

Composition et structure des silicates jeunes

Les enveloppes des étoiles évoluées riches en oxygène constituent les principaux sites de formation de la poussière réfractaire riche en oxygène, c'est-à-dire des silicates et des oxydes interstellaires. On verra dans ce chapitre qu'une modélisation simple des spectres permet d'identifier rapidement les silicates cristallins, mais qu'il est nécessaire de tenir compte du transfert radiatif et de la distribution de température des grains pour effectuer une analyse quantitative plus complète. L'étude de la poussière dans ce type d'environnement donne accès à sa composition physico-chimique peu après, voire pendant sa formation, avant que les grains n'aient évolué suite à leur séjour dans le MIS. On peut espérer également, à l'aide de ces études, vérifier et/ou contraindre les modèles de nucléation et de croissance des grains.

3.1 Les étoiles évoluées

Le terme “étoiles évoluées” désigne les étoiles de type spectral M. Elles ont, dans la représentation de Hertzsprung-Russel, quitté la séquence principale. Tout l'hydrogène

du noyau a été consommé et les réactions nucléaires s'effectuent à partir des éléments plus lourds tels que He ou C, N et O, selon le stade d'évolution après la séquence principale. L'évolution des étoiles dépend de leur masse dans la séquence principale (M_{SP}). Les étoiles de masse M_{SP} inférieure à $5 M_{\odot}$, c'est-à-dire 95 à 98 % des étoiles, passent par la phase AGB puis deviennent des nébuleuses planétaires tandis que les étoiles plus massives évoluent très rapidement et explosent en supernova (par exemple Habing (1996)).

Les étoiles AGB sont caractérisées par leur perte de masse. Des mouvements de convection amènent à la surface de l'étoile les éléments synthétisés en leur cœur. Ces éléments vont participer à la formation de la poussière qui est ensuite éjectée dans le MIS par les vents stellaires. Le taux de perte de masse, qui varie entre 10^{-7} et $10^{-3} M_{\odot}/\text{an}$, reflète le stade d'évolution de l'étoile ainsi que sa masse dans la séquence principale : une forte perte de masse indique un stade d'évolution avancé de l'étoile et/ou une masse élevée.

Les étoiles OH/IR sont des étoiles AGB caractérisées par un fort taux de perte de masse (jusqu'à $10^{-4} M_{\odot}/\text{an}$), une épaisse enveloppe de poussière riche en oxygène et une émission maser OH à 1612, 1665, 1667 MHz. Ce sont des objets très éteints et le mode d'élongation des silicates à $9.8 \mu\text{m}$ est observé en absorption dans leurs spectres (voir Habing (1996) et références citées). On pense que les étoiles Mira, étoiles AGB de faible perte de masse ($\dot{M} \leq 10^{-7} M_{\odot}/\text{an}$), sont les précurseurs des étoiles OH/IR (van der Veen & Habing, 1988).

3.2 Étoiles évoluées : étude qualitative

Nous illustrons dans ce paragraphe comment, par l'utilisation de spectres de laboratoire de minéraux terrestres cristallins, couplée à une modélisation sommaire des objets, il est possible d'obtenir rapidement l'identification des principales bandes cristallines.

Nous présentons les résultats pour les trois étoiles CPD-56 8032 (nébuleuse planétaire), IRAS 09425-4060 (étoile AGB riche en carbone) et IRAS 18184-1302 (MWC 922) (nommées par la suite CPD56, IRAS 09425 et IRAS 18184). Il faut noter que le stade d'évolution de cette dernière étoile est assez incertain et il est possible qu'il s'agisse d'une étoile jeune et non d'une étoile post-séquence principale (Barlow, 1998). Nous l'avons tout de même incluse dans cette étude car la méthode d'analyse reste la même. Cependant, la poussière de cette source ne peut être considérée avec

