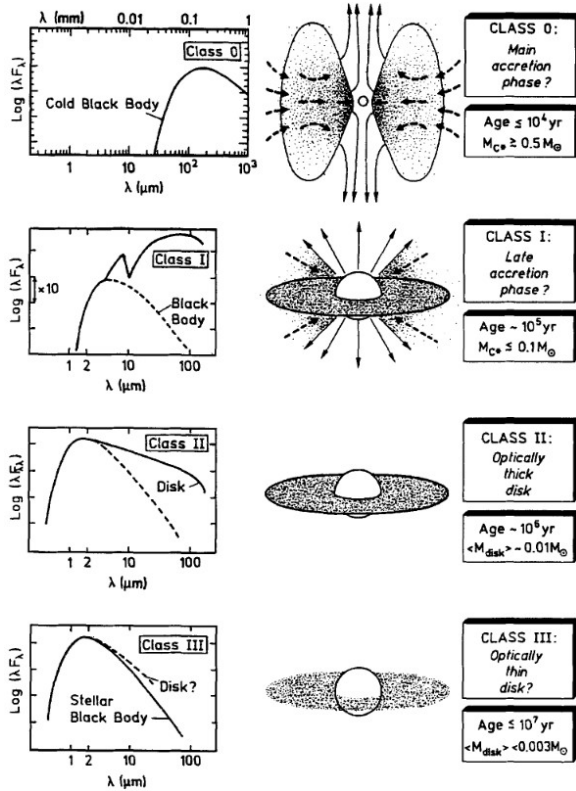


Figure 1: Représentation schématique, issue de [Palla \(1996\)](#), des différents stades de formations et d'évolution d'une proto-étoile (sur la droite). Ainsi que les SED associées (sur la gauche).

Parmi ces régions du milieu interstellaire, on peut trouver des zones ayant une densité 10^4 fois plus élevée que celle du nuage hôte, et légèrement plus froides ($T \sim 10 \text{K}$) que ce dernier ([Öberg & Bergin 2021](#)) : ce sont les coeurs denses. Certains d'entre eux sont instables et commencent à s'effondrer sur eux-mêmes. Ils vont alors devenir de plus en plus optiquement épais, et commencer à se réchauffer jusqu'à former une proto-étoile.

À partir de cet instant, la proto-étoile entre dans ce qui a été catégorisé, par [Andre et al. \(1999\)](#), comme une Classe 0. Durant cette phase, d'une durée approximative de 10 000 ans, la proto-étoile va accréter une grande quantité de matière environnante (et que l'on appelle l'enveloppe proto-stellaire). Cela va amener à la contraction ainsi qu'au réchauffement de la proto-étoile. En parallèle, et par conservation du moment angulaire, la matière accrétee de l'enveloppe va adopter une forme de disque autour de la proto-étoile. Une partie de ce moment angulaire sera aussi enlevée via des éjections de matière (sous forme moléculaire) en provenance de la proto-étoile et de son disque : c'est ce qu'on appelle les flots moléculaires. Certaines parties de ces flots sont plus collimatées et rapides, et généralement émises depuis les régions du disque les plus proches de la proto-étoile : ce sont les jets.

À force d'accréter de la matière, les masses de la proto-étoile et du disque vont finir par dépasser celle de son enveloppe. Ce critère est généralement utilisé pour définir le passage de la Classe 0 à la Classe I ([Öberg & Bergin 2021](#)). La source étudiée durant mon stage, L1527, se trouve entre la Classe 0 et la Classe I. Ces caractéristiques seront expliquées plus en détails dans la section 1.4. Les Classes I vont continuer d'accréter la matière de leur enveloppe pendant environ 1 million d'années.

À la fin de cette période d'accrétion, l'enveloppe aura disparu et laissé place à une source dite de Classe II, entourée d'un disque de gaz et de poussières. Une source de Classe II se caractérise par une température assez élevée (10^6K) pour enclencher le processus de fusion du deutérium ([Öberg](#)

& Bergin 2021), changeant ainsi son nom de "proto-étoile" à "étoile de la pré-séquence principale". La durée de vie d'une Classe II s'étend de 1 à 10 millions d'années. Durant cette période, des vents stellaires vont venir évaporer le gaz, tandis que les poussières vont s'agréger de plus en plus. La Classe III vient dans la continuité de la Classe II. Les poussières du disque vont continuer de s'agréger pendant des millions d'années, agrandissant les planétésimaux déjà présents dans la Classe II, et menant à la disparition progressive du disque.

Observationnellement, ces différents stades d'évolutions peuvent être identifiés à partir de la distribution spectrale en énergie (SED). La figure 1, issue de l'article de Palla (1996), illustre de façon schématique, non seulement les différentes classes évoquées ci-dessus, mais aussi la SED associée.

1.2 Chimie dans les classes 0 et I

Les proto-étoiles de Classe 0 et 1 sont composées majoritairement de gaz et de poussière, et ont un grand nombre de réactions chimiques possibles. Les processus les plus importants sont listés ci-dessous, mais une liste plus exhaustive et détaillée peut-être trouvée dans Öberg & Bergin (2021).

Dans cette section, les molécules seront désignées par des lettres majuscules (A, B, C, etc).

A une grande distance du centre de l'enveloppe (~ 3000 au), les conditions physiques sont très similaires à celles d'un nuage moléculaire. La chimie y sera donc proche de celle que l'on y trouve. Les principales réactions qui y ont lieu sont :

- La photo-dissociation : $AB + h\nu \longrightarrow A + B$. C'est une réaction destructrice qui se produit majoritairement sur les couches externes du nuage, lorsque les molécules ne sont pas protégées contre les photons ultra-violets. Ces derniers viennent alors détruire les liaisons moléculaires.
- L'ionisation : Sur les couches les plus externes, il peut s'agir de photo-ionisation ($A + h\nu \longrightarrow A^+ + e^-$). Très rapidement, la densité devient suffisante pour bloquer la majorité des photons. Seuls les rayons cosmiques (CR) peuvent pénétrer le nuage et y ioniser les espèces chimiques ($A + CR \longrightarrow A^+ + e^-$). En pratique, ce sont surtout des molécules de H_2 qui sont ionisées de cette façon.
- Réactions collisionnelles : Elles regroupent toutes les réactions produites par la collision de deux espèces (qu'il s'agisse de réactions neutre-neutre ou neutre-ion). On y trouve notamment le transfert de charge ($A^+ + B \longrightarrow A + B^+$) et l'association radiative ($A + B \longrightarrow AB + h\nu$).

A mesure que l'on se rapproche du centre de l'enveloppe (entre ~ 100 et 3000 AU), que la densité augmente et que la température diminue, les conditions se rapprochent de celles de coeurs pré-stellaires. En plus de l'ionisation par les rayons cosmiques évoquée ci-dessus, on trouve les réactions suivantes :

- La déplétion : Lorsque la température devient plus faible que celle de sublimation d'une espèce (par exemple $30K$ pour le CO et $\approx 100K$ pour le H_2O), et la densité suffisamment importante, les molécules vont s'agréger sur la poussière, formant ainsi un manteau de glace. La condensation des molécules à la surface des grains implique qu'elles ne se trouvent plus présentes en phase gazeuse, d'où le nom de déplétion.

- La désorption : Phénomène inverse de la déplétion, il se produit lorsque des molécules piégées sur les grains sont libérées en phase gazeuse. Cela peut être dû à une désorption thermique, à des chocs, aux photons (photo-désorption), aux CR ou à des réactions exothermiques à la surface des grains.
- La deutération : Il a été observé que, dans les environnements froids de nuages moléculaires et coeurs pré-stellaires, le rapport d'abondance entre une espèce et sa version deutérée est plus important que la valeur élémentaire du rapport D/H (qui est autour de 10^{-5}). Le réservoir principal de deutérium est généralement HD (forme deutérée de H_2). Il va ensuite réagir avec H_3^+ afin de former H_2D^+ , D_2H^+ et D_3^+ . Eux-mêmes vont réagir avec d'autres espèces afin de créer leurs versions deutérées (par exemple $CO + H_2D^+ \rightarrow DCO^+ + H_2$).

Un autre type de région qui pourrait se mêler à la zone de déplétion est la région dite "Warm Carbon Chain Chemistry" (WCCC). Lorsque la température dépasse les 25K, le CH_4 peut se sublimer et donc se libérer des grains. Cela va enrichir le gaz en carbone et permettre des réactions avec le C^+ déjà présent en phase gazeuse afin de produire des chaînes carbonées. Si l'abondance du méthane est suffisamment grande ($\geq 10^{-7}$ par rapport à H_2), alors le C^+ réagira préférentiellement avec le méthane (au lieu d'avec le OH). Cela mènera à une abondance de chaînes carbonées plus importante que la valeur habituelle (Sakai & Yamamoto 2011).

Lorsque l'on se trouve à moins de 100 AU de la proto-étoile, et que la température des grains dépasse la centaine de Kelvin, la glace formée sur les grains se sublime (Caselli & Ceccarelli 2012). Cela a pour conséquence d'injecter, dans la phase gazeuse, toutes les molécules jusqu'alors coincées dans la glace. On y trouve, entre autres, de la vapeur d'eau, du formaldéhyde (H_2CO) et du méthanol (CH_3OH).

Afin de pouvoir étudier toute cette chimie, une des méthodes consiste à observer les transitions rotationnelles des molécules. Ces dernières tombent, pour un grand nombre, dans des longueurs d'ondes du domaine de la radioastronomie millimétrique, dont les principes sont expliqués dans le paragraphe suivant.

1.3 Principes de la radioastronomie

La radioastronomie, comme son nom l'indique, est l'observation du ciel via les ondes radio. Ces dernières s'étendent sur une très grande plage, allant de 0.2mm à 30m. Le domaine d'intérêt pour mon stage se trouve autour des longueurs d'ondes millimétriques. Cela a d'ailleurs été le cas dans le cadre de mon stage, où j'ai observé des longueurs d'ondes allant de ~ 3 mm (110 GHz) à ~ 4 mm (70 GHz).

L'atmosphère terrestre étant transparente à certaines bandes de fréquences dans le millimétrique (voir la figure en annexe A.1 pour plus de détails), les observations peuvent se faire directement depuis la Terre, via des radiotélescopes.

Ces instruments sont généralement composés d'une antenne parabolique comprenant deux miroirs : le primaire recueille le rayonnement et le renvoie vers le secondaire qui le concentre et le redirige vers les récepteurs. Ce type de télescope, possédant une seule antenne, sont appelés les *single-dish*.

Lors de mon stage, j'ai pu utiliser le radiotélescope de 30m de l'IRAM. Je reviendrais plus en détails sur le fonctionnement de cet instrument dans la section 2.1.

La notion de résolution angulaire θ est essentielle en radioastronomie. Il s'agit de la plus petite taille angulaire distinguable par le télescope. Elle est déterminée par la longueur d'onde λ observée, et le diamètre D du télescope, selon la formule de la limite de diffraction:

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$

Ainsi, pour une longueur d'onde donnée, plus le diamètre du télescope est grand, plus la résolution angulaire est importante, permettant au télescope de distinguer des détails plus fins.

Les flux mesurés en radioastronomie sont généralement très faibles. Afin de faciliter la lecture et la compréhension des données, deux unités ont été définies :

Le Jansky : Définit comme $10^{-26} W \cdot m^{-2} \cdot Hz^{-1}$. Il s'agit directement d'une unité de flux, adaptée d'un facteur permettant la lisibilité des données.

Les Températures : Contrairement au Jansky, elles ne sont pas des unités de flux en elles-mêmes, mais ont été définies pour des raisons techniques (calibration et comparaison aux bruits des récepteurs).

Le signal de sortie d'un radio télescope est donnée via la température d'antenne T_A . Cette dernière est ensuite corrigée d'un facteur de pertes (nommé *forward efficiency*, ou F_{eff}) afin de donner la température d'antenne corrigée $T_A^* = \frac{T_A}{F_{eff}}$. T_A^* mesure la puissance reçue sur les 2π stéradians devant l'antenne.

Cette température d'antenne est ensuite convertie afin de correspondre à la température du faisceau (ou *beam*) primaire du télescope. Cette opération permet de corriger les pertes causées par l'efficacité inférieure à 1 du beam primaire. On obtient alors $T_{mb} = \frac{T_A^*}{B_{eff}}$.

L'unité la plus utilisée en radioastronomie (et qui le sera durant tout le reste de ce rapport) est la température du beam primaire, car elle peut-être reliée facilement à la température de brillance T_B de la source via :

$$T_{mb} = f T_B$$

Avec $f = \frac{\theta_s^2}{\theta_s^2 + \theta_{mb}^2}$ est le facteur de dilution du beam, θ_s est la taille angulaire de la source, et θ_{mb} la taille du beam primaire.

1.4 L1527 : une proto-étoile de classe 0/I

L1527 est une jeune proto-étoile considérée comme à la limite entre une Classe 0 et une Classe 1 (Andre et al. 1999). Elle se situe à 130 parsecs de la Terre, dans le complexe moléculaire du Taureau. Ce nuage moléculaire est bien connu pour être une importante région de formation stellaire. La vitesse systémique de L1527 est communément estimée à 5.9 km/s dans la littérature (Caselli et al. 2002; Gaudel et al. 2020; Tobin et al. 2011).

Les structures physiques de L1527 et de son environnement sont assez complexes.

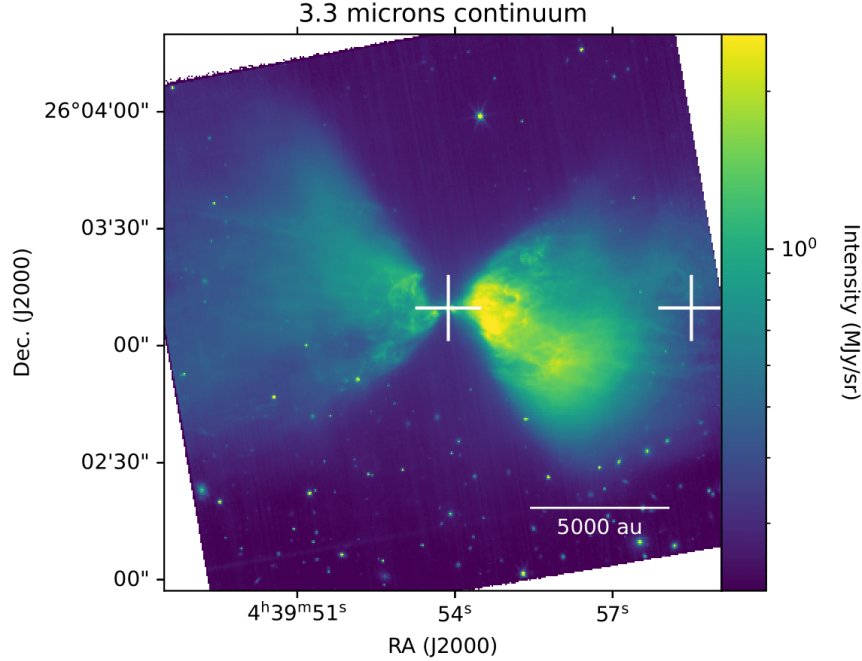


Figure 2: Image de l'émission du continu à $3.3\mu\text{m}$ dans L1527, prise par l'instrument NIRCcam du JWST. La croix blanche centrale se trouve à la position de la proto-étoile. Avec celle se trouvant dans la cavité sur la droite, elles indiquent deux des positions les plus étudiées durant mon stage.

Paramètre	Valeur
R.A. (J2000)	04h39m53.875s
DEC (J200)	+26°03'09.66
L_{\star}	$0.9 L_{\odot}$
M_{\star}	$0.3\text{-}0.5 M_{\odot}$
$M_{env.}$	$1.2 M_{\odot}$
M_{disque}	$0.007 M_{\odot}$
$M_{env.}/M_{disque}$	171.4
$R_{env.}$	$\sim 17000 \text{ AU}$
R_{disque}	$\sim 180 \text{ AU}$
V_{LSR}	5.9 km/s
Distance	$\sim 130 \text{ pc}$

Table 1: Caractéristiques de L1527. Les coordonnées, masse et rayon de l'enveloppe proviennent de Gaudel et al. (2020). La masse et la taille du disque proviennent de Tobin et al. (2013).

James Webb, JWST) à $3.3\mu\text{m}$ révèlent d'importantes cavités dans ces flots (Fig. 2).

La proto-étoile est entourée par un disque de gaz et de poussière, dont le diamètre est observé autour de 180 AU, et dont la masse est estimée à $0.007M_{\odot}$ (Tobin et al. 2013). La rotation du disque ayant été détectée comme képlérienne, la masse de la proto-étoile a pu être estimée à $0.19M_{\odot}$ par Tobin et al. (2013), et $0.45 M_{\odot}$ par Aso et al. (2017).

Au niveau le plus éloigné de la proto-étoile se trouve une enveloppe s'étendant jusqu'à environ 17000 au, et dont la masse est estimée à 1.2 masse solaire (M_{\odot}) (Gaudel et al. 2020). Des observations interférométriques du C^{18}O effectuées par Ohashi et al. (1997), semblent indiquer un mouvement d'effondrement de l'enveloppe. Des profils asymétriques observés par Sakai et al. (2008) pour les émissions de H_2CO et de $c - \text{C}_3\text{H}_2$ vont aussi dans ce sens. Grâce aux taux d'accrétions sur la proto-étoile centrale, Sakai et al. (2008) ont pu estimer l'âge dynamique de l'enveloppe à 10^5 ans.

Des flots moléculaires bipolaires sont aussi observés. Ces derniers étant presque dans le plan du ciel, cela implique que le disque entourant la proto-étoile est observé par la tranche (*edge on*) (Sakai et al. 2008). Leur âge est estimé à $2.0 \cdot 10^4$ ans, ce qui est comparable à l'âge de l'enveloppe. Des observations effectuées par NIRCcam (la caméra infrarouge du télescope spatial

En conséquence de sa structure physique complexe, L1527 exhibe aussi une structure chimique complexe. En effet, dans les parties les plus denses de la source on détecte la présence de molécules organiques complexes (COMs), typique de la chimie des hot corinos (Sakai et al. 2008). Un hot corino est une région dense ($n > 10^7 \text{ cm}^{-3}$), chaude ($T > 100 \text{ K}$) et compacte ($n < 100 \text{ au}$) et enrichie en COMs. Les COMs sont, quant à elles, définies comme des molécules de 6 atomes ou plus, dont au moins un est un atome de carbone.

Une abondance de chaînes carbonées (C_5H , HC_5N , HC_7N , etc) bien plus grande que dans d'autres sources du même type y a aussi été détectée. L1527 est ainsi devenue une source typique de la chimie des chaînes carbonées (*Warm Carbon Chains Chemistry* ou WCCC). L'hypothèse avancée par Sakai et al. (2008) serait que le coeur pré-stellaire de L1527 se serait effondré plus rapidement que celui des autres sources du même type.

Les cavités des flots étant plus exposées aux photons UV que le reste de la source, on s'attend à observer une chimie proche de celle des régions de photo-dissociation (PDR). A savoir des régions du milieu interstellaire (MIS) où l'hydrogène est majoritairement neutre, et où la chimie est dominée par des photons ultra-violettes lointains (FUV).

1.5 Projet d'observation : NOEMA et 30m

Mon stage s'inclut dans le cadre d'un projet d'observation de L1527, dont Sébastien MARET et Romane LE GAL sont les deux Principaux Investigateurs, avec le radio-interféromètre NOEMA, et le *single-dish* de 30m de l'IRAM. Les observations NOEMA ont été menées avant le début du stage, mais j'ai pu effectuer celles au 30m (plus de détails sont donnés dans la section 2.3).

L'objectif du projet, et donc en partie de mon stage, est de mieux comprendre les propriétés de l'enveloppe. Le but est aussi de comprendre comment l'apport de gaz, entraîné par l'effondrement de l'enveloppe sur le disque, va modifier la composition chimique de ce dernier. En effet, les caractéristiques physiques et chimiques du disque sont maintenant bien connues, jusqu'à des échelles allant à quelques dizaines d'au. Les plus grandes échelles (donc l'enveloppe et les flots) sont cependant bien moins connues.

Le but est donc d'utiliser NOEMA afin de couvrir toute la bande atmosphérique à 3mm, avec une résolution spatiale de 3 arcsec (ce qui correspond à 400 au pour une distance de la source de 130 pc). De par sa nature d'interféromètre, NOEMA ne peut pas sonder les émissions plus grandes que 20 arcsec (i.e. environ 2700 au à 130 pc). Ne pas pouvoir sonder ce type d'émission résulterait aussi en une perte de flux total observé. Pour compenser cela, le télescope de 30m de l'IRAM sera aussi utilisé en tant que *short-spacing*. Les données prises avec le 30m de l'IRAM seront fusionnées avec celles prises par NOEMA afin de pouvoir sonder toutes les régions de L1527 et d'avoir accès au flux total.

Ce projet est en grande partie motivée par les observations NIRCcam du continu de L1527 (Fig 2).

Une fois les données acquises, le projet a pour but de faire l'inventaire moléculaire de la source (que cela soit à quelques positions précises, ou sur l'ensemble de la source) ainsi que de construire des cartes d'émissions et de vitesses. En plus de tout cela, contraindre la densité de colonne ainsi que l'abondance d'un grand nombre d'espèces est un des points centraux du projet.

J'ai eu, durant mon stage, l'occasion de travailler sur certaines parties de ce projet : l'observation et la réduction de données 30m (Sec. 2.3 et 2.4) ; l'identification de molécules détectées (Sec. 3.1) ; la création de cartes d'intensité intégrées pour quelques espèces (Sec. 3.2) ; ainsi que la détermination de la densité de colonne pour quelques espèces en deux positions, indiquées par les croix blanches sur la figure 2, caractérisant deux régions différentes : la proto-étoile et son disque pour la croix centrale (Tobin et al. 2013), et une cavité pour la croix de droite (Sec. 3.4).

2 Observations et réduction des données

2.1 Le *single-dish* de 30m de l'IRAM

L'ensemble des observations effectuées dans le cadre de mon stage ont eu lieu au radiotélescope *single-dish* de 30m de l'IRAM. Situé à 2850m d'altitude, au Pico Veleta dans la Sierra Nevada en Espagne, il est l'un des radiotélescopes millimétrique les plus grands et les plus sensibles. Il est constitué d'une antenne parabolique de 30m de diamètre, lui conférant une surface collectrice de près de 700m² (Fig. 3).



Figure 3: Photo du télescope de 30m de l'IRAM prise durant la première session d'observation de mon stage

(LO), *Lower Inner* (LI), *Upper Inner* (UI) et *Upper Outer* (UO). EMIR est aussi capable d'observer et de conserver deux polarisations linéaires, orthogonales.

Le télescope possède plusieurs récepteurs différents, dont EMIR (*Eight Mixer Receiver*) et NIKA-2 sont les plus importants. Etant donné que toutes les observations que j'ai pu effectuer durant mon stage ont été prises avec EMIR, je me concentrerai sur leur fonctionnement et laisserai NIKA-2 de côté.

EMIR est un ensemble de récepteurs hétérodynes offrant quatre bandes de fréquences : E090 entre 72.68 et 117 GHz (i.e entre 4.1 et 2.6 mm) ; E150 entre 125 et 184 GHz (i.e. entre 2.4 et 1.6 mm) ; E230 entre 202 et 274 GHz (i.e. entre 1.5 et 1.1 mm) ; E330 entre 277 et 250 GHz (i.e. entre 1.1 et 0.9 mm) (Kramer & Portal 2023). Pour chacune des bandes, le récepteur permet d'observer, en même temps, deux sous-bandes de 8 GHz chacune. Ces dernières, situées de part et d'autre de la fréquence de tuning du récepteur, sont séparées de 8 GHz. L'existence de ces deux bandes, nommées *Lower Side Bande (LSB)* et *Upper Side Band (USB)*, est une caractéristique de la réception hétérodyne. Les LSB et USB sont elles-mêmes découpées en deux sous-bandes. Allant de celle couvrant les plus basses fréquences de la bande, à celle couvrant les plus hautes, nous avons : *Lower Outer*

Le *single-dish* de l'IRAM possède aussi plusieurs *backends* qui peuvent être connectés à EMIR : *Fast Fourier Transform Spectrometers* (FTS), *Versatile Spectrometric and Polarimetric Array* (VESPA), WILMA, ainsi que des *backends* capables d'observer le continuum (Kramer & Portal 2023). Ceux utilisés durant mon stage, et dont les données ont été analysées, sont les FTS. WILMA et VESPA étaient aussi connectés à EMIR durant les sessions d'observations, mais ils ne servaient que d'assurance au cas où les FTS auraient eu un problème. Étant donné que cela n'a pas été le cas, seuls les FTS aurons servis dans le cadre de ce stage. Le choix des FTS vient du fait que ce sont les seuls *backends* présents au télescope capable, à la fois, de couvrir une bande aussi large et d'avoir une résolution spectrale de 200 kHz, nécessaire pour la fusion de ces données avec celles

venant de NOEMA. WILMA est capable de couvrir une importante bande spectrale, mais à une résolution de l'ordre du MHz, et n'aurait donc pu résoudre aucune des transitions rotationnelles de L1527. VESPA, à l'inverse, peut avoir une résolution aussi fine que 3.3 kHz selon les cas, mais ne couvre, au maximum que 640 MHz de bande spectrale (et n'aurait donc pas pu être utilisé pour observer 40 GHz).

Les backends FTS sont capables de travailler à plusieurs résolutions spectrales différentes (200 kHz pour les FTS200 et 50 kHz pour les FTS50). Dans le cadre du projet d'observation et de mon stage, la résolution spectrale adoptée était de 200 kHz (comme indiqué ci-dessus). A cette résolution, les FTS sont capables de fournir une largeur de bande de 32 GHz sans interruption ni coupure dans le spectre.

Le 30m de l'IRAM possède aussi plusieurs modes d'observations différents : *Frequency Switching* (FSW), *Position Switching* (PSW), *Wobbler switching* (WSW) (Kramer & Portal 2023).

- Le premier mode (FSW) consiste à observer une position du ciel en alternant entre deux configurations en fréquence très proche. L'une servant de référence afin de pouvoir soustraire l'émission du ciel à la seconde. Ce mode d'observation n'aura pas été utilisé lors de l'observation de la source en elle-même, mais dans les observations des positions de références (dites positions OFF).
- Le deuxième mode (PSW) consiste à bouger le miroir primaire afin de le faire alterner entre la source observée (position ON), et une position de référence proche dans le ciel (position OFF). C'est ce mode qui a été utilisé durant les observations, avec une stratégie dite *On-The-Fly* (OTF).

Cette technique d'observation consiste à balayer, à vitesse constante, une région du ciel autour du ON. L'acquisition des données se fait, elle aussi, à un rythme constant. Le balayage peut se faire verticalement ou horizontalement. Afin d'améliorer la couverture de la zone observée, j'ai alterné, durant mon stage, les balayages verticaux et horizontaux.

Le OFF sert de référence afin de soustraire l'émission du ciel aux observations (c'est ce qu'on appelle la calibration). La sélection d'une bonne position OFF se fait via deux critères : il faut qu'elle soit dépourvue de raies d'intérêt, et qu'elle soit le plus proche possible de la source observée. Le OFF doit être observé toutes les minutes. Faire une carte prenant généralement entre 5 et 10 minutes selon sa taille, il est donc nécessaire d'aller observer plusieurs fois la position de référence lors de la cartographie de l'objet étudié.

Pour ce faire, chaque carte est divisée en *subscan*. Il s'agit du balayage d'une ligne. Il est alors possible de donner au télescope l'instruction d'aller observer le OFF au bout d'un nombre déterminé de subscans. Il faut cependant faire attention à l'endroit où se trouve le télescope lorsqu'il va commencer à se diriger vers le OFF. S'il se trouve à l'extrémité opposée de la carte à ce moment-là, on va alors perdre du temps d'observation car il mettra plus de temps à s'y rendre et à revenir à sa position d'origine.

Il faut aussi prendre en compte qu'une calibration sur la source doit être effectuée toutes les 10 minutes. Il ne faut donc pas que la durée nécessaire pour faire une carte excède ces 10 minutes. Faute de quoi les données acquises vers la fin de l'observation risqueraient d'être de mauvaise qualité.

- Le dernier mode d'observations (WSW) n'ayant pas été utilisé dans le cadre de mon stage, il ne sera pas détaillé dans ce rapport. Plus de détails le concernant peuvent être trouvés dans Kramer & Portal (2023).

2.2 Déroulé typique d'une session d'observation

Ayant eu la chance de pouvoir aller effectuer, à deux reprises, les observations au 30m durant mon stage, j'ai eu l'occasion de me familiariser avec les observations en radioastronomie ainsi qu'avec le déroulé typique d'une session d'observation.

La première étape consiste à la préparation, en amont de la période d'observation, de scripts d'observation. Ce sont eux qui vont dire au télescope quels récepteurs utiliser (EMIR dans le cadre de mon stage), quels backends connecter à ces récepteurs (FTS, VESPA et WILMA ici), ainsi que les informations relatives à la région du ciel à observer. Cela inclut la position de référence, les offset délimitant la région observée, le mode de balayage (vertical ou horizontal), ainsi que la position de référence choisie et l'espacement temporel entre deux calibrations sur ce OFF.

Une fois tous ces scripts mis en place, il faut définir une stratégie d'observation. À savoir comment organiser les observations sur place en fonction des créneaux d'observations attribués par l'IRAM. Cela veut dire prendre en compte toutes les étapes de calibration (et qui seront détaillées dans le paragraphe suivant) ainsi que la répartition des heures d'observation entre les différents setups en fonction des objectifs fixés.

Une fois ces préparations terminées, et lorsque la session d'observation a commencé, il y a plusieurs étapes clé à suivre :

- La première consiste à sélectionner les récepteurs et les backends voulus, et à faire une calibration sur une source brillante et connue, afin de s'assurer du bon fonctionnement des instruments. Cette opération est généralement effectuée en grande partie par un opérateur sur place.
- Le deuxième étape va consister à ajuster le pointage et le focus de l'antenne. Ces deux étapes sont nécessaires afin de s'assurer que le télescope pointe bien la position indiquée, et renvoie bien le signal reçu vers les récepteurs. Pour ce faire, une source brillante est utilisée. Il s'agit généralement d'un quasar brillant ou d'une planète. La source de calibration doit être proche, dans le ciel, de celle observée afin d'éviter que le déplacement de l'antenne ne puisse trop affecter le pointage. Le manque de bons calibrateurs peut ainsi être un des problèmes rencontrés lors d'une session d'observation.
Ces deux observations doivent être effectuées toutes les heures, ainsi qu'au lever et au coucher du Soleil, afin de s'assurer qu'il n'y a pas eu de changements dans leurs valeurs. Ces changements peuvent notamment être provoqués par des variations de températures. D'où la nécessité d'effectuer un pointage et un focus aux levers/couchers du Soleil.
- La troisième étape est celle où l'observateur va lancer les scripts d'observation pendant environ une heure, avant de retourner à la deuxième étape. C'est durant cette phase que les données voulues sont acquises.

Une session d'observations peut-être interrompue (provisoirement ou définitivement) à cause des conditions météorologiques.

Si le vent est trop fort, il va faire bouger légèrement l'antenne. Cela peut risquer, en plus de détériorer la qualité des observations, d'abîmer l'antenne. Dans ces cas-là, la seule chose à faire est d'interrompre les observations, de mettre l'antenne dos au vent, et d'attendre qu'il se calme avant de reprendre.

La présence de neige, de nuages, ou de toute forme d'humidité peut aussi mener à l'interruption des observations. Les observations ayant lieu dans le domaine des ondes radio, les récepteurs vont être très sensibles à la présence de vapeur d'eau dans l'atmosphère.

2.3 Sessions d’observations

2.3.1 Objectif des observations

Les observations avaient pour but de couvrir toute la plage de fréquence allant de 71.34 GHz à 111.30 GHz grâce à trois setups en fréquence différents. Chacun couvrait une bande de 16 GHz. Le détail des fréquences couvertes dans chaque sous-bande se trouve dans le tableau 2.

	LO ^(a) (GHz)	LI ^(a) (GHz)	UI ^(a) (GHz)	UO ^(a) (GHz)	ON-OFF ^(b)	Positions OFF ^(c)
Setup 1	71.34 - 75.4	75.4 - 79.44	87.35 - 91.4	91.4 - 95.44	ROOOOOO	2
Setup 2	79.3 - 83.35	83.35 - 87.4	95.3 - 99.35	99.35 - 103.4	ROOOOO	5
Setup 3	87.2 - 91.25	91.25 - 95.3	103.2 - 107.25	107.25 - 111.3	ROOOOO	2 ; 5

Table 2: *Tableau résumant les informations importantes des observations. (a) Indique les plages de fréquences (en GHz) couvertes par chacune des sous-bandes de chaque setup ; (b) Indique la séquence de position ON et OFF suivie par le télescope lors des observations de ce setup. Une position OFF est indiquée par "R", un subscan sur la position ON est indiquée par "O" ; (c) Indique la position OFF utilisée pour chacun des setups. La position 2 correspond à un offset de 625"x125", tandis que le 5 est situé à 1800"x1800" du centre de carte. Pour le setup 3, la position 2 a été observée uniquement le 1er mars.*

Le bruit (ou rms) fixé comme objectif était de 5.9 mK, avec un temps estimé par Sébastien MARET et Romane LE GAL avant le début du stage à 12h par setup. Le temps qui nous avait été alloué était de 47.5 heures d’observations. Cela prenant en compte les temps nécessaires pour les calibrations, pointages et focus.

Le bruit et le temps nécessaire associés avaient été calculés afin de correspondre au temps observé sur les mêmes bandes de fréquences avec NOEMA. En effet, l’un des objectifs principaux du programme d’observation étant de fusionner des cartes NOEMA et 30m, il faut que le rms obtenu sur les données prises à Grenade soit suffisamment bon pour ne pas dégrader les données NOEMA lors de la fusion des jeux de données.

Le mode d’observation était OTF. Les scripts étaient initialement prévus pour cartographier une région de 140"x140", avec pour position centrale la proto-étoile de L1527. Ces coordonnées sont, en J2000, 04h39m53.875s/+26°03'09.66" (Gaudel et al. 2020). La procédure initiale était d’alterner un balayage (horizontal ou vertical) et une calibration. Quelques changements à ces scripts auront été apportés au cours de la première session d’observations, et seront détaillés en section 2.3.2.

L’objectif des observations était donc de réussir à observer suffisamment longtemps sur les 3 setups afin d’obtenir un assez bon rms pour pouvoir utiliser le 30m de l’IRAM en tant que short-spacing pour NOEMA.

2.3.2 Première session

Les observations étaient initialement prévues pour se dérouler du 28 février au 04 mars, les 47.5 heures étant réparties sur ces 6 jours. Etant donné qu’il s’agissait de ma première session

d’observation, je suis monté au télescope avec Romane LE GAL afin qu’elle puisse me former aux observations en radioastronomie.

Nous avons malheureusement eu de mauvaises conditions météorologiques, nous empêchant totalement d’observer les 28 février, 02 mars et 03 mars, et nous faisant perdre beaucoup de temps le 29 février. Au total, sur les 47.5 heures prévues initialement, nous avons perdu plus de 26 heures.

	Temps observé ^(a) (h)				Bruit ^(b) (mK)			
	LO	LI	UI	UO	LO	LI	UI	UO
Setup 1	2.4	2.4	2.4	2.4	7.36	5.61	5.53	5.22
Setup 2	1.8	1.8	1.8	1.8	6.6	6.18	6.55	7.07
Setup 3	2.9	2.9	2.9	2.9	5.26	4.71	5.21	6.75

Table 3: *Tableau récapitulatif du temps observé et du bruit atteint sur chaque setup à la fin de la première session d’observations. (a) Temps passé à observer la source en elle-même, il ne comprend ni les temps de calibration, ni ceux de pointage et de focus ; (b) Les valeurs de bruit indiquées sont celles obtenues en moyennant le spectre sur toutes les positions.*

Un des problèmes en particulier était lié au télescope en lui-même. En effet, le 30m de l’IRAM avait été en travaux pendant plusieurs mois afin de le mettre à niveau. Il n’avait rouvert qu’une semaine avant notre arrivée. Certains instruments n’étaient pas encore complètement opérationnels. C’était le cas notamment du système des moteurs permettant au télescope de garder un bon pointage, et ce malgré le vent. En temps normal, les erreurs de pointage sont négligeables tant que le vent est en dessous de 10 m/s (Kramer & Portal 2023) et restent faibles en dessous de 18 m/s. Durant cette session d’observation, les moteurs ne pouvaient pas garder un bon pointage pour des vents au-dessus de 10-12 m/s. A plusieurs reprises durant nos observations, nous avons dû nous interrompre car le vent était trop fort.

Malgré cette mauvaise météo, nous avons quand même pu observer une dizaine d’heures (temps de calibration, pointage et focus inclus). Le détail du nombre d’heures observées pour chaque setup se trouve dans le tableau 3.

En discutant avec Romane au début de la semaine sur la stratégie d’observation, nous nous sommes rendu compte qu’un balayage durait un peu moins de 5 minutes (ce qui est plus court que les 10 minutes recommandées entre deux calibrations). Ce qui nous a permis non seulement d’augmenter légèrement la taille de la zone observée (afin de la passer de 140”x140” à 160”x160”), mais aussi de faire un balayage horizontal puis un vertical entre deux calibrations. Ce qui nous permettait de gagner pas mal de temps.

Nous avons donc dû modifier le nombre de subscans entre deux observations de la position de référence, afin que cela nous fasse économiser le plus de temps possible. Il en a résulté les séquences ON-OFF présentées dans le tableau 2. Pour les setups 2 et 3 nous nous sommes rendu compte que, bien que cela soit contre-intuitif, avoir un nombre de subscans impair entre deux OFF nous ferait gagner du temps. Les séquences actuelles se composent d’un OFF tous les 5 subscans. En mettre un 6eme afin de s’assurer que le télescope se trouve toujours du bon côté de la zone observée n’était pas possible, car cela aurait pris plus d’une minute à faire. Ne mettre que 4 subscans, bien que permettant de ne pas perdre de temps sur le trajet vers la position de référence, nous aurait forcé à en faire plus pour une même carte, et donc à perdre du temps. Nous avons donc décidé, avec Romane, de garder cette séquence-là.

Nous avons donc dû adapter les scripts d’observations. Cela m’a permis de me familiariser avec ces derniers. Ils avaient en effet été mis en place avant le début de mon stage, et je n’avais donc pas eu l’occasion d’y toucher ou de les modifier.

Le dernier point ayant posé problème durant cette première session d’observation a été la position OFF.

Celle qui avait été choisie avant le début des observations (que l’on nommera OFF-1) avait un offset de 700" en RA, et de 0" en DEC. Cette position se trouvant dans une zone contenant potentiellement des raies d’émission aussi présentes dans L1527, il a été décidé de l’observer rapidement au tout début des observations. Comme attendu, elle contenait beaucoup de raies importantes et a donc été rejetée.

Nous avons ensuite décidé de choisir une deuxième position de référence (que l’on nommera OFF-2) ayant un offset de 625" en RA et 150" en DEC. Il s’agit du même OFF qu’utilisé par [Yoshida et al. \(2019\)](#). Selon cet article, la position était censée ne pas contenir d’isotopologues de CO. Nous nous sommes rendu compte, après avoir observé toute la journée du 1er mars avec cette position, que ce n’était pas le cas.

J’ai pu identifier trois raies présentes à la fois dans le OFF-2 et dans L1527 : la raie de $\text{HCO}^+(1-0)$ à 89.189 GHz ; la raie de $\text{C}^{18}\text{O}(1-0)$ à 109.782 Hz ; la raie de $^{13}\text{CO}(1-0)$ à 110.201 GHz. Ces trois raies ayant contaminé les observations faites pour le setup 1 et une partie de celles faites pour le setup 3, j’ai dû les décontaminer par la suite. Le processus sera expliqué plus en détail dans la section 2.4.2.

Nous avons fini par trouver une position OFF convenable, tirée de [Sakai et al. \(2008\)](#) et ne contenant pas d’émission d’isotopologues de CO. Cette référence (que l’on nommera OFF-5) a un offset de 1800" en RA et 1800" en DEC. Bien qu’elle se trouve loin de L1527, elle est assurée de n’apporter aucune contamination sur des raies importantes de notre source.

J’ai pu profiter du mauvais temps pour prendre en main les différents logiciels utilisés pour la réduction de données : à savoir GILDAS¹ et plus particulièrement CLASS. Leur fonctionnement sera détaillé dans la section 2.4.

Ce qui est important, c’est que cet apprentissage sur place m’aura permis de commencer à réduire rapidement les données pendant les observations. Cela était nécessaire pour avoir une idée de bruit obtenu pour chaque setup, afin d’adapter la stratégie d’observation en direct et de savoir quand passer au setup suivant.

J’ai aussi pu commencer à prendre en main la méthodologie permettant de créer des cartes d’intensité intégrées sur CLASS. J’ai ainsi pu produire une première version de ces cartes. Cela aura permis de s’assurer que l’on avait des résultats cohérents avec ce qui était attendu, et qu’aucun problème dans l’acquisition des données n’avait eu lieu.

Cette première session m’aura servie d’apprentissage des observations radioastronomiques. N’ayant pas eu l’occasion d’en faire durant mon master (à cause des travaux au télescope), j’ai dû tout apprendre depuis le début concernant la mise en place des scripts, du déroulé d’une session, et des différents problèmes qui peuvent survenir.

J’étais néanmoins capable, à la fin de cette semaine, de prendre en charge les différentes étapes nécessaires et donc de mener à bien une journée d’observation. J’ai aussi appris comment interpréter les résultats de pointages et des focus, afin de savoir s’ils étaient assez bons pour pouvoir lancer l’observation de la source.

¹<https://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

2.3.3 Entre les sessions

La première chose que j’ai dû faire une fois cette première session d’observations terminée, aura été de trouver combien de temps était nécessaire pour compléter les observations. En effet, étant donné que nous avons perdu beaucoup de temps, l’IRAM pouvait nous réattribuer un certain nombre d’heures.

Pour ce faire, j’ai dû déterminer le bruit atteint sur chacune des sous-bandes de chaque setup. Ayant déjà pu prendre en main ce type d’opération durant la semaine d’observation, cela a été assez rapide. Les résultats sont consignés dans le tableau 3.

J’ai ensuite dû utiliser l’équation 2.1 (fournies dans Pety et al. (2010), équation 36) afin de déterminer un temps théorique (noté t_{tel}) nécessaire pour atteindre ce bruit.

$$t_{tel} = \frac{(\sqrt{n_{beam}} + \sqrt{n_{submap}})^2 \cdot T_{sys}^2}{\eta_{spec} d\nu n_{pol} \eta_{tel} \sigma_{psw}^2} \quad (2.1)$$

Avec t_{tel} le temps d’observations (en seconde) ; n_{beam} le nombre de beam ”présents” dans la carte ; n_{submap} le nombre de subscans ; T_{sys} la température du système (en Kelvin) ; η_{spec} l’efficacité de spectromètre ; $d\nu$ la résolution spectrale (en Hz) ; n_{pol} le nombre de polarisations observées ; η_{tel} l’efficacité du mode d’observation ; σ_{psw} le bruit (en Kelvin).

Les valeurs prises afin de déterminer ce temps sont fournies, ainsi que leur origine, en annexe A.2 (table 7) à l’exception des valeurs de bruit (σ_{psw}^2) qui sont celles indiquées dans le tableau 3. Une fois ces valeurs théoriques calculées, j’ai trouvé combien de temps aurait été nécessaire pour obtenir le rms de 5.9mK en prenant en compte les mêmes conditions.

Il ne me restait alors plus qu’à faire la différence entre les deux afin de voir, pour chaque sous-bande de chaque setup, combien de temps aurait été nécessaire, en théorie, pour atteindre les objectifs. J’ai ensuite regardé quelle sous-bande nécessitait le plus de temps d’observation, et ai choisi cette valeur comme temps restant pour tout le setup. Cela me permettait de m’assurer que l’ensemble du jeu de données de ce setup aurait atteint l’objectif fixé. Les valeurs de temps calculées sont consignées le tableau 8 de l’annexe A.2.

Le temps total nécessaire à redemander s’est élevé à 21 heures. Ce qui est cohérent avec les 26 heures perdues durant la semaine d’observations.

Durant le temps entre les deux sessions, et malgré le fait que les objectifs n’aient pas été atteints, j’ai pu commencer à réduire les données (cf section 2.4), ainsi qu’à identifier des molécules présentes dans L1527 (cf section 3.1), et produire des cartes d’intensités intégrées et de vitesse (cf sections 3.2 et 3.3).

J’y reviendrai cependant dans la partie analyse des données de ce rapport, lors des sections correspondantes.

2.3.4 Seconde session

La deuxième session d’observation a été prévue du 07 au 10 mai 2024. Un total de 31 heures ont été allouées. Pour cela, j’ai pu retourner au télescope, cette fois-ci accompagné par Maxime TANIOUS, un étudiant en thèse qui observait son propre projet en parallèle du mien. Cela m’a permis de mettre à profit ce que j’avais appris lors de la première session d’observation. J’ai donc

été plus actif, travaillant en quasi autonomie pour mener mes observations.

Bien que la météo ait été plus clémente que la première fois, je n'ai pas pu observer pendant les 31 heures qui nous avaient été attribuées.

En effet, tous les jours entre 14h30 et 18h30, il n'y avait pas de sources suffisamment brillantes dans le ciel pour faire d'assez bons pointages et focus. Nous avons tenté plusieurs quasars proches de L1527, mais les résultats ne permettaient pas de garantir l'acquisition de bonnes données sur la source. Après avoir testé le plus de calibrateurs possibles, nous avons dû nous rendre à l'évidence, et attendre qu'une source suffisamment brillante (un quasar) se trouve proche de L1527.

Une douzaine d'heures a été perdue de cette façon.

Nous avons cependant pu mettre à profit près des deux tiers du temps qui nous avait été attribué (en comptant le temps nécessaire aux calibrations, pointages et focus).

Les temps observés sur chaque sous-bande de chacun des setups, ainsi que les bruits associés ont été consignés dans le tableau 4. Ils prennent en compte le temps d'observation durant la première session (cf tableau 3) et affichent donc les valeurs en prenant en compte l'ensemble des observations effectuées.

	Temps observé ^(a) (h)				Bruit ^(b) (mK)			
	LO	LI	UI	UO	LO	LI	UI	UO
Setup 1	7.2	7.2	7.2	7.2	-	4.5	3.7	-
Setup 2	4.7	4.7	4.7	4.7	5.6	4	4.97	5.4
Setup 3	7.9	7.9	7.9	7.9	3.5	3.1	4.1	5.4

Table 4: *Tableau récapitulatif du temps observé et du bruit atteint sur chaque setup à la fin de la deuxième session d'observations. Les valeurs indiquées prennent en compte les deux sessions d'observation. (a) Temps passé à observer la source en elle-même, il ne comprend ni les temps de calibration, ni ceux de pointage et de focus ; (b) Les valeurs de bruit indiquées sont celles obtenues en moyennant le spectre sur toutes les positions. Les valeurs pour les sous-bandes LO et UO du setup 1 ne sont pas indiquées car leur réduction n'a pas été terminée dans le cadre de ce stage (voir Sec. 2.4).*

Les valeurs de bruits ne sont pas indiquées pour les sous-bandes LO et UO du setup 1.

Cela vient du fait que les données acquises durant cette deuxième sessions étaient particulièrement mauvaises. Les réduire aurait nécessité beaucoup de travail et pris tout autant de temps. Étant donné qu'à cette période du stage l'objectif était plus à la production de résultats physiques, je n'ai pas réduit ces données durant mon stage.

Étant donné que les résultats qui seront présentés dans le reste de ce rapport proviennent d'autres sous-bandes, ou on été faits sur des parties des LO et UO du setup-1 ayant déjà un bon rms, cela ne posera pas de problèmes par la suite.

Après quelques discussions avec Maxime, également co-I du projet observationnel de mon stage, nous nous sommes rendu compte qu'utiliser une valeur de bruit moyennée sur toutes les positions n'était sans doute pas le meilleur indicateur pour savoir si les données du 30m étaient suffisamment bonnes pour être fusionnées avec celles de NOEMA.

Maxime a donc vérifié les valeurs de bruit obtenues avec NOEMA, pendant que j'apprenais à me servir d'un logiciel GILDAS nommé CUBE, afin de calculer le bruit pixel à pixel pour chacun des trois setups.

Les valeurs de bruit ainsi déterminées sont indiquées dans le tableau 5. Afin de gagner du temps et de ne pas avoir à faire une réduction propre sur l'ensemble de chaque setup, j'ai fait l'estimation du bruit autour de raies fortes présentes dans les différents setups : pour le setup 1 il s'agit de la raie du $\text{DCO}^+(1-0)$ à 72039.3028 MHz ; pour le setup 2 de la raie du $\text{CS}(2-1)$ à 97980.95 MHz ; pour le setup 3 de la raie du $\text{C}^{18}\text{O}(1-0)$ à 109782.1734 MHz.

Pour les deux premiers setups, les valeurs de bruit sont en dessous de celles obtenues avec NOEMA, ce qui est suffisant pour la fusion, sans dégrader les données NOEMA. Pour le setup 3, la valeur de bruit excède celle obtenue avec NOEMA. A première vue cela semble indiquer qu'il faudrait continuer à observer sur ce setup 3 avec le 30m.

Cependant les données 30m et NOEMA n'ont pas le même échantillonnage. Comme dit plus haut, l'échantillonnage spectral du 30m est de 200kHz. Celui de NOEMA est de 250kHz. Afin de fusionner les deux jeux de données, il faudra donc ré-échantillonner les données 30m afin d'avoir le même échantillonnage que les données NOEMA. Ce faisant, la résolution spectrale va devenir moins bonne, ce qui va avoir pour effet de réduire le bruit.

En ayant fait rapidement la conversion pour le setup 3, nous nous sommes rendu compte que cela réduisait le bruit des données 30m à 14.4 mK. Soit uniquement 0.5 mK de différence avec NOEMA. Cette valeur est tout à fait satisfaisante.

	Bruit 30m (mK)	Bruit NOEMA (mK)
Setup 1 ^(a)	18	22.65
Setup 2 ^(b)	19	21
Setup 3 ^(c)	18 ^(d)	13.9

Table 5: Tableau comparatif des bruits obtenus avec les données 30m et les données NOEMA. Le calcul se fait ici en regardant le bruit moyen pixel à pixel autour d'une raie ((a) DCO^+ ; (b) CS ; (c) C^{18}O) grâce au logiciel cube. A noter que l'échantillonnage spectral étant meilleur 30m, les valeurs indiquées se réduiront lorsque le ré-échantillonnage sera fait. A titre d'exemple, la valeur (d) obtenue se réduit à 14.4 mK.

A l'issue de cette session d'observation, et malgré les quelques heures perdues, les objectifs ont soit été atteints, soit sont suffisamment proche des résultats visés. Il n'a donc pas été nécessaire de redemander du temps d'observation.

2.4 Réduction des données

2.4.1 Procédure générale

J'ai effectué l'ensemble de la réduction des données en utilisant le module CLASS² du logiciel GILDAS de l'IRAM. Le processus de réduction a été effectué en deux parties : une première fois entre les deux sessions d'observations (en ne réduisant donc que les données prise en février-mars), et une deuxième après les observations de mai (en ne réduisant donc que ces dernières).

La procédure étant la même dans les deux cas, elle ne sera expliquée qu'une seule fois.

La première étape consiste à extraire toutes les données prises par les backends FTS et à les fusionner. Comme dit en section 2.1, les données de polarisation verticale et horizontale étaient aussi séparées. Le signal nous intéressant étant, à priori, non polarisé, j'ai pu les fusionner afin de réduire le bruit.

²<https://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/doc/html/class-html/class.html>

La deuxième étape consiste à enlever une ligne de base (ou *baseline*) de chacun des spectres, afin de soustraire l'émission du ciel (qui provient soit de la source en elle-même, soit de résidus d'émission atmosphérique non soustraits par le OFF) et de recentrer le bruit autour de 0. Une baseline est un polynôme d'ordre donné qui est soustrait au spectre. Sans traitement avancé du spectre, il est généralement peu conseillé d'utiliser des lignes de base d'un ordre supérieur à 2. Toutes les données que j'ai réduites on pu être traitées avec une ligne de base d'ordre 1. Afin d'estimer une bonne ligne de base, il est nécessaire d'exclure les raies, afin que CLASS n'essaie pas d'ajuster les paramètres du polynôme dessus. Pour ça, j'ai dû définir des fenêtres spectrales autour de chacune des raies observées, afin de dire au logiciel de ne pas les prendre en compte.

Un autre problème, assez fréquent et que j'ai rencontré dans plusieurs des sous-bandes est la présence de *platforming*. Cela se produit quand, pour des raisons liées le plus souvent à une instabilité instrumentale, il y a une discontinuité dans la ligne de base sur une même sous-bande. La procédure d'élimination du platforming est la même que celle pour enlever une ligne de base, mais en deux étapes. La première consiste à enlever la première ligne de base comme décrit plus haut, tout en définissant une fenêtre englobant toute la seconde partie du spectre. Cette première partie réduite est ensuite stockée dans une variable, et la même opération est effectuée sur la deuxième baseline.

Les deux parties du spectre sont ensuite remises ensemble afin de donner un bruit fluctuant autour de 0.

En temps normal, la dernière étape consiste à convertir les intensités de T_a^* à T_{mb} comme décrit dans la section 1.3. Cela permet d'avoir des résultats scientifiquement exploitables. Cependant, comme expliqué en section 2.3.2, certaines données ont été contaminées. J'ai donc dû apprendre à la décontaminer, afin d'avoir des résultats exploitables.

2.4.2 Données contaminées

Afin de décontaminer les spectres, j'ai dû utiliser des observations du OFF-2 faites en mode FSW (cf section 2.2) J'y ai identifié les trois raies mentionnées plus tôt et les ai extraites dans des fichiers à part.

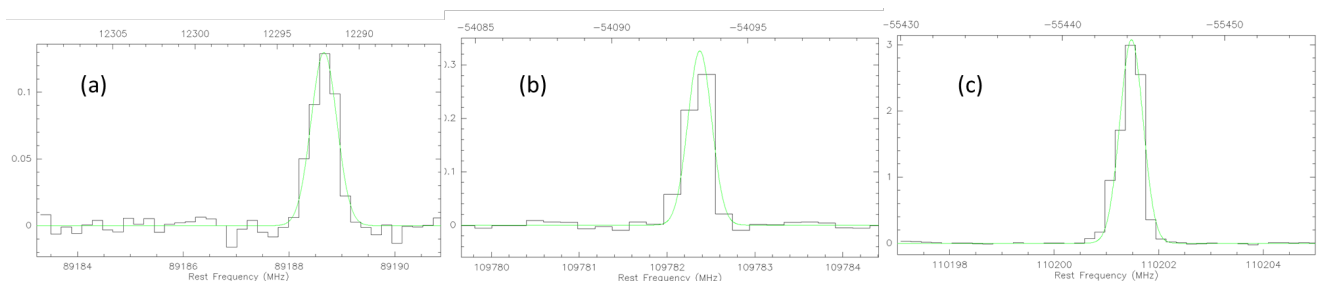


Figure 4: Comparaison entre les raies présentes dans le OFF-2 (en noir) qui contaminent les observations de L1527 et les fit gaussiens (en vert). (a) $\text{HCO}^+(1-0)$ à 89188.5247MHz ; (b) $\text{C}^{18}\text{O}(1-0)$ à 109782.1734MHz ; (c) $^{13}\text{CO}(1-0)$ à 110201.3541MHz .

Une fois cela fait, j'ai utilisé certaines fonctions intégrées dans CLASS pour faire un modèle gaussien de ces raies. Les résultats sont illustrés figure 4.

Une fois un modèle des raies généré et sauvegardé, il a fallu s'assurer que leur échantillonnage était le même que celui des observations à décontaminer. Étant donné que ce n'était pas le cas,

j'ai dû utiliser CLASS pour ré-échantillonner les modèles gaussiens des raies. L'un des points qui a posé problème était que la valeur d'échantillonnage donnée dans le header des observations n'était pas la bonne, mais une approximation. Cela a donc posé problème lors de l'ajout des fits sur les observations. On observait en effet un décalage de quelques canaux entre l'endroit où se trouvait la raie dans les observations, et les fit gaussiens.

Afin de régler ce problème, j'ai dû aller chercher les valeurs précises de l'échantillonnage spectral qui étaient stockées dans d'autres variables que celles affichées par le header CLASS.

Une fois cela fait, et le ré-échantillonnage de nouveau effectué, les fits gaussien se trouvaient bien au même endroit que chacune des raies des observations. Cela m'a permis de décontaminer les observations afin d'avoir la vraie valeur d'intensité pour ces trois raies.

Le problème ne s'étant pas reproduit lors des observations de mai, je n'ai eu à décontaminer qu'une partie de celles de fin février.

2.4.3 Ajout des données des deux sessions

```
1;1 L1527      Unknown      30MEO----F0-  O:10-MAY-2024 R:20-MAY-2024
  RA: 04:39:53.87 DEC: 26:03:09.5 Eq 2000.0 Rad. 0.0° Offs: +80.0 -69.9
    Unknown tau: 0.092 Tsys: 101. Time: 70.0hr El: 52.2
  N: 204589 IO: 29697.0      VO: 6.000      Dv: -0.7592      LSR
    F0: 77139.0000      Df: 0.1953      Fi: 89640.9211
```

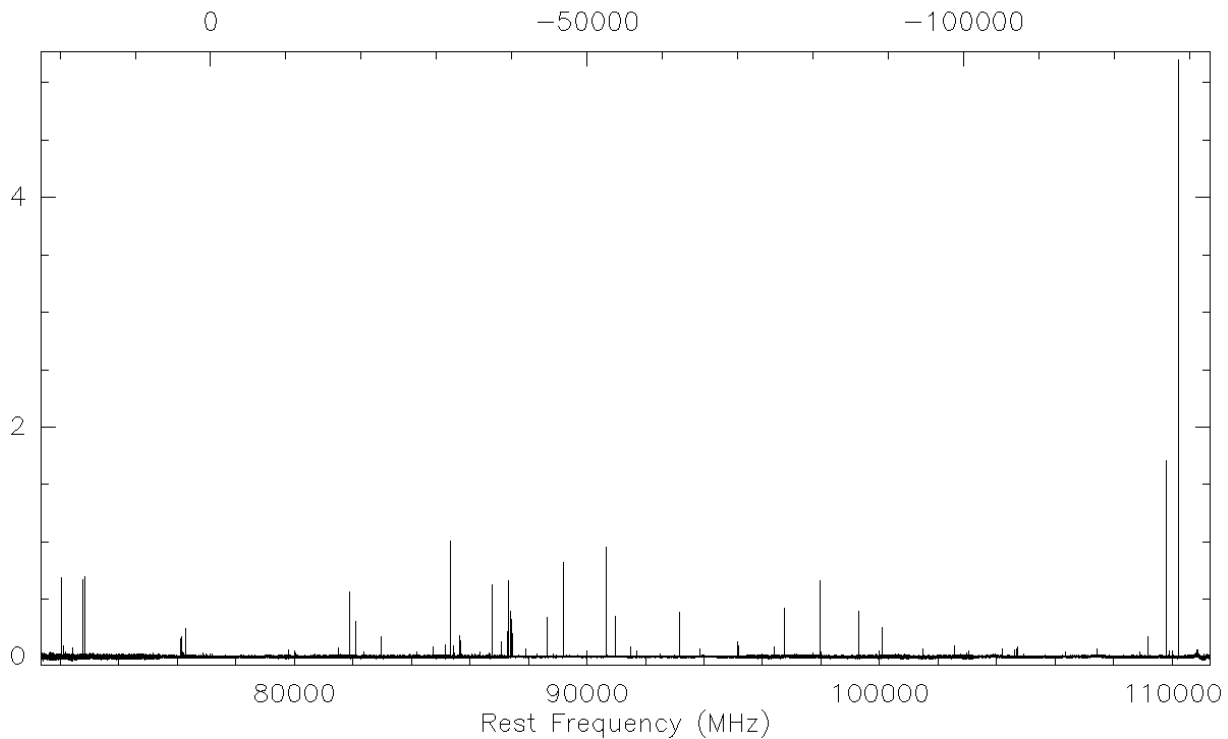


Figure 5: Spectre de L1527 sur toute la bande de fréquence observée. Le spectre est moyenné sur toutes les positions observées. Les informations indiquées dans le header donne des informations sur la position de la source, ainsi que l'échantillonnage spectral. A noter que le temps indiqué est la somme de toutes les sous-bandes de chacun des setups, et n'est donc pas représentatif du temps réel observé. L'axe des ordonnées est l'intensité en K (T_{mb})

Une fois les deux jeux de données réduits, il fallut les ajouter. Le premier point à vérifier était que l'échantillonnage était le même dans les deux cas. C'était en effet le cas, ce qui n'a donc pas posé de problèmes. Il aurait aussi fallu s'assurer que le facteur doppler soit le même dans les deux cas. Cependant, CLASS met tous les dopplers à 0 dès lors qu'une opération visant à ajouter ou moyenné des spectres est effectuée. Cette opération est donc déjà prise en charge.

L'ajout des deux jeux de données réduits n'a donc posé aucun problème et a pu donner le spectre d'émission moyennée sur toutes les positions montrées en figure 5. L'axe des ordonnées représente l'intensité des raies, et est donnée en Kelvin.

Ce spectre peut être comparé avec le spectre non réduit se trouvant en annexe (cf A.3).

Il est bon de noter que l'on observe quelques artefacts sur le spectre, notamment une sorte de raie très épaisse et de très faible intensité un peu avant 111 GHz. Il ne s'agit vraisemblablement que d'un artefact lié aux instruments, et non pas d'une véritable raie ou d'un problème de réduction.

3 Résultats et analyse

3.1 Identification des raies

Une fois les données réduites, j'ai pu commencer à identifier chacune des raies présentes sur le spectre de L1527.

Pour ce faire, j'ai utilisé les deux plus grandes bases de données spectroscopiques : le Cologne Database for Molecular Spectroscopy³ (CDMS, Müller et al. (2005)) et le Jet Propulsion Laboratory Molecular Spectroscopy⁴ (JPL, Pickett et al. (2003)). Le CDMS possède un nombre plus important d'espèces (notamment concernant les chaînes carbonées, dont une partie ne se trouvait pas sur le JPL), mais est moins complet quand il s'agit de molécules possédant une structure hyperfine. J'ai donc décidé d'utiliser les deux bases de données simultanément.

Chaque raie identifiée était stockée dans une base de données locale, que j'ai créée dans le cadre de ce stage. Cette dernière ne contient donc que les raies trouvées dans L1527. La liste des 213 transitions observées, ainsi que les informations les plus importantes les concernant est fournie en annexe A.4.

Ces 213 transitions correspondent à 71 espèces différentes. Yoshida et al. (2019), lors de leurs observations faites avec le télescope de 45m de Nobeyama et une résolution spectrale de 250 kHz, ont identifié 69 molécules (et 10 détections tentatives). Les plages de fréquences étant légèrement différentes entre nos observations et les leurs, il est compliqué de faire de véritables comparaisons. Les deux études montrent cependant la grande complexité chimique de L1527. Cette complexité est aussi appuyée par le fait qu'une grande partie (36) de ces espèces soient des isotopologues d'une autre molécule. Parmi ces 36 isotopologues, 15 sont des versions deutérées d'autres molécules.

Le but de ce programme d'observation étant notamment d'observer les différences de composition chimique des différentes régions de L1527, j'ai regroupé les molécules que j'ai détectées en fonctions des endroits où elles sont détectées dans la source. Ces résultats sont regroupés dans le tableau 6. Les spectres obtenus à ces trois positions sont aussi fournis en annexe A.5.

Par souci de temps, et afin de pouvoir produire certains des résultats qui seront présentés ci-dessous, je n'ai effectué la séparation en différentes régions que pour les transitions les plus brillantes. Ainsi certaines molécules présentes dans L1527, regroupées dans la dernière ligne du tableau 6, n'ont pas encore été associées à une (ou plusieurs) région particulière de la source.

Ces premiers résultats permettent néanmoins d'identifier une différence de contenu moléculaire entre les différentes régions. En effet, le centre de la source, contenant la proto-étoile et son disque, est bien plus riche en contenu moléculaire que les cavités ou une position arbitraire choisie le plus loin possible de la source. Ces différences de contenu moléculaire seront aussi appuyées dans la section 3.5, en montrant que même si des molécules sont présentes à plusieurs positions dans L1527, leur abondance peut varier.

On peut aussi classer ces molécules en 4 grandes catégories, en fonction de leur composition chimique :

- Les carbonées : Composées uniquement de carbone et d'hydrogène. J'ai pu en identifier 18 (dont 5 espèces deutérées) : c – C₃H₂, C₂H, C₄H, C₃H, l – C₄H₂, c – CC¹³CH₂,

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

⁴<https://spec.jpl.nasa.gov/>

Molécules identifiées dans les trois positions : H_2CO , $c - \text{C}_3\text{H}_2$, SO , H^{13}CO^+ , C_2H , HCN , HCO^+ , HNC , N_2H^+ , CH_3OH , CS , C^{18}O , ^{13}CO
Molécules détectées au centre et dans une cavité : $\text{CH}_3\text{CO}_2\text{H}$
Molécules détectées au centre et à la position arbitraire lointaine : DCO^+ , HC_3N , DNC , HN^{13}C , HNCO , C^{34}S
Molécules détectées uniquement au centre : C_2D , DCN , DC_3N , C_4H , C_3H , $c - \text{C}_3\text{HD}$, HC_5N , $l - \text{C}_4\text{H}_2$, CH_2CO , C_2S , $c - \text{CC}^{13}\text{CH}_2$, $c - \text{H}^{13}\text{CCCH}$, HCC^{13}CN , $l - \text{C}_3\text{H}_2$, DC_3N , HC^{18}O^+ , C^{13}CH , NH_2D , HC^{15}N , H^{13}CN , C_3O , HCO , C_3S , H^{15}NC , $c - \text{C}_3\text{H}$, ^{13}CS , $\text{CH}_2\text{DC}_2\text{H}$, H_2CS , $\text{C}_2\text{H}_5\text{O}_2\text{CH}$, $\text{CH}_3\text{C}_2\text{H}$
Molécules détectées uniquement à la position arbitraire lointaine : ^{34}SO
Autres molécules détectées sur le spectre moyenné : $c - \text{C}_2\text{H}_2\text{O}_2$, CH_3CHO , N_2D^+ , C_3N , ^{13}CCH , OCS , HCS^+ , NaO , CH_2DOH , C_2O , HDCS , C^{33}S , CH_3CDO , $c - ^{13}\text{CCCH}$, C_5D , $^{13}\text{C}^{18}\text{O}$, ^{13}CN , $\text{CH}_3\text{C}_2\text{D}$, $\text{H}_2\text{NC}_3\text{N}$, C^{15}N

Table 6: Tableau récapitulatif des molécules détectées dans L1527 durant mon stage. La position centrale désigne la croix blanche centrale de la figure 2 et correspond à l'emplacement du disque et de la proto-étoile. La cavité désigne la deuxième croix blanche de la figure 2. La position dite "loin" se trouve en dehors de l'image prise par le JWST à +75" en RA et +75" en Dec par rapport à la position centrale

$c - \text{H}^{13}\text{CCCH}$, $l - \text{C}_3\text{H}_2$, C^{13}CH , $c - \text{C}_3\text{H}$, $\text{CH}_3\text{C}_2\text{H}$, ^{13}CCH , $c - ^{13}\text{CCCH}$, C_2D , $c - \text{C}_3\text{HD}$, $\text{CH}_2\text{DC}_2\text{H}$, C_5D , $\text{CH}_3\text{C}_2\text{D}$.

- Les oxygénées : Qui comprennent au moins un atome d'oxygène. J'ai pu en identifier 20 (dont 3 espèces deutérées) : H_2CO , H^{13}CO^+ , HCO^+ , CH_3OH , C^{18}O , ^{13}CO , $\text{CH}_3\text{CO}_2\text{H}$, DCO^+ , CH_2CO , HC^{18}O^+ , C_3O , HCO , $\text{C}_2\text{H}_5\text{O}_2\text{CH}$, $c - \text{C}_2\text{H}_2\text{O}_2$, CH_3CHO , NaO , CH_2DOH , C_2O , CH_3CDO , $^{13}\text{C}^{18}\text{O}$.
- Les azotées : Qui comprennent au moins un atome d'azote. J'ai pu en identifier 21 (dont 6 espèces deutérées) : HCN , HNC , N_2H^+ , HC_3N , DNC , HN^{13}C , HNCO , DCN , DC_3N , HC_5N , HCC^{13}CN , DC_3N , NH_2D , HC^{15}N , H^{13}CN , H^{15}NC , N_2D^+ , C_3N , ^{13}CN , $\text{H}_2\text{NC}_3\text{N}$, C^{15}N .
- Les sulfurées : Qui comprennent au moins un atome de soufre. J'ai pu en identifier 12 (dont 1 espèce deutérée) : SO , CS , C^{34}S , C_2S , C_3S , ^{13}CS , H_2CS , ^{34}SO , OCS , HCS^+ , HDCS , C^{33}S .

3.2 Cartes d'intensité intégrée

Une fois les molécules présentes dans L1527 identifiées, j'ai fait des cartes d'intensité intégrée (ce qu'on appelle aussi moment d'ordre 0) pour une dizaine d'entre elles. Le principe de ces cartes

est, pour chaque position observée dans le ciel, de calculer le moment d'ordre 0 de l'intensité M_0 , qui est défini comme suit :

$$M_0 = \int I_v dv \quad (3.1)$$

Où I_v est l'intensité observée en fonction de la vitesse. Calculer le moment d'ordre 0 revient à intégrer l'intensité d'une raie sur toutes les vitesses sur lesquelles elle s'étend. Les observations n'ayant que des valeurs discrètes pour les vitesses et les intensités, on peut écrire l'équation 3.1 comme suit :

$$M_0 = \sum_i I_i \Delta v \quad (3.2)$$

Où I_i est l'intensité contenue dans chaque canal de vitesse, et Δv est la largeur d'un canal en vitesse (qui est considérée comme constante tant que l'on ne considère pas un écart en fréquence trop important).

Le spectre étant bruité, il va en résulter une erreur sur la valeur de l'intensité contenue dans chaque canal. En supposant cette erreur constante de canal en canal, et homogène sur toute la carte, il va être possible de la propager sur le moment d'ordre 0 :

$$\Delta M_0 = \sqrt{\left(\frac{\partial M_0}{\partial I_i}\right)^2 (\sigma_i)^2} = \sqrt{\sum_i (\Delta v \sigma_i)^2} = \sigma \Delta v \sqrt{N} \quad (3.3)$$

Où $\sigma_i = \sigma$ est l'erreur sur l'intensité, et N le nombre de canaux sur lesquels s'étend la raie.

En pratique, afin de créer une carte d'intensité intégrée, j'ai dû suivre plusieurs étapes :

- Calcul du bruit : La première consiste à calculer le bruit sur chacun des pixels de la carte. Pour ce faire, j'ai extrait le spectre autour de la raie que je voulais cartographier et j'ai, pour chaque pixel, calculé une déviation standard robuste sur les spectres pris à cette position. C'est-à-dire une déviation standard qui ignore les valeurs trop extrêmes, afin de ne pas tenir compte de la raie. Cela m'a donné une carte de bruit.
- Sélection des canaux : A partir de cette carte de bruit, j'ai pu choisir, pour chaque pixel, uniquement les canaux en vitesse qui contenaient une intensité supérieure à un certains nombre de fois ce bruit. La valeur prise est de 3 fois le bruit.
- Calcul du moment 0 : Une fois ces canaux en vitesse sélectionnés, j'ai pu calculer le moment 0 associé grâce à la formule 3.2, et ce pour chaque pixel.
- Calcul de l'erreur sur le moment 0 : J'ai ensuite propagé l'erreur de l'intensité sur le moment 0, grâce à la formule 3.3. J'ai pour cela considéré que la valeur de σ ne variait pas sur la carte. Cela m'aura permis de tracer, sur les cartes, des contours correspondant à un certains nombre de fois ces valeurs.

Une fois toutes ces opérations faites, j'ai dû mettre en forme les cartes en elles-mêmes. Tout d'abord en choisissant de ne tracer que la zone du ciel correspondant aux 160" x 160" demandés. En effet, les bords des cartes étant moins bien couverts que le centre, le télescope de 30m prend toujours des cartes plus grandes que ce qui est demandé. Cela permet de s'assurer que la région demandée soit suffisamment bien couverte pour être scientifiquement exploitable. J'ai donc dû

faire en sorte que chacune des cartes ne couvre bien que cette région.

J'ai ensuite ajouté, en bas à gauche de chacune des cartes, la taille du lobe primaire (ou *beam*) à la fréquence observé. Le beam étant la *Point Spread Function* (PSF) du télescope, sa taille va varier en fonction de la fréquence. Ce que l'on observe sur les cartes est donc la convolution de la brillance du ciel par le beam. La taille de ce dernier nous donne donc une indication sur la résolution spatiale des observations. Afin d'assurer un bon échantillonnage, on veut que le lobe primaire corresponde à entre 2 et 3 pixels.

Chacune des cartes s'étend sur approximativement la même zone que l'image 2. J'ai aussi ajouté la position de la proto-étoile et de son disque au centre (marqués d'une croix).

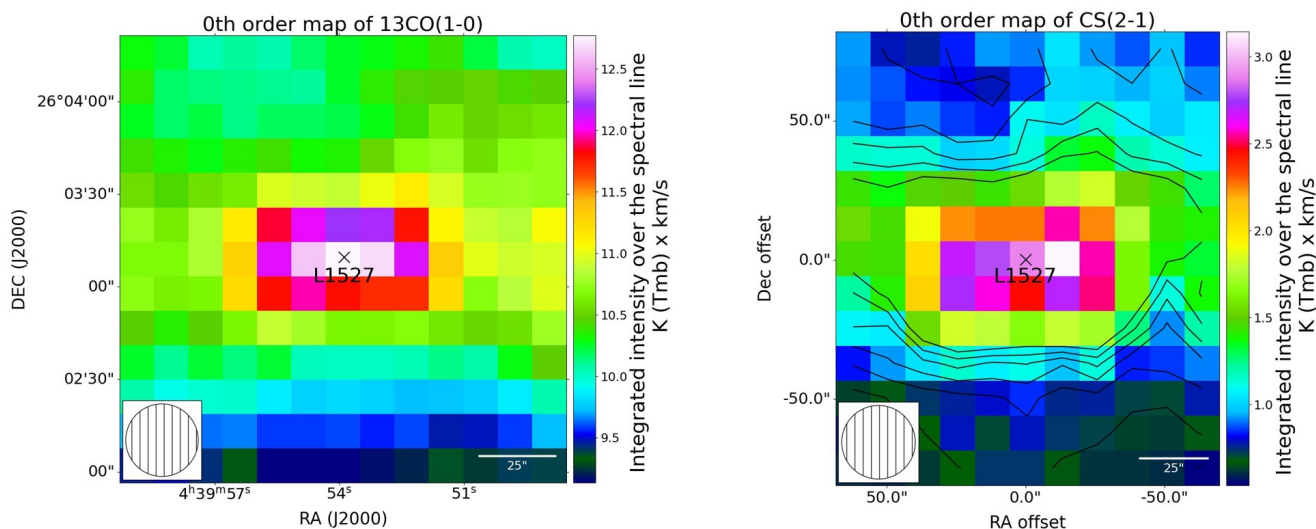


Figure 6: Carte du $^{13}\text{CO}(1-0)$ à 110.201 GHz (à gauche) et du $\text{CS}(2-1)$ à 97.981 GHz (à droite). Les coordonnées sur la carte de gauche sont en absolu, tandis que celles sur la carte de droite sont données en coordonnées relatives par rapport à la position centrale. Les deux molécules émettent principalement vers le centre de la source. Elles s'étendent aussi toutes les deux dans les directions des deux cavités visibles sur l'image 2.

Les contours présents sur certaines des cartes sont basés sur les valeurs de bruit du moment 0. Ils s'étendent entre 3 et 30 fois le bruit, par pas de 3 (on a donc 3, 6, 9, etc). Sur certaines cartes ces contours ne sont pas présents car la valeur de bruit est suffisamment faible pour que même un contour à 30 sigmas se trouve en dehors de la carte.

Les pixels marqués en gris sont ceux qui ne contiennent aucun canal avec une intensité supérieure à 3 fois le bruit, et qui ont donc été remplacés par des NaN. Ils sont affichés d'une couleur différente afin d'être facilement distinguables.

J'ai pu, durant mon stage, cartographier 15 raies différentes. Les figures 6, 7 et 8 regroupent chacune deux des cartes avec le bruit le plus faible, et des transitions de molécules traçant certaines des régions les plus importantes.

Les 9 autres transitions cartographiées sont fournies dans l'annexe A.6.

On peut voir, sur ces trois figures, que les régions tracées par différentes molécules ne sont pas les mêmes. Les transitions du ^{13}CO et du CS présentes sur la figure 6 sont beaucoup plus concentrées vers le centre de L1527, tout en exhibant des émissions horizontales. Ces dernières correspondent aux positions des deux cavités (zones brillantes sur la figure 2), et y sont donc

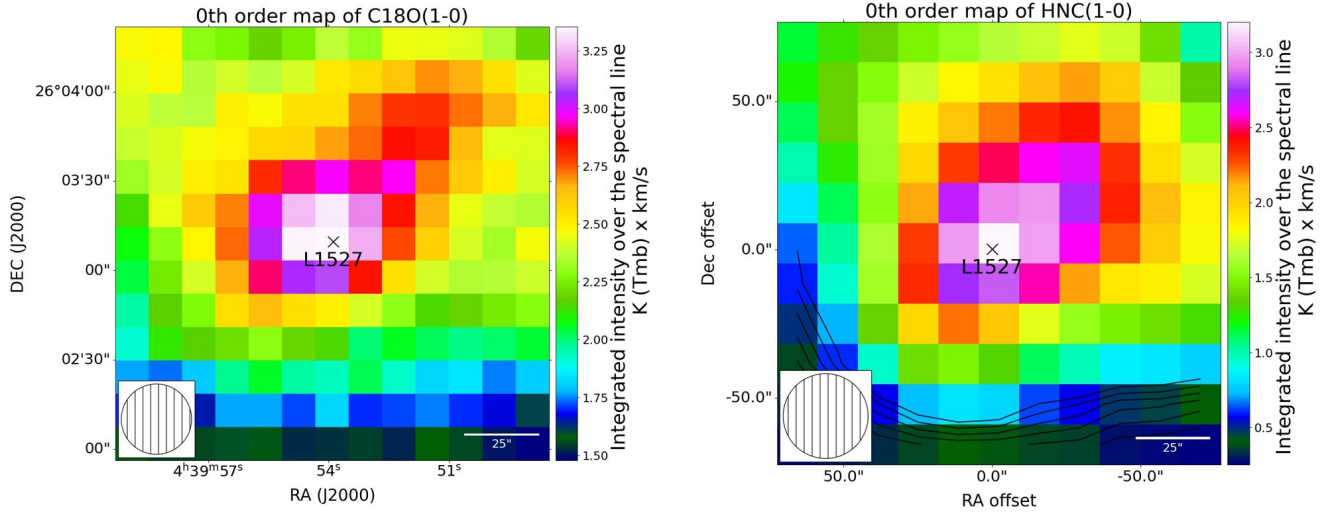


Figure 7: Carte du $C^{18}O(1-0)$ à 109.782GHz (à gauche) et du $HNC(1-0)$ à 90.664GHz (à droite). Les coordonnées sur la carte de gauche sont en absolu, tandis que celles sur la carte de droite sont données en coordonnées relatives par rapport à la position centrale. Les deux cartes montrent des émissions en direction de la partie Nord-Est de la zone observée. En se fiant à l'image 2, cela semble se trouver entre une cavité et un des flots d'émission.

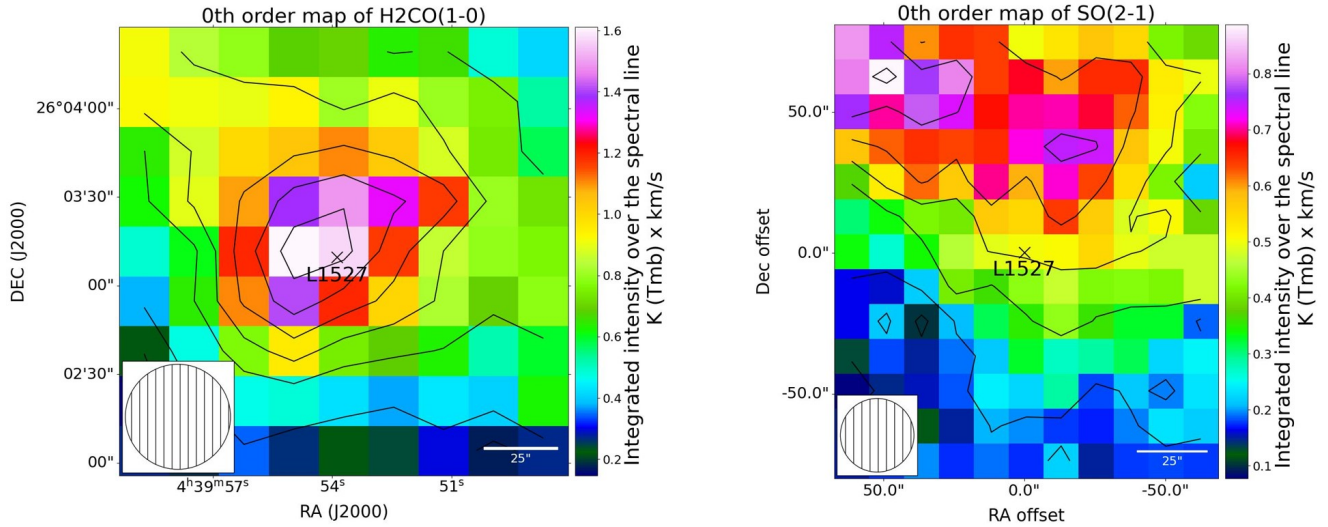


Figure 8: Carte du $H_2CO(1-0)$ à 72.838GHz (à gauche) et du $SO(2-1)$ à 99.300GHz (à droite). Les coordonnées sur la carte de gauche sont en absolu, tandis que celles sur la carte de droite sont données en coordonnées relatives par rapport à la position centrale. Les deux cartes exhibent des émissions dans la partie Nord-Ouest de la zone observée, dans ce qui semble être les flots d'émissions de L1527.

présentes.

Les transitions du $C^{18}O$ et du HNC (figure 7) ainsi que du H_2CO et du SO (figure 8) sont plus étendues dans les régions Nord-Est et Nord-Ouest des cartes respectivement. Ces régions sont les endroits où l'on va trouver les flots de matière ainsi que les délimitations entre les cavités et les flots. Ces délimitations sont des zones où des chocs peuvent se produire, ce qui est cohérent avec la présence de SO qui est connu pour être un traceur de chocs. Le H_2CO est aussi connu pour tracer la base des flots, ce qui va aussi dans ce sens (Tychoniec et al. 2021).

Ces cartes nous permettent de voir que les molécules présentes dans L1527 se répartissent dans différentes régions de la source, ce qui nous indique qu'on y trouvera très certainement un contenu moléculaire différent.

Ce point sera développé dans les sections 3.4 et 3.5.

3.3 Cartes de vitesse

Le point suivant de mon stage consistait à faire des cartes de vitesse (ou cartes de moment d'ordre 1, M_1) pour les mêmes transitions que pour les cartes d'intensité intégrée. Le principe pour effectuer ces cartes est très similaire à celui expliqué dans la section 3.2. La formule utilisée pour le moment d'ordre 1 est :

$$M_1 = \frac{\int I_v v dv}{M_0} \quad (3.4)$$

Avec I_v l'intensité en fonction de la vitesse v .

Pour faire des cartes de vitesse, avoir un nombre suffisant de canaux dans chacune des raies est important afin de voir des gradients de vitesse.

Le problème que j'ai rencontré lors de la construction de ces cartes, est que les raies présentes dans le spectre de L1527 sont très fines et ne s'étendent généralement pas sur plus de 2 ou 3 canaux. Cela produisait des cartes où il n'était pas possible d'identifier de gradients de vitesse.

Les seules molécules pour lesquelles une carte a pu être produite de façon satisfaisante sont le ^{13}CO et le C^{18}O , dont les raies présentent une dizaine de canaux chacune. Ces cartes de vitesse, étant des résultats temporaires et difficiles à exploiter, ne sont présentées que dans l'annexe A.7.

3.4 Diagrammes rotationnels

Afin d'avoir une idée plus précise, et plus quantitative, sur la quantité de molécules présentes aux différentes positions de L1527, j'ai entrepris le calcul de leurs abondances. Pour ce faire, il était nécessaire d'avoir une valeur de leur densité de colonne.

Je me suis donc concentré sur la construction de diagrammes rotationnels qui, sous les bonnes hypothèses détaillées ci-après, sont en mesure de fournir une estimation de la densité de colonne d'une molécule.

Les deux hypothèses fondamentales pour effectuer des diagrammes rotationnels sont l'équilibre thermodynamique local (ETL), et le fait que les raies soient optiquement minces.

Par soucis de temps, durant mon stage ces deux hypothèses ont été considérées comme vérifiées. Il est important de noter que les résultats présentés par la suite ne seront donc que des résultats préliminaires, mais qui permettent néanmoins d'identifier des différences de contenu moléculaire en fonction de la région étudiée dans L1527.

L'hypothèse d'ETL permet de dire que la densité de colonne d'une molécule dans un état excité (N_j) suit une distribution de Boltzmann (équation 19 de Goldsmith (1999)) :

$$N_j = \frac{N}{Z} g_j e^{-E_{up}/T} \quad (3.5)$$

Avec :

N la densité de colonne totale en cm^{-2} , qui est un des paramètres recherché.

Z la fonction de partition, qui agit comme un facteur de normalisation. Sa valeur pour chaque molécule est connue et stockée dans des bases de données telles que le CDMS ou le JPL. Il est bon de noter que sa valeur dépend de la température étudiée.

g_j la dégénérescence de l'état excité. Sa valeur est connue et stockée dans le CDMS et le JPL.

E_{up} l'énergie de l'état excité de la transition, en Kelvin. Sa valeur est connue et stockée dans le CDMS et le JPL.

T est la température d'excitation de la molécule, en Kelvin. Via l'hypothèse d'ETL, cette température est considérée, non seulement comme égale à la température cinétique du gaz, mais aussi comme étant celle de la source, et des autres espèces chimiques présente. Il s'agit du deuxième paramètre recherché.

Prendre le logarithme naturel de l'équation 3.5 permet d'écrire :

$$\ln\left(\frac{N_j}{g_j}\right) + \ln(Z) = \ln(N) - \frac{E_{up}}{T} \quad (3.6)$$

Il ne reste donc qu'à déterminer la valeur de N_j pour se retrouver avec une équation dont les seules inconnues sont les paramètres recherchés.

Pour ce faire, il faut, en plus de l'hypothèse d'ETL, partir du principe que les raies étudiées sont optiquement fines. Cela nous permet de relier directement l'intensité observée sur nos spectres avec la profondeur optique τ du milieu :

$$\int I dv \approx \int \tau dv J_\nu(T) \quad (3.7)$$

Les équations du transfert radiatif nous apprennent que le facteur $J_\nu(T)$ (appelé la luminance énergétique) peut s'écrire, dans le cadre de l'équilibre thermodynamique, comme une loi de Planck :

$$J_\nu(T) = \frac{2h\nu_0^3}{c^2} \left(\frac{1}{e^{(h\nu_0/kT)} - 1} \right) \quad (3.8)$$

Avec :

h la constante de Planck, en unité SI.

ν_0 la fréquence de la transition, en Hz.

c la vitesse de la lumière, en $\text{m} \cdot \text{s}^{-1}$.

k la constante de Boltzmann, en unité SI.

T la température, en Kelvin.

L'intégrale de la profondeur optique peut, quant à elle, s'écrire :

$$\int \tau dv = \frac{A_{ji}}{8\pi\nu_0^3} c^3 (e^{(h\nu_0/kT)} - 1) N_j \quad (3.9)$$

Avec :

A_{ji} le coefficient d'Einstein pour l'émission spontanée, en s^{-1} . Ce coefficient est connu et trouvable dans le CDMS et le JPL.

En injectant 3.5 et 3.9 dans 3.7, puis en isolant N_j on peut écrire :

$$N_j = \frac{8\pi k\nu^2}{hc^3 A_{ji}} \int I_v dv \quad (3.10)$$

Tous les termes hors de l'intégrale étant soit des constantes de la physique, soit des valeurs connues pour chaque molécule, et l'intégrale elle-même correspondant à l'intensité intégrée (et donc calculable à partir du spectre de L1527), cela réduit les inconnues de l'équation 3.6 à seulement N et T .

Il est aussi possible, via la formule des dérivées partielles, de calculer des incertitudes sur ces équations.

En faisant l'hypothèse que les seules incertitudes sur N_j ne viennent que de l'erreur sur la fréquence de la raie $\Delta\nu$, et sur l'intensité intégrée ΔM_0 , on peut écrire :

$$\Delta N_j = N_j \sqrt{\left(\frac{2\Delta\nu}{\nu}\right)^2 + \left(\frac{\sigma\Delta\nu\sqrt{n}}{M_0}\right)^2} \quad (3.11)$$

Où M_0 désigne le moment d'ordre 0 détaillé dans la section 3.2, et les paramètres associés à son incertitude sont ceux présentés dans l'équation 3.3.

A partir de ces incertitudes, et en les considérant comme seule source d'erreurs, il est possible d'écrire l'incertitude sur le facteur $\ln\left(\frac{N_j}{g_j}\right)$:

$$\Delta \ln\left(\frac{N_j}{g_j}\right) = \sqrt{\left(\frac{\Delta N_j}{N_j}\right)^2} = \sqrt{\left(\frac{2\Delta\nu}{\nu}\right)^2 + \left(\frac{\sigma\Delta\nu\sqrt{n}}{M_0}\right)^2} \quad (3.12)$$

Il est important de noter que ces sources d'incertitudes ne seront pas celles qui risquent de dominer. En effet, les sources les plus importantes d'erreurs viendront des hypothèses d'équilibre thermodynamique et de raies optiquement fines. Cependant, les inclure est assez complexe, et aurait pris trop de temps par rapport à ce qui était faisable durant le stage.

Afin de produire les diagrammes rotationnels il faut utiliser l'équation 3.6 et tracer en abscisse l'énergie d'excitation, et en ordonnée le terme de gauche de l'équation. Si les hypothèses d'ETL et de raies optiquement fines sont respectées, les points devraient s'aligner sur une droite.

Un ajustement linéaire sur ces points permet de retrouver les deux paramètres voulus. L'ordonnée à l'origine du diagramme étant $\ln(N)$, elle permet de remonter à la densité de colonne de l'espèce. La pente étant $\frac{-1}{T}$, elle permet de remonter à la température de la molécule (et donc de la source). Les incertitudes données pour la densité de colonne et la température se basent sur celles calculées dans l'équation 3.12, ainsi que sur celles associées à l'ajustement linéaire en lui-même.

Des exemples de diagrammes rotationnels sont fournis dans les figures 9, 10 et en annexe A.8.

Les valeurs de températures obtenues au centre de la source ont, dans un premier temps, été comparées avec celle de 12.3 K de Sakai et al. (2008). Leur valeur étant en accord avec celles trouvées, j'ai décidé d'adopter la valeur de Sakai et al. (2008). Le diagramme de la figure 9 a été produit avec cette valeur de 12.3 K et montre un ajustement satisfaisant sur le jeu de données pris dans le cadre de mon stage.

Afin de déterminer une température dans les cavités, j'ai utilisé la molécule de CH_3OH , qui était la seule pour laquelle plusieurs transitions étaient observées à cette position.

Le diagramme rotationnel a fourni une valeur de (29 ± 9.3) K, qui sera adoptée par la suite pour cette position.

Toutes les valeurs calculées pour les densités de colonne aux deux positions sont fournies dans

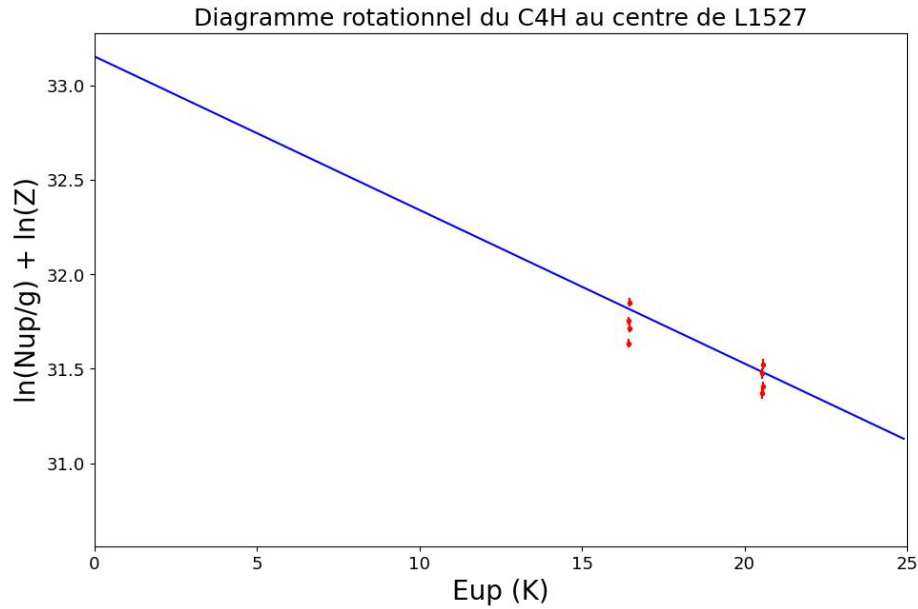


Figure 9: Diagramme rotationnel du C₄H effectué à la position centrale de L1527. La valeur de la température (et donc de la pente) a été fixée pour correspondre à celle de Sakai et al. (2008).

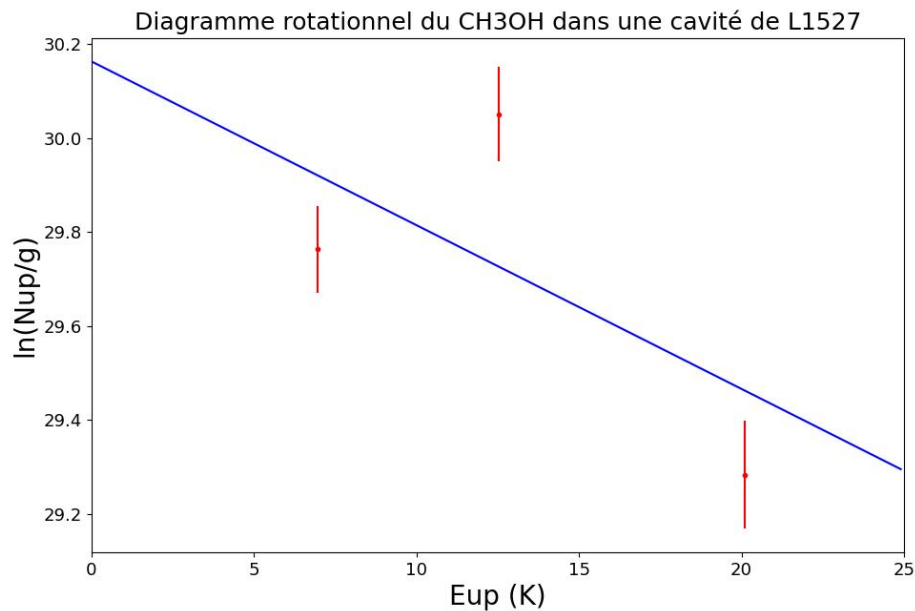


Figure 10: Diagramme rotationnel du CH₃OH effectué dans une des cavités de L1527. La valeur de température trouvée grâce à ce diagramme a ensuite été imposée pour tous les autres ayant été effectués à la même position. La température n'ayant pas été fixée avant d'effectuer ce diagramme, la fonction de partition n'était, à priori, pas connue. L'ordonnée est donc simplement $\ln(N_{up}/g_j)$

le tableau en annexe A.9. Un histogramme de ces densités de colonne (similaire à celui de la figure 11 pour les abondances) est aussi fourni en annexe A.9.

3.5 Abondances

Afin de commencer à mettre en évidence des différences de contenu moléculaire entre le centre de L1527 et ses cavités, j'ai calculé les densités de colonnes pour 10 molécules différentes aux deux positions (les diagrammes rotationnels associés sont disponibles en annexe A.8).

Les deux milieux n'ayant pas la même densité, il était important, afin de pouvoir faire une comparaison pertinente, de passer des densités de colonnes aux abondances.

Ce changement se fait en divisant les densités de colonnes obtenues pour chaque espèce par celle de la densité de colonne de H_2 dans les deux milieux. La molécule d' H_2 ne possédant cependant pas de moment dipolaire électrique, elle n'émet pas de raies aux températures du gaz considérées ici⁵. Ainsi, aucune transition de cette molécule n'a été observée dans le spectre de L1527, rendant le calcul de sa densité de colonne impossible.

J'ai, afin de contourner ce problème, utilisé les résultats de [Anderl et al. \(2016\)](#) qui ont étudié plusieurs proto-étoiles de Classe 0 et y ont dérivé les abondances du C^{18}O par rapport au H_2 . Les valeurs trouvées sont de 2×10^{-8} pour deux sources (IRAS4A et L1448C), 3×10^{-8} pour une source (IRAS4B), et 6×10^{-8} pour une source (L1157). J'ai adopté, pour le calcul des abondances durant mon stage, la valeur de 2×10^{-8} . Il est important de préciser que ce résultat n'est qu'un résultat préliminaire. Ces valeurs se basent sur le fait qu'il y ait déplétion du CO dans les deux régions. Or la température de sublimation de cette molécule est de 30K, et les diagrammes rotationnels indiquent une température de (28.7 ± 9.3) K au niveau de la cavité. Il est donc probable que le CO soit plus abondant dans ces régions que dans le centre de la source où la température (de l'ordre de 12 K) semble indiquer une déplétion du CO. Des calculs plus précis de l'abondance de C^{18}O dans L1527 seront donc à effectuer durant la fin du stage ou le début de la thèse, afin de fournir des valeurs plus précises.

Il est aussi bon de noter que les raies de ^{13}CO et de C^{18}O sont probablement optiquement épaisses, ce qui va induire de fortes incertitudes sur la valeur de leur densité de colonne. Ces incertitudes se reporteront sur la densité de H_2 et donc sur les abondances calculées.

A partir de ces hypothèses et de la densité de colonne du C^{18}O calculées aux deux positions, j'ai pu déduire une densité de colonne de H_2 au centre de $1.7 \times 10^{23} \text{cm}^{-2}$, et de $8.0 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ dans la cavité. Les abondances ainsi calculées sont présentées figure 11.

Cette figure montre bien une différence de contenu moléculaire entre les deux régions étudiées. Etant donné les nombreuses hypothèses ayant mené au calcul des abondances, l'analyse de ces différences est assez compliquée. Les paragraphes suivants proposent des pistes d'interprétation de ces résultats.

En partant du principe que les photons UV en provenance de la proto-étoile vont venir agir sur la cavité et la faire se rapprocher d'une région de photo-dissociation (PDR), alors sa température (28.7 K) et la présence d'isotopologues de CO semblent indiquer qu'elle correspond à une des régions internes des PDR. Ces régions ont cependant une densité de colonne de H_2 allant de $4 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$ jusqu'à $2 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ ([Hollenbach & Tielens 1997](#)). Ce qui est plus faible que les valeurs que j'ai calculées dans la cavité. Cela peut être expliqué par le fait que la valeur calculée tient compte de la densité sur toute la ligne de visée, et pas uniquement de la cavité.

Il est bon de noter que prendre une abondance de CO en ne tenant pas compte de la déplétion (et donc d'un facteur 10 fois plus élevé) ramènerait la densité de colonne de H_2 à $8 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$, et donc dans l'intervalle de valeurs associées à une région interne de PDR.

⁵ H_2 possède en revanche des transitions rotationnelles dans l'infrarouge, émises seulement dans du gaz à plusieurs centaines de Kelvins (voir [Maret et al. \(2009\)](#))

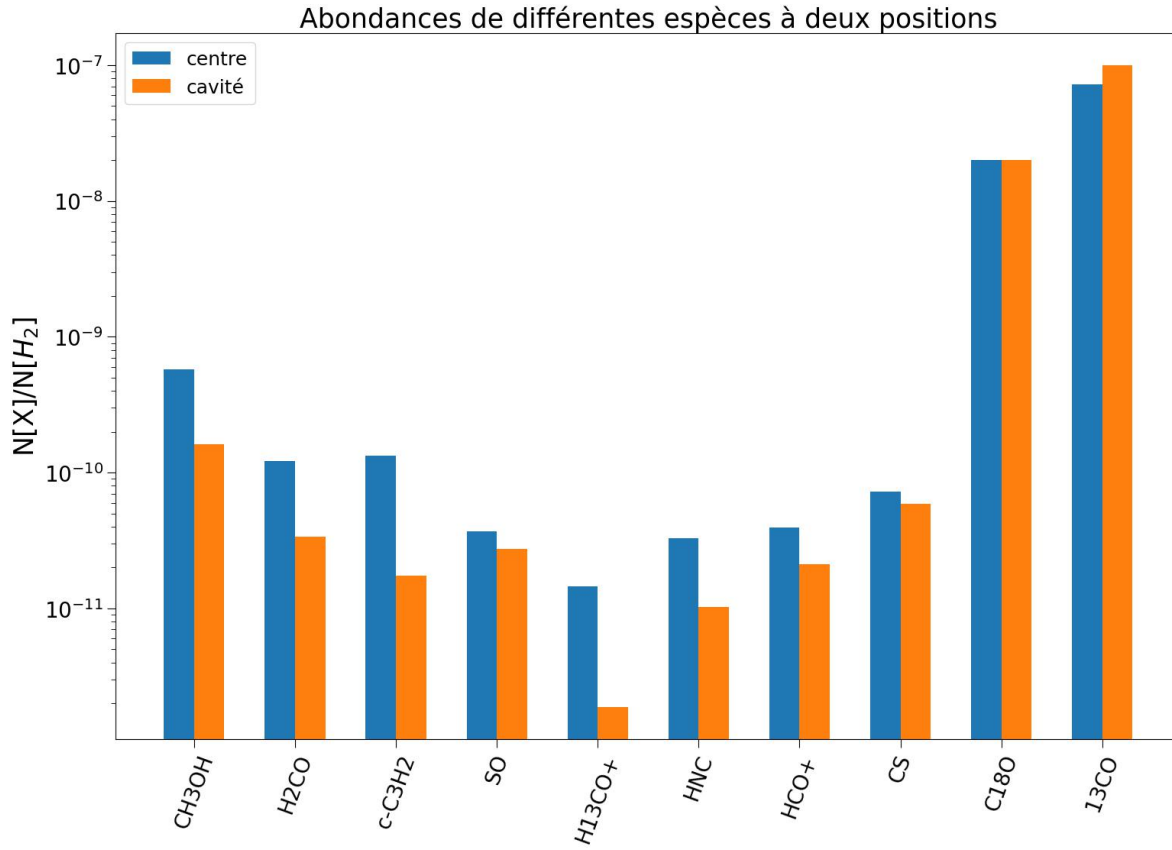


Figure 11: Histogramme des abondances calculées pour 10 molécules, au centre et dans une des cavités de L1527. Les valeurs utilisées pour cette figure sont données dans le tableau en annexe A.9. Les incertitudes sur ces valeurs sont en cours de calcul et seront ajoutées dans le futur. Cet histogramme montre bien des différences de contenu moléculaire aux deux positions.

Une autre explication pourrait être la présence d'un hot corino au centre de la proto-étoile. Ce type d'environnement étant suffisamment chaud pour sublimer les glaces, ces dernières seraient injectées en phase gazeuse.

Enfin, certains auteurs (Sakai et al. (2014), (2017)) ont suggéré l'existence d'un choc d'accrétion à la surface du disque.

4 Conclusion et perspectives

Le travail que j'ai mené durant ce stage a consisté, en grande partie à mener à bien des observations, et à les analyser. Cela a nécessité la prise en main du processus d'observations radioastronomiques, ainsi que des divers outils utilisés au télescope de 30m de l'IRAM. Cela m'a permis d'être capable, dès la deuxième semaine au télescope, de mener les observations de ce projet. J'ai aussi appris à utiliser le logiciel CLASS utilisé pour la réduction des données IRAM.

L'identification de 71 espèces différentes dans L1527 a permis d'appuyer les résultats de [Yoshida et al. \(2019\)](#) sur la complexité moléculaire de la source.

La construction de cartes d'intensités intégrées m'a permis, de manière qualitative, de montrer des différences de contenu selon la région de L1527 ciblée. Ces cartes m'auront aussi permis d'avoir une première idée de quelles molécules tracent quelles régions de la source. De plus, j'ai pu approfondir ces résultats en calculant les densités de colonne de 10 molécules à deux positions de la source (la position du disque et de la proto-étoile, et une des cavités creusée par les flots de matière), ainsi que les abondances associées.

Bien que ces dernières valeurs ne soient que des résultats préliminaires, elles permettent de mettre en lumière une différence de contenu moléculaire selon les régions étudiées.

Ces résultats seront affinés de plusieurs façons. La première sera de retravailler les valeurs d'abondances du $C^{18}O$, notamment dans les cavités. Cela permettra d'avoir des valeurs plus précises sur les abondances moléculaires.

La fusion des données prises au 30m avec les données NOEMA permettra aussi d'accéder à une bien meilleure résolution spatiale, et donc de résoudre plus de détails dans L1527. Il en découlera des résultats plus précis sur la distribution spatiale des molécules dans L1527 (notamment via des calculs d'abondances sur des régions plus fines et plus nombreuses que les deux étudiées durant ce stage). Cette étude de la chimie de l'enveloppe sera couplée à une analyse de sa cinématique et de son effondrement. Cela permettra de mieux comprendre comment son effondrement influence la composition chimique du disque protoplanétaire en formation autour de la proto-étoile.

Il sera aussi possible de comparer ces résultats avec des simulations numériques (de formation de disque et de courants d'accrétion) afin de mieux comprendre comment cette enveloppe influence la formation et la composition chimique de disque.

Sébastien MARET étant aussi impliqué dans le large program COMPASS (*Complex Organic Molecules in Protostars with ALMA Spectral Survey*) en tant que co-investigateur, il sera possible d'analyser une partie des données acquises par la collaboration sur 11 proto-étoiles de Classes 0 et I différentes, dans des environnements variés. Cela permettra de fournir une statistique sur la composition chimique de ce type d'objets, et donc de remettre L1527 en contexte par rapport à des sources similaires. Si le temps est suffisant, une analyse plus détaillée de certaines sources est aussi envisageable. Cela pourrait permettre de voir si les mêmes molécules tracent des régions aux caractéristiques physiques similaires dans deux sources différentes, et si l'enveloppe joue le même rôle dans tous les cas.

Ces différentes analyses seront l'objet de ma thèse, et permettront de mieux comprendre les étapes de la vie des proto-étoiles ainsi que les interactions entre leur enveloppe et leur disque.

Bibliographie

- Anderl, S., Maret, S., Cabrit, S., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 591, A3
- Andre, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 1999, From Pre-Stellar Cores to Protostars: The Initial Conditions of Star Formation, arXiv:astro-ph/9903284
- Aso, Y., Ohashi, N., Aikawa, Y., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 849, 56
- Caselli, P., Benson, P. J., Myers, P. C., & Tafalla, M. 2002, *The Astrophysical Journal*, 572, 238
- Caselli, P. & Ceccarelli, C. 2012, *The Astronomy and Astrophysics Review*, 20, 56
- Gaudel, M., Maury, A. J., Belloche, A., et al. 2020, *Astronomy & Astrophysics*, 637, A92
- Goldsmith, P. F. 1999
- Hollenbach, D. J. & Tielens, A. G. G. M. 1997, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35, 179
- Kramer, C. & Portal, M. S. 2023
- Le Gal, R. 2015
- Maret, S., Bergin, E. A., Neufeld, D. A., et al. 2009, *The Astrophysical Journal*, 698, 1244
- Müller, H. S., Schlöder, F., Stutzki, J., & Winnewisser, G. 2005, *Journal of Molecular Structure*, 742, 215
- Öberg, K. I. & Bergin, E. A. 2021, *Physics Reports*, 893, 1
- Ohashi, N., Hayashi, M., Ho, P. T. P., & Momose, M. 1997, *The Astrophysical Journal*, 475, 211
- Ohashi, N., Saigo, K., Aso, Y., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 796, 131
- Palla, F. 1996, in *Disks and Outflows Around Young Stars*, ed. S. Beckwith, J. Staude, A. Quetz, & A. Natta, Vol. 465 (Springer Berlin Heidelberg), 143–168, series Title: Lecture Notes in Physics
- Pety, J., Bardeau, S., & Reynier, E. 2010, IRAM-30m EMIR time sensitivity estimator.pdf
- Pickett, H. M., Cohen, E. A., Drouin, B. J., & Pearson, J. C. 2003
- Sakai, N., Oya, Y., Higuchi, A. E., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 467, L76
- Sakai, N., Oya, Y., Sakai, T., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 791, L38
- Sakai, N., Sakai, T., Hirota, T., & Yamamoto, S. 2008, *The Astrophysical Journal*, 672, 371
- Sakai, N. & Yamamoto, S. 2011, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 7, 43
- Tobin, J. J., Hartmann, L., Chiang, H.-F., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 740, 45
- Tobin, J. J., Hartmann, L., Chiang, H.-F., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 771, 48
- Tychoniec, L., Van Dishoeck, E. F., Van 'T Hoff, M. L. R., et al. 2021, *Astronomy & Astrophysics*, 655, A65
- Yoshida, K., Sakai, N., Nishimura, Y., et al. 2019, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 71, S18

A Annexes

A.1 Fenêtre atmosphérique

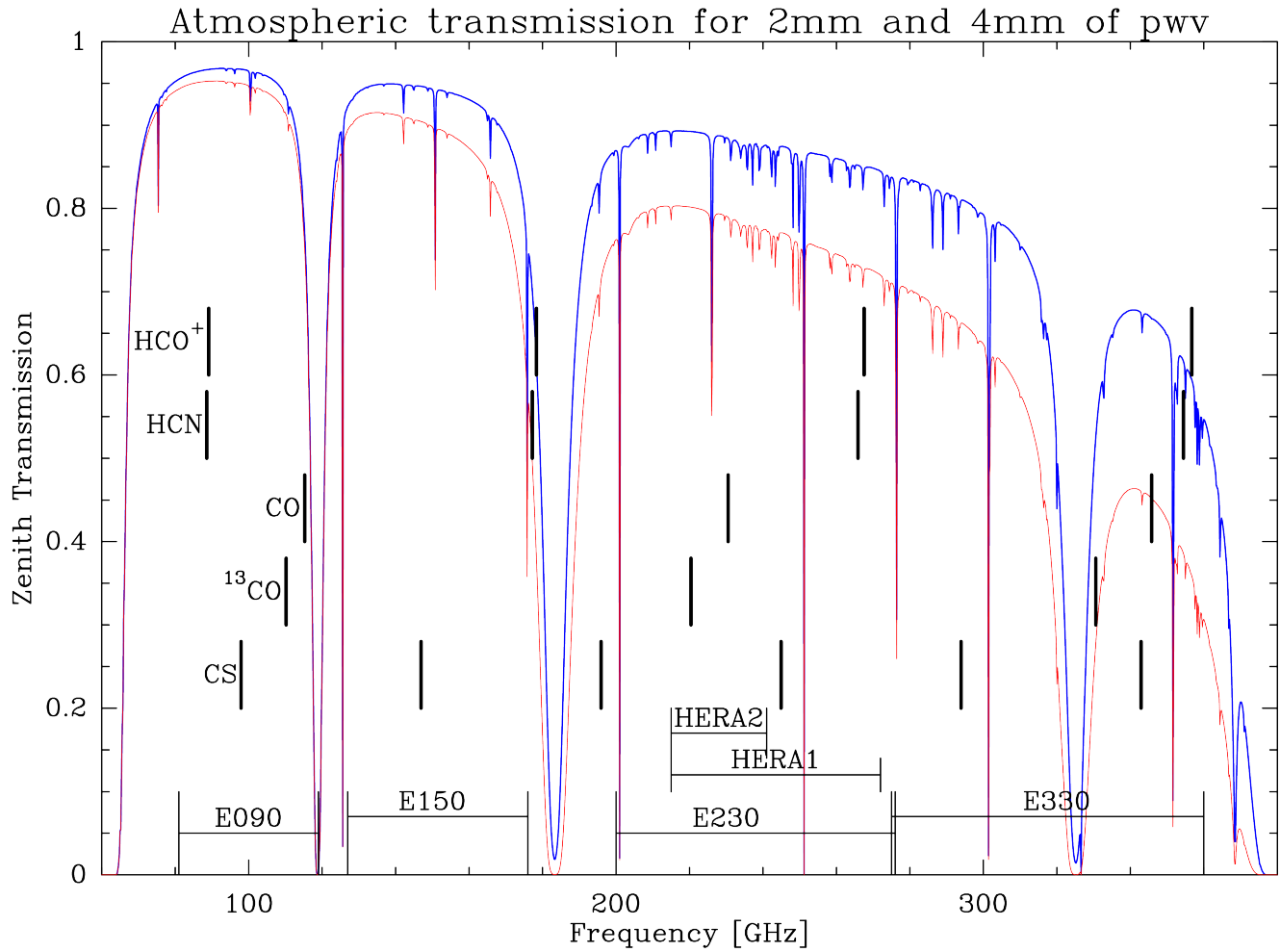


Figure 12: Fenêtres de transmission atmosphérique, entre 60 et 400 GHz, pour deux quantités de vapeurs d'eau (pwv). Les différentes bandes de fréquence du 30m d'EMIR (E090, E150, E230 et E330) sont aussi indiquées. Image tirée de la figure 1 du site <https://publicwiki.iram.es/EmirforAstronomers>

A.2 Valeurs prises pour le calcul du temps d’observation

Le tableau donne 7 toutes les informations nécessaires pour calculer les temps d’observations théoriques via la formule 2.1.

Le tableau 8 contient tous les détails des temps théoriques calculés et utilisés dans la section 2.3.3.

Paramètre	Valeur	Origine
T_{sys}	cf table 8	(1)
n_{pol}	2	(2)
η_{spec}	0.9	(2)
η_{tel}	0.5	(2)
$d\nu$	195.3 kHz	(1)
σ_{psw}	5.9 mK	(3)
$\nu_{setup-1}$	83 GHz	(4)
$\nu_{setup-2}$	91 GHz	(4)
$\nu_{setup-3}$	99 GHz	(4)
$n_{ON/OFF-setup-1}$	6	(5)
$n_{ON/OFF-setup-2}$	5	(5)
$n_{ON/OFF-setup-2}$	5	(5)
$n_{beam-setup-1}$	24	(6)
$n_{beam-setup-2}$	28	(6)
$n_{beam-setup-3}$	33	(6)

Table 7: Tableau des valeurs utilisées dans l’équation 2.1. (1) Header des fichiers.30m ; (2) Kramer & Portal (2023) ; (3) Objectif des observations ; (4) Valeur centrale de la bande ; (5) Valeur indiquée dans les scripts d’observation (Tab. 2 ; (6) Calculé à partir des formules de Pety et al. (2010)

	Setup 1 (h)				Setup 2				Setup 3			
	LO	LI	UI	UO	LO	LI	UI	UO	LO	LI	UI	UO
T_{sys} (K)	95	77	70	69	78	76	79	83	71	71	82	94
rms (mK)	7.4	5.6	5.5	5.2	6.6	6.2	6.6	7.1	5.3	4.7	5.2	6.8
Temps nécessaire (h)	21.7	14.2	11.8	11.4	17	16.2	17.5	19.3	17.6	17.6	23.4	30.8
Temps observé (h)	13.9	15.7	13.4	14.6	13.6	14.7	14.2	13.4	22.1	27.6	30.1	23.5
Temps restant (h)	7.8	-	-	-	3.4	1.5	3.3	5.9	-	-	-	7.3

Table 8: Tableau récapitulatif des bruits obtenus, et des temps d’observations nécessaires pour chaque sous-bande de chaque setup. Tous les temps indiqués sont des valeurs théoriques, calculées sur la base de Pety et al. (2010), de l’équation 2.1 et du tableau 7. Les valeurs indiquées par un - dans la dernière ligne sont celles qui auraient contenu un temps négatif. Les valeurs indiquées en rouge sont celles ayant le plus grand temps théorique restant.

A.3 Spectre L1527 non réduit

0;0 L1527 Unknown 30ME0----FO- 0:04-MAR-2024 R:09-JUN-2024
 RA: 04:39:53.87 DEC: 26:03:09.5 Eq 2000.0 Rad. 0.0° Offs: +80.0 -69.9
 Unknown tau: 0.028 Tsys: 78. Time: 28.8hr El: 63.6
 N: 204589 I0: 93696.9 V0: 6.000 Dv: -0.6533 LSR
 F0: 89640.9211 Df: 0.1953 Fi: 77139.0000

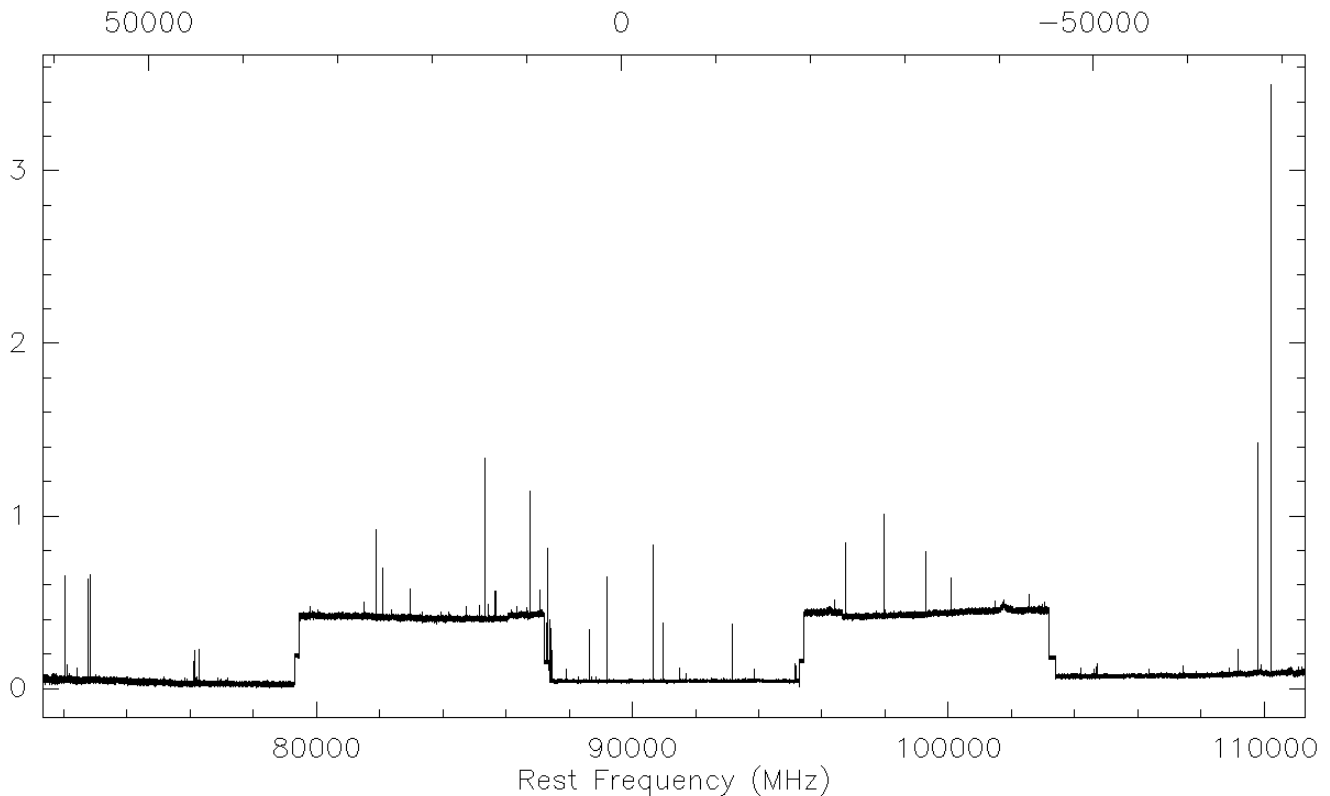


Figure 13: Spectre non réduit de L1527 s'étendant sur toute la bande de fréquence observée. Il sert à illustrer l'utilité du processus de réduction. L'axe des ordonnées représente l'intensité des raies en Kelvin. Seules les données de la première session d'observation ont été utilisées afin de faire ce spectre. A noter que le canal de référence n'a pas été choisi à la même fréquence que dans la figure 5.

A.4 Tableau des transitions détectées dans L1527

Table 9: Propriétés des transitions détectées dans L1527. Celles marquées d'une * sont celles dont une carte d'intensité intégrée à été faite.

Molécule	Fréquence (MHz)	E_{up} (K)	g_{up}	A_{ij} (s^{-1})	Transition
DCO ⁺ *	72039.24	3.46	1.0	2.19e-05	1 0 0 0 - 0 0 0 1
DCO ⁺ *	72039.30	3.46	5.0	2.19e-05	1 0 0 2 - 0 0 0 1
DCO ⁺ *	72039.35	3.46	3.0	2.19e-05	1 0 0 1 - 0 0 0 1
C ₂ D	72107.72	3.46	6.0	8.60e-07	1 2 3 - 0 1 2
C ₂ D	72109.05	3.46	2.0	7.84e-07	1 2 1 - 0 1 1
C ₂ D	72112.30	3.46	4.0	5.32e-07	1 2 2 - 0 1 1
C ₂ D	72187.71	3.46	4.0	5.34e-07	1 1 2 - 0 1 2
C ₂ D	72189.73	3.46	2.0	7.86e-07	1 1 1 - 0 1 2
DCN	72413.48	3.48	3.0	1.31e-05	1 1 - 0 1
DCN	72414.90	3.48	5.0	1.31e-05	1 2 - 0 1
DCN	72417.03	3.48	1.0	1.31e-05	1 0 - 0 1
HC ₃ N*	72783.82	15.72	51.0	2.93e-05	8 - 7
H ₂ CO*	72837.95	3.50	3.0	8.15e-06	1 0 1 - 0 0 0
CH ₃ CO ₂ H	75612.92	22.03	13.0	5.86e-09	6 6 0 0 1 - 6 3 3 0 2
DC ₃ N	75987.15	18.23	17.0	3.31e-05	9 8 - 8 7
DC ₃ N	75987.15	18.23	19.0	3.31e-05	9 9 - 8 8
DC ₃ N	75987.15	18.23	21.0	3.36e-05	9 10 - 8 9
C ₄ H	76117.43	16.44	17.0	1.94e-06	8 9 8 - 7 8 7
C ₄ H	76117.45	16.44	19.0	1.96e-06	8 9 9 - 7 8 8
C ₄ H	76156.03	16.45	15.0	1.92e-06	8 8 7 - 7 7 6
C ₄ H	76156.03	16.45	17.0	1.94e-06	8 8 8 - 7 7 7
C ₃ H	76198.72	7.83	9.0	2.12e-05	4-1 0 4 4 - 3 1 0 3 3
C ₃ H	76199.92	7.83	7.0	2.02e-05	4-1 0 4 3 - 3 1 0 3 2
C ₃ H	76204.19	7.84	9.0	2.11e-05	4 1 0 4 4 - 3-1 0 3 3
C ₃ H	76205.11	7.84	7.0	2.01e-05	4 1 0 4 3 - 3-1 0 3 2
c - C ₂ H ₂ O ₂	76259.56	31.84	21.0	8.63e-06	10 1 9 - 9 2 8
DNC	76305.73	3.66	3.0	1.60e-05	1 - 0
CH ₃ CHO	76866.44	9.33	18.0	1.43e-05	4 0 4 2 - 3 0 3 2
CH ₃ CHO	76878.95	9.23	18.0	1.43e-05	4 0 4 0 - 3 0 3 0
C ₃ OCCCO	76972.58	16.62	17.0	1.43e-05	8 - 7
N ₂ D ⁺	77107.86	3.70	3.0	2.06e-05	1 1 - 0 1
N ₂ D ⁺	77109.24	3.70	27.0	2.06e-05	1 - 0
N ₂ D ⁺	77109.61	3.70	5.0	2.06e-05	1 2 - 0 1
c - C ₃ HD	77188.37	5.72	15.0	2.81e-06	2 0 2 - 1 0 1
HC ₅ N	77214.36	55.59	177.0	4.94e-05	29 - 28
C ₂ S	77731.71	21.76	13.0	2.06e-05	6 6 - 5 5
CH ₃ CHO	79099.31	11.84	18.0	1.46e-05	4 1 3 2 - 3 1 2 2
CH ₃ CHO	79150.17	11.77	18.0	1.46e-05	4 1 3 0 - 3 1 2 0
C ₃ N	79150.60	17.09	18.0	1.83e-07	8 9 9 - 7 8 9
C ₃ N	79150.99	17.09	16.0	1.29e-05	8 9 8 - 7 8 7
C ₃ N	79150.99	17.09	18.0	1.30e-05	8 9 9 - 7 8 8
C ₃ N	79151.01	17.09	20.0	1.31e-05	8 9 10 - 7 8 9

Table 9: Propriétés des transitions détectées dans L1527. Celles marquées d'une * sont celles dont une carte d'intensité intégrée à été faite.

Molécule	Fréquence (MHz)	E_{up} (K)	g_{up}	A_{ij} (s^{-1})	Transition
CH ₃ CHO	79455.81	18.40	18.0	1.79e-08	4 2 2 2 - 3 2 2 1
c - C ₃ HD	79812.33	5.85	15.0	1.64e-05	2 1 2 - 1 0 1
HC ₅ N	79876.71	59.42	183.0	5.47e-05	30 - 29
l - C ₄ H ₂	80046.68	32.73	57.0	4.69e-05	9 1 9 - 8 1 8
c - H ¹³ CCCH	80047.53	6.30	5.0	1.83e-05	2 0 2 - 1 1 1
c - CC ¹³ CH ₂ c- CCC-13-H2	80047.54	6.30	10.0	1.66e-05	2 0 2 - 1 1 1
CH ₂ CO	80076.72	22.68	27.0	4.98e-06	4 1 4 - 3 1 3
l - C ₄ H ₂	80383.89	19.29	19.0	4.81e-05	9 0 9 - 8 0 8
C ₃ H	80412.79	27.97	7.0	9.87e-07	3 1 0 4 3 - 2-1 0 3 3
C ₃ H	80420.65	27.97	9.0	2.07e-05	3 1 0 4 4 - 2-1 0 3 3
l - C ₄ H ₂	80718.83	32.89	57.0	4.81e-05	9 1 8 - 8 1 7
c - C ₃ H ₂	80723.17	28.82	9.0	1.46e-05	4 2 2 0 - 4 1 3 0
CH ₂ CO	80832.19	9.70	9.0	5.46e-06	4 0 4 - 3 0 3
CH ₂ DC ₂ H	80902.57	11.65	11.0	1.58e-06	5 0 5 - 4 0 4
C ₂ S	81505.17	15.39	15.0	2.46e-05	6 7 - 5 6
HCC ¹³ CN	81541.99	19.57	17.0	4.09e-05	9 8 - 8 7
HCC ¹³ CN	81541.99	19.57	19.0	4.09e-05	9 9 - 8 8
HCC ¹³ CN	81541.99	19.57	21.0	4.14e-05	910 - 8 9
CH ₂ CO	81586.30	22.86	27.0	5.27e-06	4 1 3 - 3 1 2
HC ₃ N*	81881.46	19.65	57.0	4.20e-05	9 - 8
c - C ₃ H ₂	82093.56	6.43	5.0	2.07e-05	2 0 2 0 - 1 1 1 0
l - C ₃ H ₂	82395.09	23.24	27.0	4.56e-05	4 1 4 - 3 1 3
HC ₅ N	82539.04	63.38	189.0	6.04e-05	31 - 30
c - C ₃ H ₂ *	82966.20	16.05	21.0	1.09e-05	3 1 2 0 - 3 0 3 0
l - C ₃ H ₂	83165.35	9.98	9.0	5.00e-05	4 0 4 - 3 0 3
l - C ₃ H ₂	83933.70	23.43	27.0	4.82e-05	4 1 3 - 3 1 2
¹³ CCH	84151.05	4.08	2.0	4.41e-07	1 1 0 1 - 0 1 1 2
¹³ CCH	84151.35	4.04	2.0	1.37e-06	1 2 1 1 - 0 1 0 1
c - CC ¹³ CH ₂	84185.63	6.33	10.0	2.17e-05	2 1 2 - 1 0 1
DC ₃ N	84429.81	22.29	21.0	4.67e-05	10 - 9
CH ₃ OH	84521.17	40.39	11.0	1.97e-06	5-1 0 - 4 0 0
c - C ₃ H ₂	84727.70	16.14	7.0	1.15e-05	3 2 2 0 - 3 1 3 0
OCS	85139.12	16.34	15.0	1.71e-06	7 - 6
HC ¹⁸ O+*	85162.22	4.09	3.0	3.65e-05	1 - 0
HC ₅ N	85201.34	67.47	195.0	6.65e-05	32 - 31
C ¹³ CH	85229.34	4.10	6.0	1.42e-06	1 2 2 3 - 0 1 1 2
C ¹³ CH	85256.99	4.09	4.0	1.36e-06	1 2 1 2 - 0 1 0 1
C ¹³ CH	85307.46	4.10	4.0	1.29e-06	1 1 1 2 - 0 1 1 2
c - C ₃ H ₂ *	85338.89	6.45	15.0	2.55e-05	2 1 2 0 - 1 0 1 0
HCS ⁺	85347.90	6.14	5.0	1.33e-05	2 - 1
CH ₃ C ₂ H	85455.67	19.53	22.0	1.95e-06	5 1 - 4 1
CH ₃ C ₂ H	85457.30	12.30	22.0	2.03e-06	5 0 - 4 0
C ₄ H	85634.01	20.55	19.0	2.79e-06	910 9 - 8 9 8

Table 9: Propriétés des transitions détectées dans L1527. Celles marquées d'une * sont celles dont une carte d'intensité intégrée à été faite.

Molécule	Fréquence (MHz)	E_{up} (K)	g_{up}	A_{ij} (s^{-1})	Transition
C_4H	85634.02	20.55	21.0	2.80e-06	91010 - 8 9 9
c - C_3H_2	85656.43	29.07	27.0	1.67e-05	4 3 2 0 - 4 2 3 0
C_4H	85672.58	20.56	17.0	2.77e-06	9 9 8 - 8 8 7
C_4H	85672.58	20.56	19.0	2.79e-06	9 9 9 - 8 8 8
NH_2D	85926.28	20.68	27.0	7.82e-06	1 1 1 0 - 1 0 1 1
$HC^{15}N$	86054.96	4.13	3.0	2.20e-05	1 - 0
SO	86093.95	19.31	5.0	5.35e-06	2 2 - 1 1
C_2S	86181.39	23.35	13.0	2.82e-05	7 6 - 6 5
$H^{13}CN$	86338.77	4.14	3.0	2.22e-05	1 1 - 0 1
$H^{13}CN$	86340.18	4.14	5.0	2.22e-05	1 2 - 0 1
$H^{13}CN$	86342.27	4.14	1.0	2.22e-05	1 0 - 0 1
C_3O	86593.83	20.78	19.0	2.05e-05	9 - 8
HCO	86670.76	4.18	5.0	4.69e-06	1 0 1 2 2 - 0 0 0 1 1
HCO	86708.36	4.16	3.0	4.60e-06	1 0 1 2 1 - 0 0 0 1 0
C_3S	86708.38	33.29	31.0	4.76e-05	15 0 - 14 0
$H^{13}CO^{+*}$	86754.29	4.16	3.0	3.83e-05	1 - 0
HCO	86777.46	4.18	3.0	4.61e-06	1 0 1 1 1 - 0 0 0 1 1
$HN^{13}C$	87090.83	4.18	3.0	2.38e-05	1 - 0
C_2H^*	87284.16	4.19	3.0	2.81e-07	1 2 1 - 0 1 1
C_2H	87316.93	4.19	5.0	1.65e-06	1 2 2 - 0 1 1
C_2H	87328.62	4.19	3.0	1.37e-06	1 2 1 - 0 1 0
C_2H	87402.00	4.20	3.0	1.38e-06	1 1 1 - 0 1 1
C_2H	87407.16	4.20	1.0	1.66e-06	1 1 0 - 0 1 1
C_2H	87446.51	4.20	3.0	2.82e-07	1 1 1 - 0 1 0
HC_5N	87863.63	71.69	201.0	7.29e-05	33 - 32
HNCO	87925.24	10.55	9.0	8.78e-06	4 0 4 - 3 0 3
NaO	88300.35	7.27	5.0	2.07e-06	3-1 0 4 2 - 2 1 0 3 3
HCN	88630.42	4.25	3.0	2.43e-05	1 1 - 0 1
HCN	88631.85	4.25	5.0	2.43e-05	1 2 - 0 1
HCN	88633.94	4.25	1.0	2.43e-05	1 0 - 0 1
$H^{15}NC$	88865.71	4.26	3.0	1.98e-05	1 - 0
l - C_4H_2	88940.24	37.00	63.0	6.49e-05	10 11 0 - 9 1 9
C_3N	89064.34	21.37	16.0	1.84e-05	9 9 8 - 8 8 7
C_3N	89064.35	21.37	18.0	1.85e-05	9 9 9 - 8 8 8
C_3N	89064.35	21.37	20.0	1.87e-05	9 9 10 - 8 8 9
C_3N	89065.01	21.37	16.0	2.91e-07	9 9 8 - 8 8 8
HCO^{+*}	89188.52	4.28	3.0	4.19e-05	1 - 0
CH_2DOH	89407.82	6.44	5.0	2.02e-06	2 0 2 0 - 1 0 1 0
l - C_4H_2 - C_4H_2	89687.05	37.20	63.0	6.65e-05	10 1 9 - 9 1 8
HNC^*	90663.59	4.35	3.0	2.69e-05	1 - 0
C_2S	90686.38	26.12	15.0	3.34e-05	7 7 - 6 6
HC_3N	90979.02	24.01	63.0	5.79e-05	10 - 9
c - C_3H	91494.35	4.39	7.0	1.59e-05	2 1 2 3 3 - 1 1 1 2 2

Table 9: Propriétés des transitions détectées dans L1527. Celles marquées d'une * sont celles dont une carte d'intensité intégrée à été faite.

Molécule	Fréquence (MHz)	E_{up} (K)	g_{up}	A_{ij} (s^{-1})	Transition
c - C ₃ H	91497.61	4.39	5.0	1.38e-05	2 1 2 3 2 - 1 1 1 2 1
c - C ₃ H	91512.97	4.39	5.0	1.76e-06	2 1 2 3 2 - 1 1 1 2 2
c - C ₃ H	91692.75	4.40	3.0	8.87e-06	2 1 2 2 1 - 1 1 1 1 0
c - C ₃ H	91699.47	4.40	5.0	1.37e-05	2 1 2 2 2 - 1 1 1 1 1
C ₂ O	92227.85	11.01	11.0	6.93e-06	4 5 - 3 4
¹³ CS	92494.31	6.66	5.0	1.42e-05	2 - 1
DC ₃ N	92872.38	26.74	23.0	6.24e-05	11 - 10
HDCS	92981.60	8.93	7.0	1.10e-05	3 0 3 - 2 0 2
N ₂ H ⁺	93171.88	4.47	9.0	3.63e-05	1 1 - 0 1
N ₂ H ⁺	93173.70	4.47	15.0	3.63e-05	1 2 - 0 1
N ₂ H ⁺	93176.13	4.47	3.0	3.63e-05	1 0 - 0 1
CH ₃ CHO	93580.91	15.75	22.0	2.53e-05	5 1 5 0 - 4 1 4 0
CH ₃ CHO	93595.23	15.82	22.0	2.53e-05	5 1 5 1 - 4 1 4 1
C ₂ S	93870.11	19.89	17.0	3.80e-05	7 8 - 6 7
C ₄ H	95150.39	25.11	21.0	3.85e-06	101110 - 910 9
C ₄ H	95150.40	25.11	23.0	3.87e-06	101111 - 91010
C ₄ H	95188.95	25.13	19.0	3.83e-06	1010 9 - 9 9 8
C ₄ H	95188.95	25.13	21.0	3.85e-06	101010 - 9 9 9
c - C ₃ HD	95994.08	7.56	15.0	4.52e-06	2 1 1 - 1 1 0
C ³⁴ S	96412.94	6.94	5.0	1.61e-05	2 - 1
CH ₂ DC ₂ H	96691.59	21.70	13.0	2.90e-06	6 1 6 - 5 1 5
CH ₃ OH	96739.36	12.54	5.0	2.56e-06	2-1 0 - 1-1 0
CH ₃ OH	96741.37	6.97	5.0	3.41e-06	2 0 + 0 - 1 0 + 0
CH ₃ OH	96744.54	20.09	5.0	3.41e-06	2 0 0 - 1 0 0
CH ₂ DC ₂ H	97080.73	16.31	13.0	3.02e-06	6 0 6 - 5 0 5
C ³³ S	97172.06	7.00	20.0	1.64e-05	2 0 - 1 0
OCS	97301.21	21.01	17.0	2.58e-06	8 - 7
³⁴ SO	97715.32	9.09	7.0	1.07e-05	2 3 - 1 2
CH ₃ CDO	97812.31	15.86	11.0	3.00e-05	5 1 4 2 - 4 1 3 2
l - C ₄ H ₂	97833.63	41.69	69.0	8.69e-05	11 111 - 10 110
CS*	97980.95	7.05	5.0	1.69e-05	2 - 1
C ₃ H	97995.17	12.54	11.0	4.68e-05	4-1 0 5 5 - 4 1 0 4 4
C ₃ H	97995.91	12.54	9.0	4.55e-05	4-1 0 5 4 - 4 1 0 4 3
C ₃ H	98011.61	12.54	11.0	4.66e-05	4 1 0 5 5 - 4-1 0 4 4
C ₃ H	98012.52	12.54	9.0	4.53e-05	4 1 0 5 4 - 4-1 0 4 3
l - C ₄ H ₂	98244.93	28.29	23.0	8.87e-05	11 011 - 10 010
l - C ₄ H ₂	98655.09	41.93	69.0	8.91e-05	11 110 - 10 1 9
SO*	99299.87	9.23	7.0	1.15e-05	2 3 - 1 2
C ₂ S	99866.52	28.14	15.0	4.46e-05	8 7 - 7 6
HC ₃ N	100076.39	28.82	69.0	7.74e-05	11 - 10
c - ¹³ CCCH	100079.14	65.90	14.0	7.47e-06	6 3 3 6 6 7 - 6 3 4 7 6 7
CH ₂ CO	100094.51	27.48	33.0	1.02e-05	5 1 5 - 4 1 4
C ₅ D	101463.59	57.14	44.0	1.41e-04	22 12322 - 21-12221
C ₅ D	101464.69	57.14	44.0	2.92e-07	22 12322 - 21-12222

Table 9: Propriétés des transitions détectées dans L1527. Celles marquées d'une * sont celles dont une carte d'intensité intégrée à été faite.

Molécule	Fréquence (MHz)	E_{up} (K)	g_{up}	A_{ij} (s^{-1})	Transition
C ₅ D	101464.72	57.14	46.0	2.80e-07	22 12323 - 21-12223
C ₅ D	101469.02	57.14	44.0	1.45e-10	22-12322 - 21 12223
H ₂ CS	101477.80	22.91	21.0	1.26e-05	3 1 3 - 2 1 2
CH ₂ CO	101981.39	27.76	33.0	1.08e-05	5 1 4 - 4 1 3
CH ₂ C ₂ H	102546.02	24.45	26.0	3.46e-06	6 1 - 5 1
CH ₂ C ₂ H	102547.98	17.23	26.0	3.56e-06	6 0 - 5 0
l - C ₃ H ₂	102992.38	28.19	33.0	9.33e-05	5 1 5 - 4 1 4
H ₂ CS	103040.45	9.89	7.0	1.48e-05	3 0 3 - 2 0 2
l - C ₃ H ₂	103952.93	14.97	11.0	9.99e-05	5 0 5 - 4 0 4
c - C ₃ HD	104187.13	10.85	21.0	3.96e-05	3 0 3 - 2 1 2
H ₂ CS	104617.04	23.23	21.0	1.38e-05	3 1 2 - 2 1 1
C ₄ H	104666.57	30.14	23.0	5.15e-06	111211 - 101110
C ₄ H	104666.57	30.14	25.0	5.17e-06	111212 - 101111
C ₄ H	104705.11	30.16	21.0	5.13e-06	111110 - 1010 9
C ₄ H	104705.11	30.16	23.0	5.15e-06	111111 - 101010
¹³ C ¹⁸ O	104711.40	5.03	4.0	5.46e-08	1 2 - 0 1
¹³ C ¹⁸ O	104711.40	5.03	2.0	5.46e-08	1 1 - 0 1
c - C ₃ HD	104799.71	10.88	21.0	7.29e-06	3 1 3 - 2 1 2
C ₂ H ₅ O ₂ CH	104870.34	28.91	23.0	1.51e-06	11 4 8 0 - 11 3 9 0
l - C ₃ H ₂	104915.58	28.46	33.0	9.86e-05	5 1 4 - 4 1 3
C ₃ O	105835.60	30.48	23.0	3.77e-05	11 - 10
C ₂ S	106347.73	25.00	19.0	5.56e-05	8 9 - 7 8
c - C ₃ HD	106811.09	10.85	21.0	7.87e-06	3 0 3 - 2 0 2
c - C ₃ HD	107423.67	10.88	21.0	4.46e-05	3 1 3 - 2 0 2
l - C ₄ H ₂	107622.95	47.10	75.0	1.16e-04	12 111 - 11 110
¹³ CN	108426.89	5.23	3.0	6.26e-06	1 1 0 1 - 0 1 1 2
¹³ CN	108651.30	5.21	5.0	9.78e-06	1 2 1 2 - 0 1 0 1
¹³ CN	108782.37	5.25	5.0	7.75e-06	1 2 2 2 - 0 1 1 1
CH ₃ OH	108893.95	13.12	1.0	1.47e-05	0 0 0 - 1-1 0
CH ₃ C ₂ D	109023.22	49.98	30.0	3.81e-06	7 2 - 6 2
CH ₃ C ₂ D	109031.21	20.93	30.0	4.15e-06	7 0 - 6 0
HC ₃ N	109173.63	34.06	75.0	1.01e-04	12 - 11
SO	109252.22	21.05	5.0	1.10e-05	3 2 - 2 1
H ₂ NC ₃ N	109673.65	86.22	153.0	5.15e-07	26 - 25
H ₂ NC ₃ N	109673.65	86.22	159.0	3.84e-07	26 - 25
H ₂ NC ₃ N	109673.66	86.22	147.0	4.83e-07	26 - 25
C ¹⁸ O*	109782.17	5.27	3.0	6.27e-08	1 - 0
HNCO	109905.75	15.82	11.0	1.75e-05	5 0 5 - 4 0 4
C ¹⁵ N	110024.59	5.28	5.0	1.09e-05	1 2 2 - 0 1 1
NH ₂ D	110152.10	21.26	1.0	1.65e-05	1 1 1 1 0 - 1 0 1 0 1
¹³ CO*	110201.35	5.29	3.0	6.33e-08	1 - 0

A.5 Spectres de L1527 à différentes positions

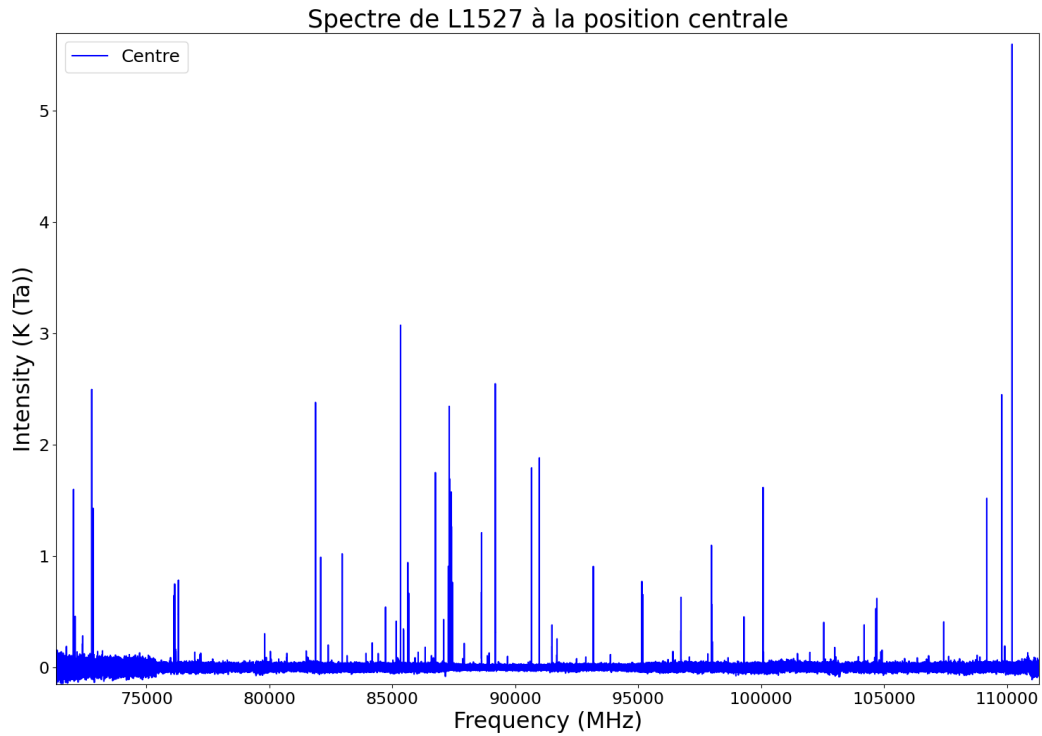


Figure 14: *Spectre de L1527 pris à la position centrale de la région observée et sur toute la bande spectrale. L'intensité est en température d'antenne.*

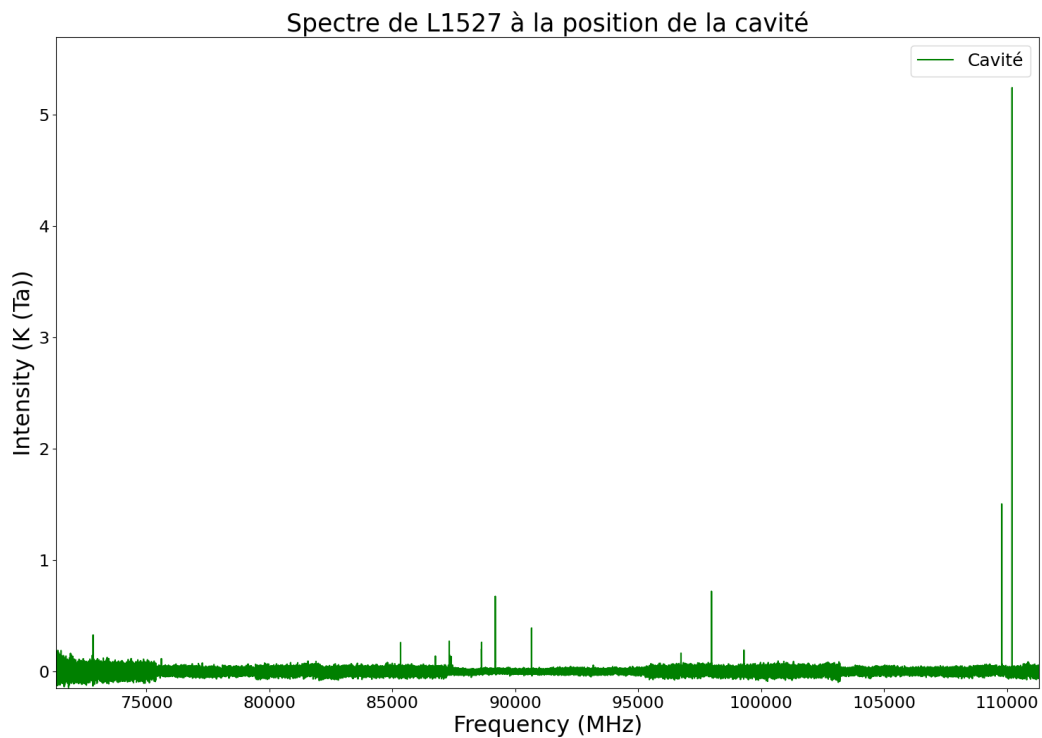


Figure 15: *Spectre de L1527 pris à la position de la cavité (+75" en RA et +0" en DEC par rapport au centre) et sur toute la bande spectrale. L'intensité est en température d'antenne.*

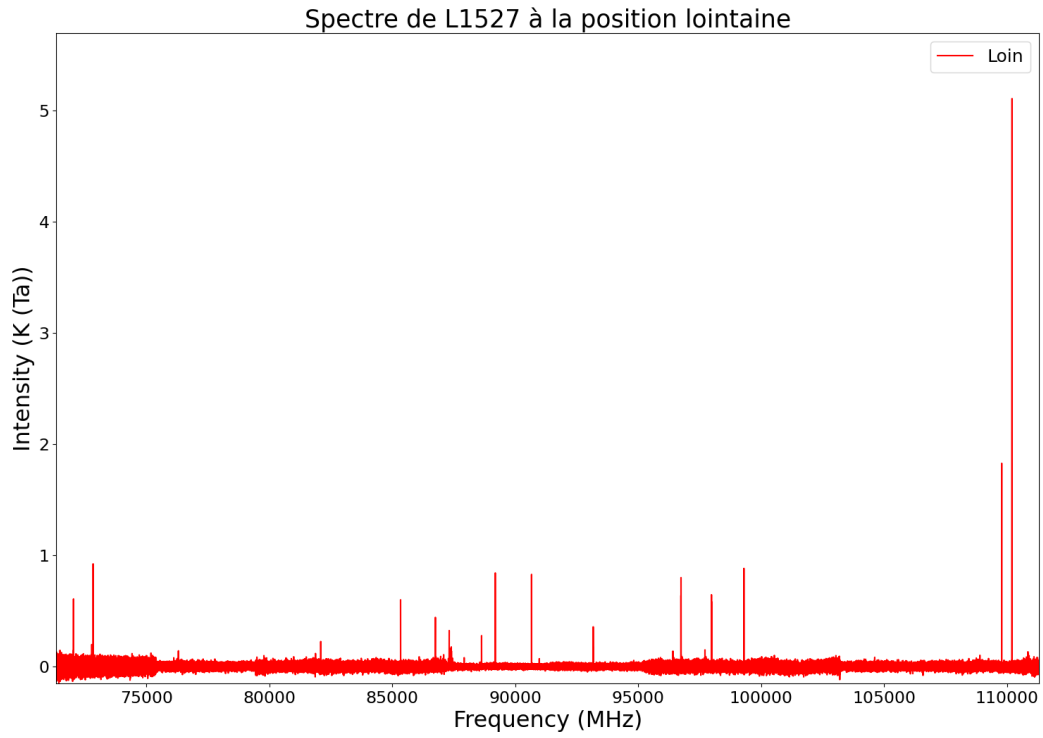


Figure 16: Spectre de L1527 pris à la position arbitraire lointaine ($+75''$ en RA et $+75''$ en DEC par rapport au centre) et sur toute la bande spectrale. L'intensité est en température d'antenne.

A.6 Cartes de moment 0

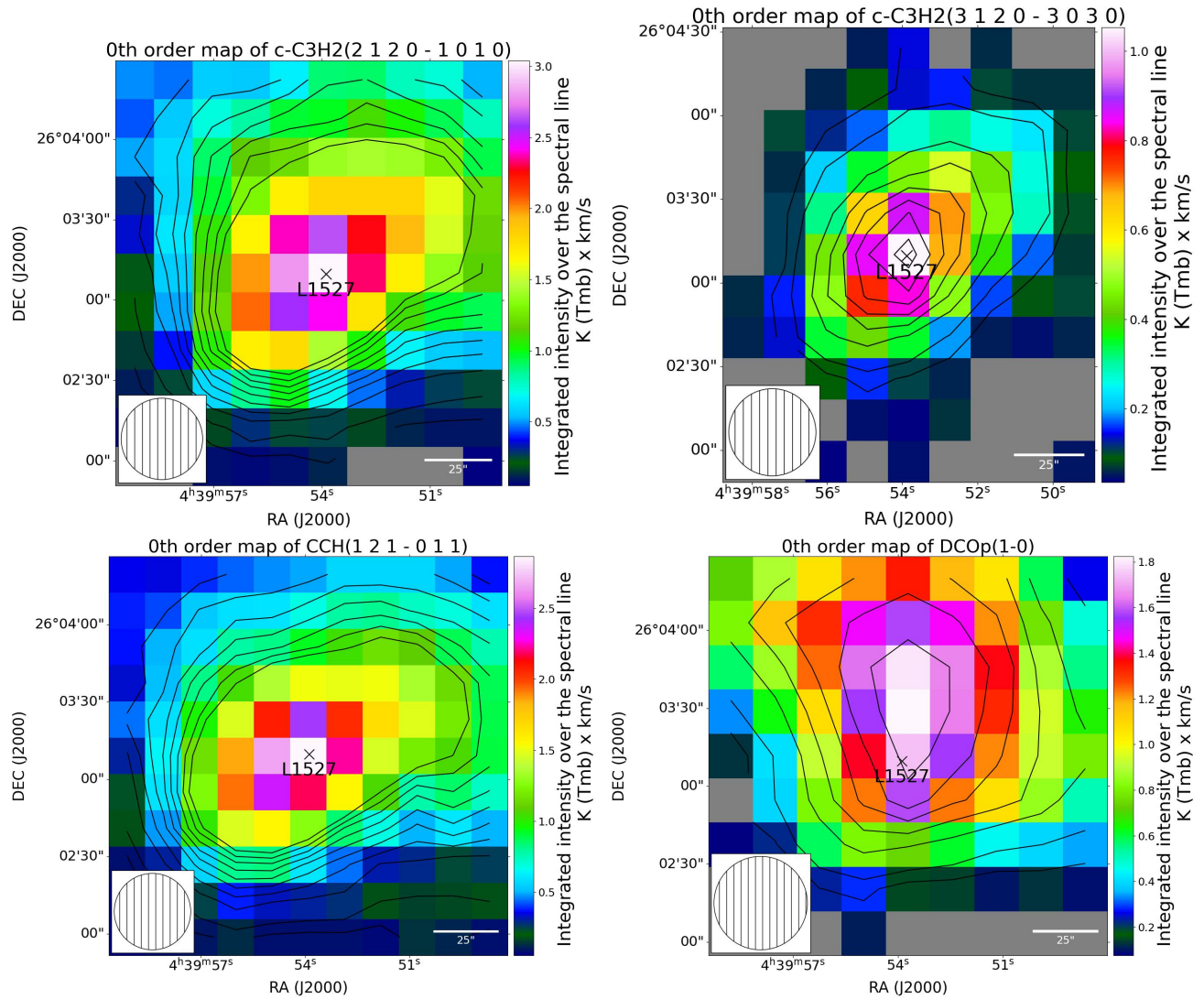


Figure 17: Carte du $c\text{-C}_3\text{H}_2(2120 - 1010)$ à 85339MHz (en haut à gauche), du $c\text{-C}_3\text{H}_2(3120 - 3030)$ à 82966MHz (en haut à droite), du $\text{C}_2\text{H}(121 - 011)$ à 87284MHz (en bas à gauche), et du $\text{DCO}^+(1-0)$ à 72039MHz (en bas à droite). Les coordonnées sont toutes en absolu. Les pixels gris sont ceux contenant des NaN.

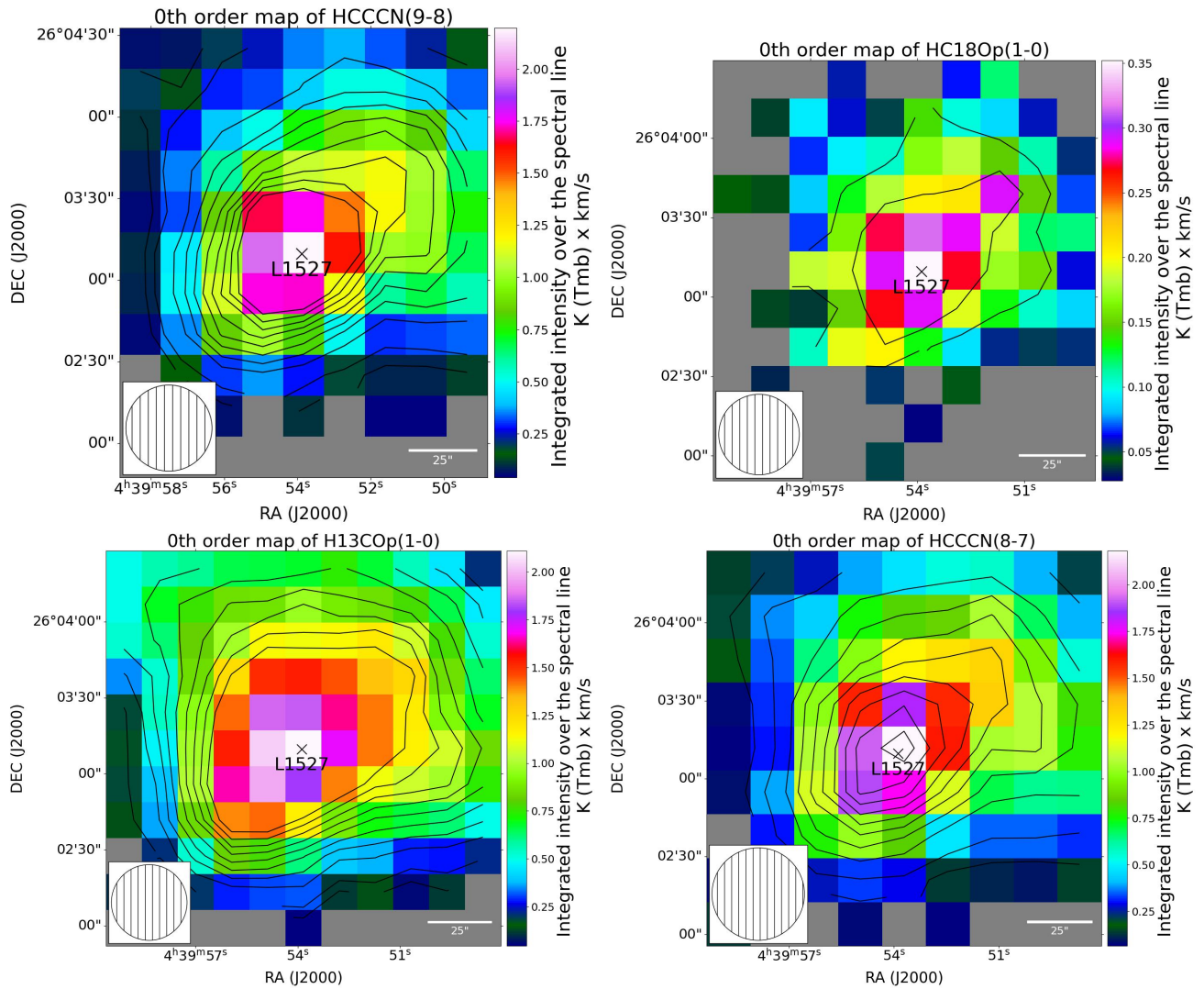


Figure 18: Carte du $HC_3N(9-8)$ à 81881MHz (en haut à gauche), du $HC^{18}O^+(1-0)$ à 85162MHz (en haut à droite), du $H^{13}CO^+(1-0)$ à 86754MHz (en bas à gauche), et du $HC_3N(8-7)$ à 72784MHz (en bas à droite). Les coordonnées sont toutes en absolu.

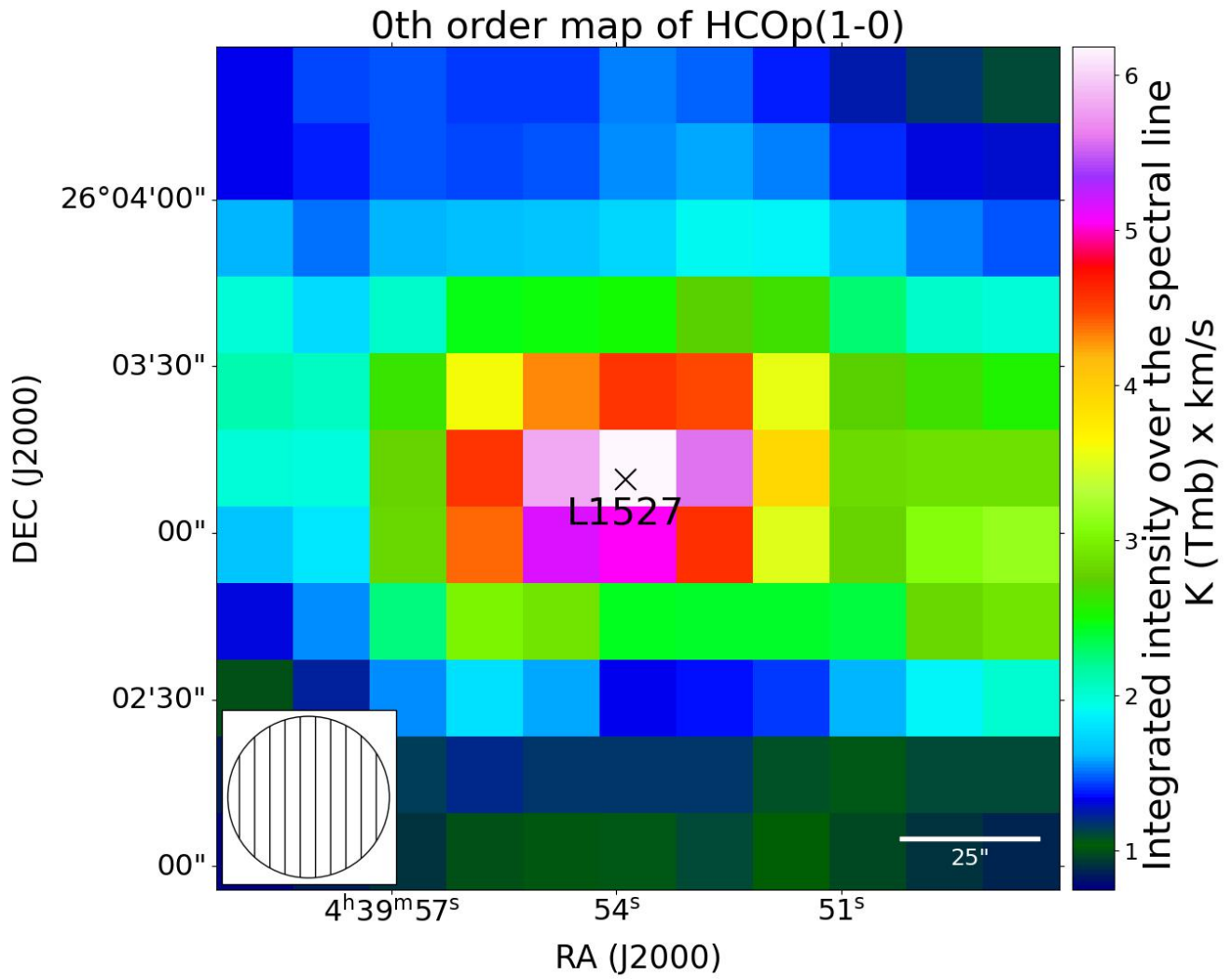


Figure 19: Carte du $HCO^+(1-0)$ à 89189MHz. Les coordonnées sont en absolu. Les pixels gris sont ceux contenant des NaN.

A.7 Cartes de moment 1

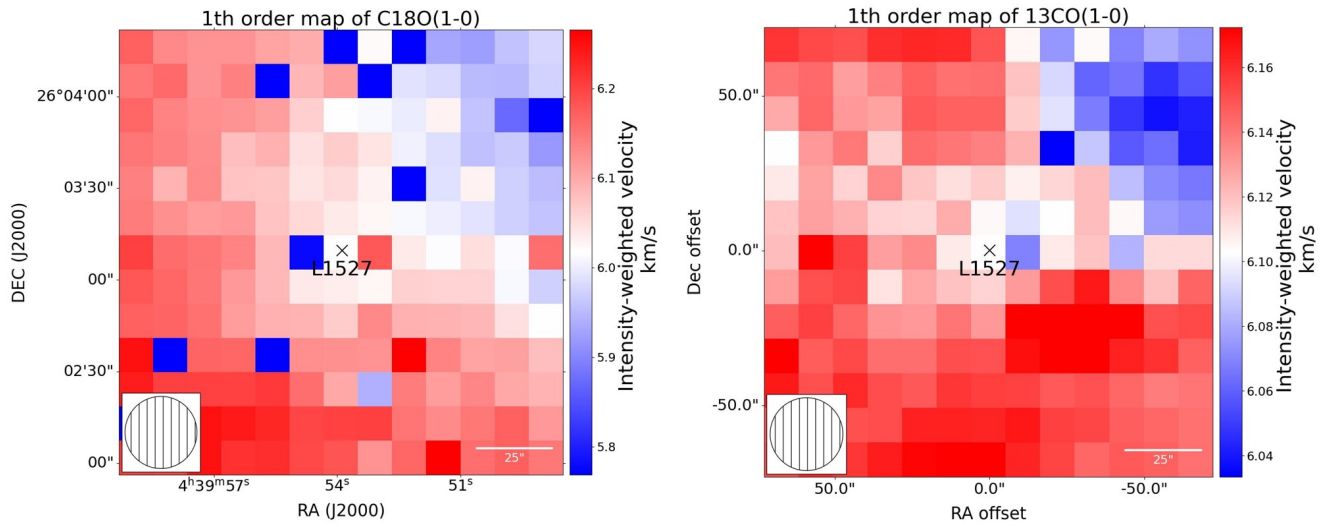


Figure 20: Carte du $C^{18}O(1-0)$ à 109782MHz (à gauche) et du $^{13}CO(1-0)$ à 110201MHz (à droite). Les deux cartes semblent indiquer une vitesse légèrement moins élevée que la vitesse systémique de L1527 dans la partie Nord-Est des cartes.

A.8 Diagrammes rotationnels

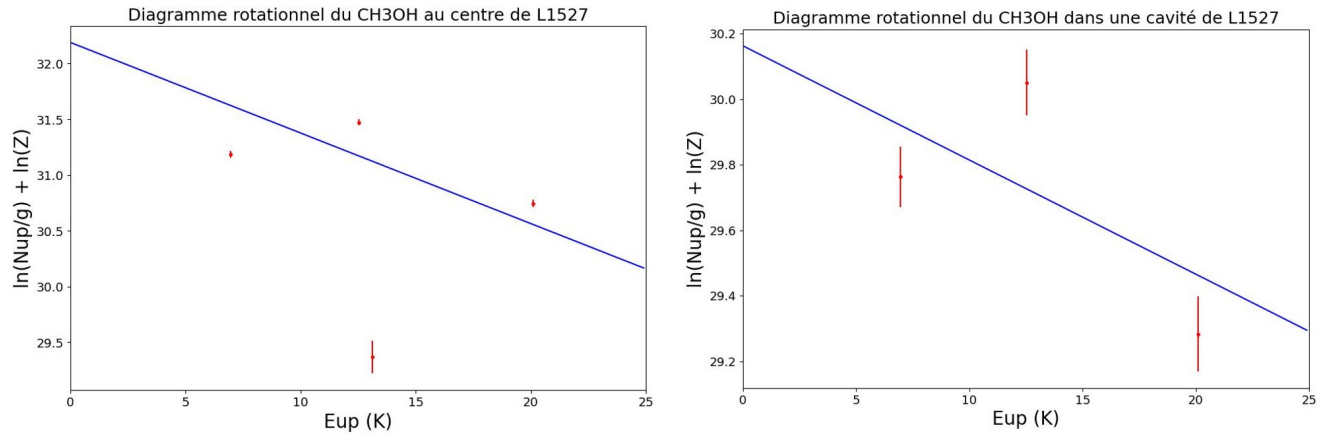


Figure 21: Diagrammes rotationnels du CH₃OH au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K pour la position centrale. La valeur de température déduite à partir du diagramme à la cavité est de 28.7K.

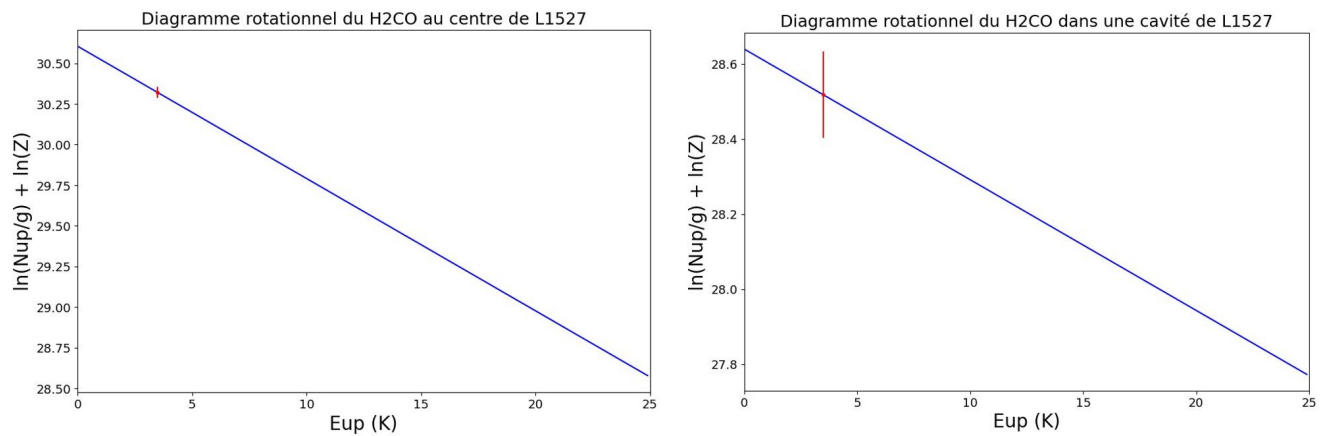


Figure 22: Diagrammes rotationnels du H₂CO au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

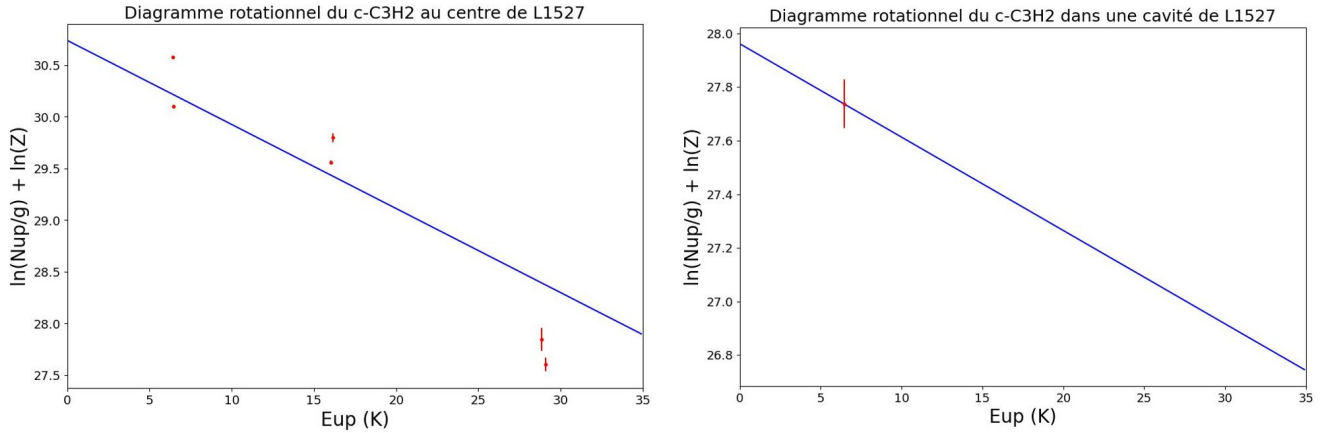


Figure 23: Diagrammes rotationnels du $c-C_3H_2$ au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

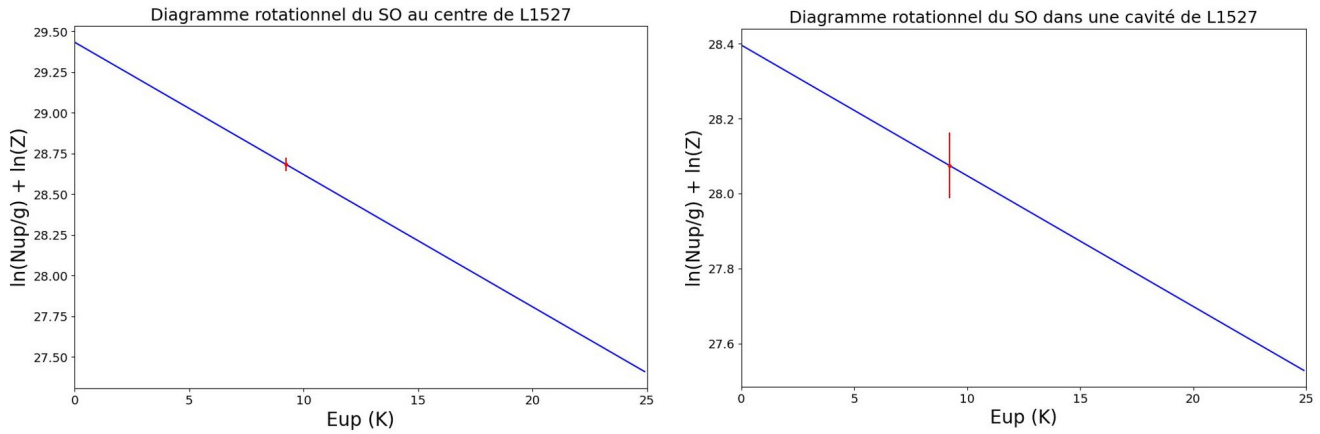


Figure 24: Diagrammes rotationnels du SO au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

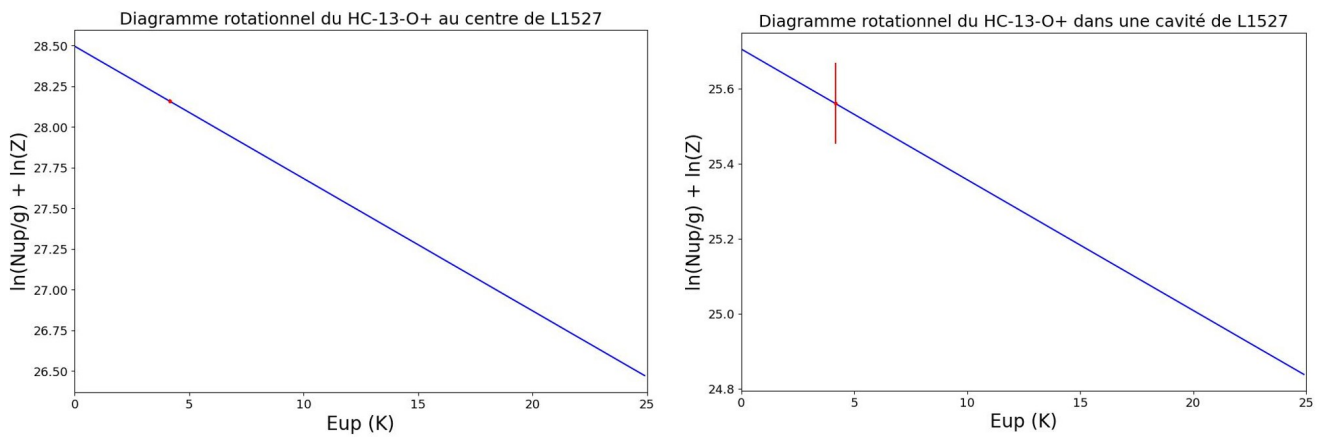


Figure 25: Diagrammes rotationnels du $H^{13}CO^+$ au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

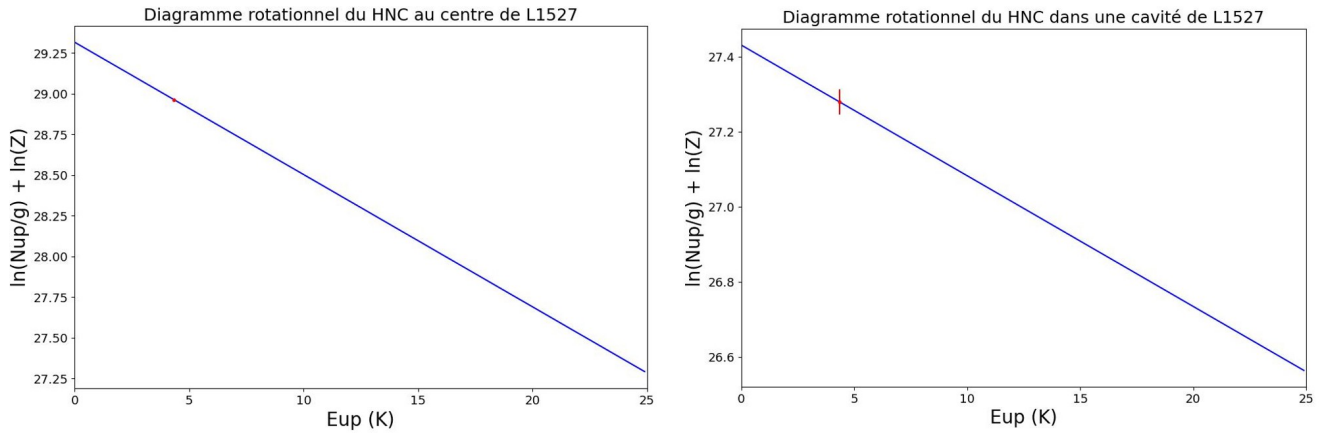


Figure 26: Diagrammes rotationnels du HNC au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

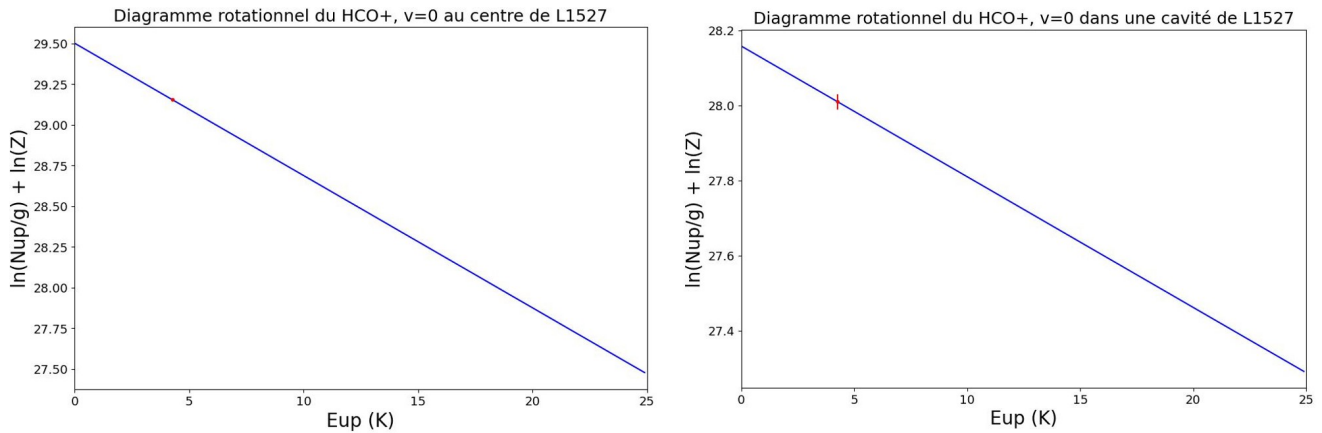


Figure 27: Diagrammes rotationnels du HCO+ au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

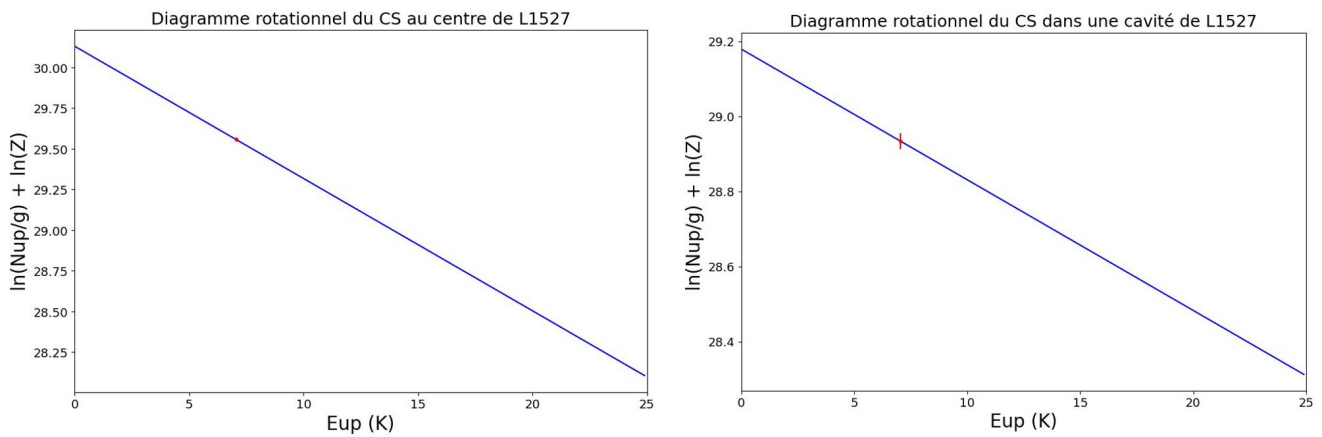


Figure 28: Diagrammes rotationnels du CS au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

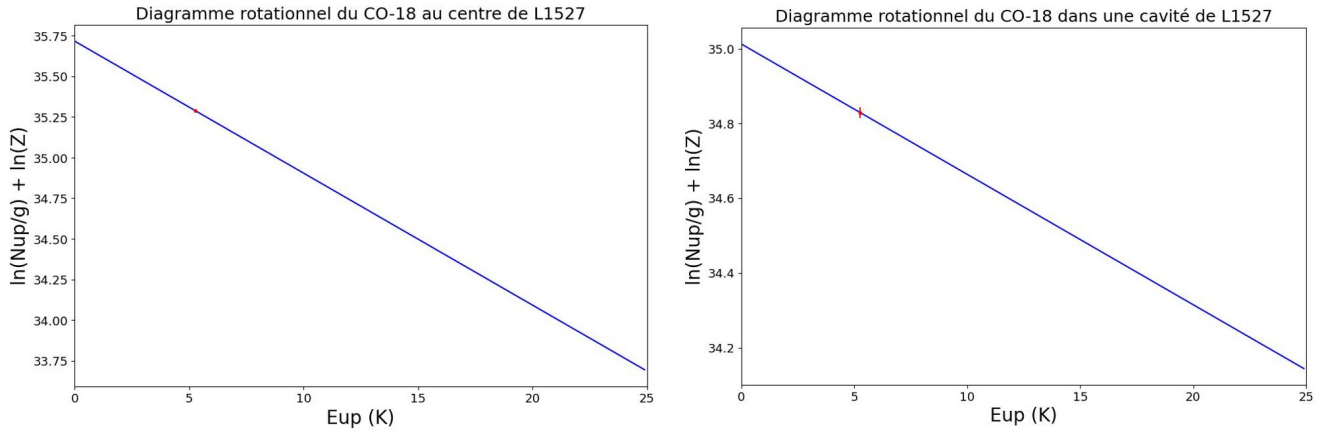


Figure 29: Diagrammes rotationnels du $H^{13}CO^+$ au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

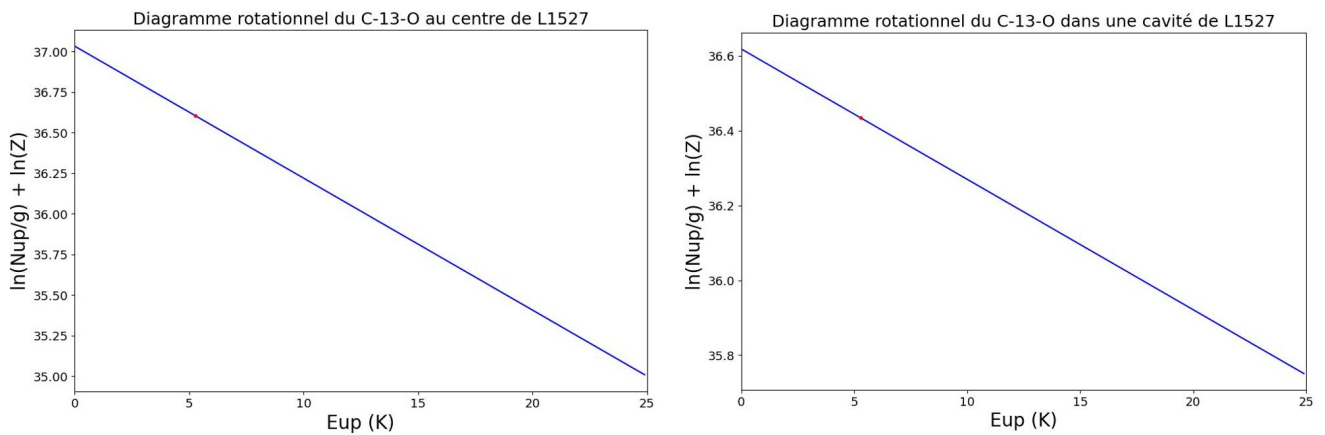


Figure 30: Diagrammes rotationnels du ^{13}CO au centre de L1527 (à gauche) et dans une des cavités (à droite). La valeur de température est imposée à 12.3K à gauche et à 28.7K à droite.

A.9 Valeurs et histogramme des densités de colonnes

	Densité de colonne (cm^{-2})		Abondances	
	Centre	Cavité	Centre	Cavité
CH_3OH	$(9.5 \pm 0.5) \times 10^{13}$	$(1.3 \pm 0.2) \times 10^{13}$	5.8×10^{-10}	1.6×10^{-10}
H_2CO	$(2 \pm 0.005) \times 10^{13}$	$(2.7 \pm 0.002) \times 10^{12}$	1.2×10^{-10}	3.4×10^{-11}
$c - \text{C}_3\text{H}_2$	$(2.2 \pm 0.03) \times 10^{13}$	$(1.4 \pm 0.003) \times 10^{12}$	1.3×10^{-10}	1.8×10^{-11}
SO	$(6.1 \pm 0.003) \times 10^{12}$	$(2.2 \pm 0.002) \times 10^{12}$	3.7×10^{-11}	2.8×10^{-11}
H^{13}CO^+	$(2.4 \pm 0.002) \times 10^{12}$	$(1.5 \pm 0.009) \times 10^{11}$	1.5×10^{-11}	1.9×10^{-12}
HNC	$(5.4 \pm 0.002) \times 10^{12}$	$(8.2 \pm 0.01) \times 10^{11}$	3.3×10^{-11}	1.0×10^{-11}
HCO^+	$(6.5 \pm 0.003) \times 10^{12}$	$(1.7 \pm 0.002) \times 10^{12}$	3.9×10^{-11}	2.1×10^{-11}
CS	$(1.2 \pm 0.0003) \times 10^{13}$	$(4.7 \pm 0.002) \times 10^{12}$	7.3×10^{-11}	5.9×10^{-11}
C^{18}O	$(3.3 \pm 0.0008) \times 10^{15}$	$(1.6 \pm 0.0008) \times 10^{15}$	2.0×10^{-8}	2.0×10^{-8}
^{13}CO	$(1.2 \pm 0.0001) \times 10^{16}$	$(8.0 \pm 0.0009) \times 10^{15}$	7.3×10^{-8}	1×10^{-7}

Table 10: Tableau résumant les valeurs de densités de colonne et d'abondances pour les 10 molécules étudiées, à deux positions différentes : le centre de L1527 et une des deux cavités. La densité de colonne de H_2 au centre est de 1.65×10^{23} , et de 8×10^{22} dans la cavité. Les incertitudes sur les densités de colonnes étant très petites (et les paramètres les influençant le plus n'ayant pas été pris en compte) elles n'ont pas été propagées sur les abondances.

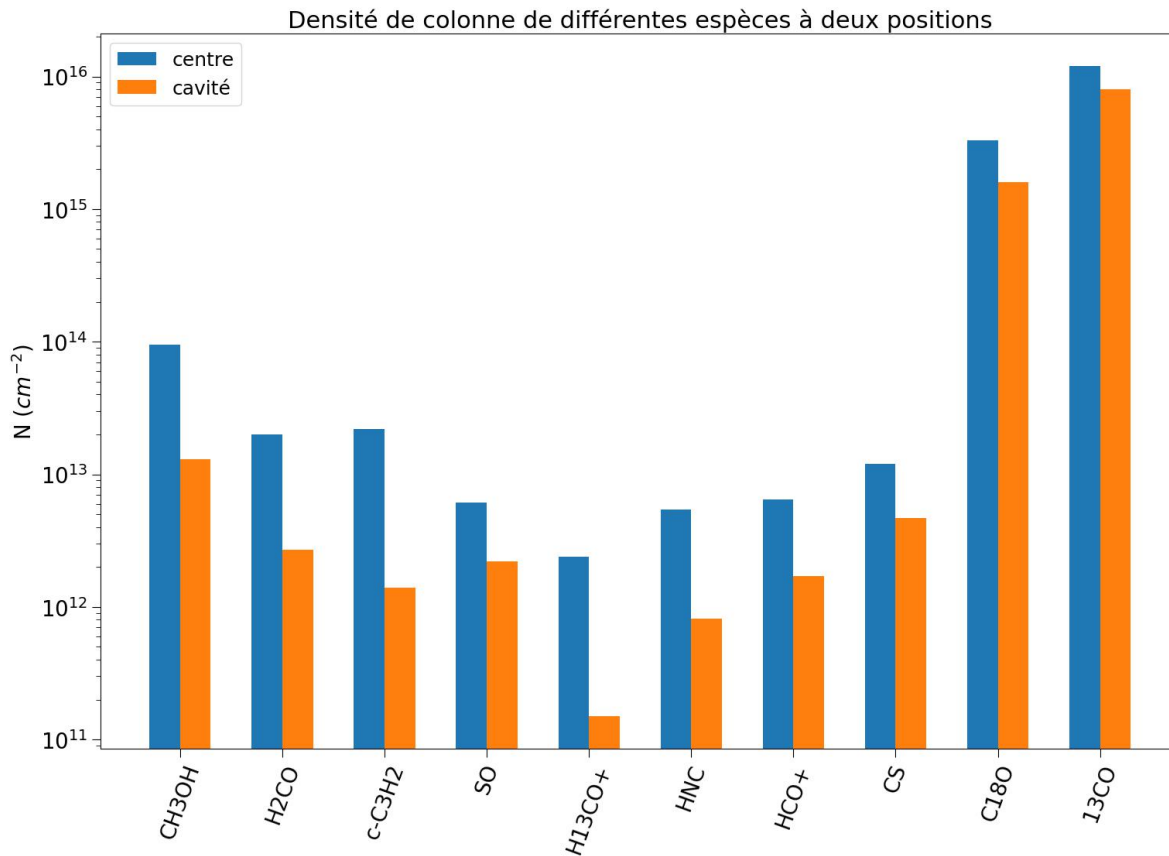


Figure 31: Histogramme des densités de colonne de différentes molécules. Les valeurs utilisées sont celles présentées dans le tableau 10.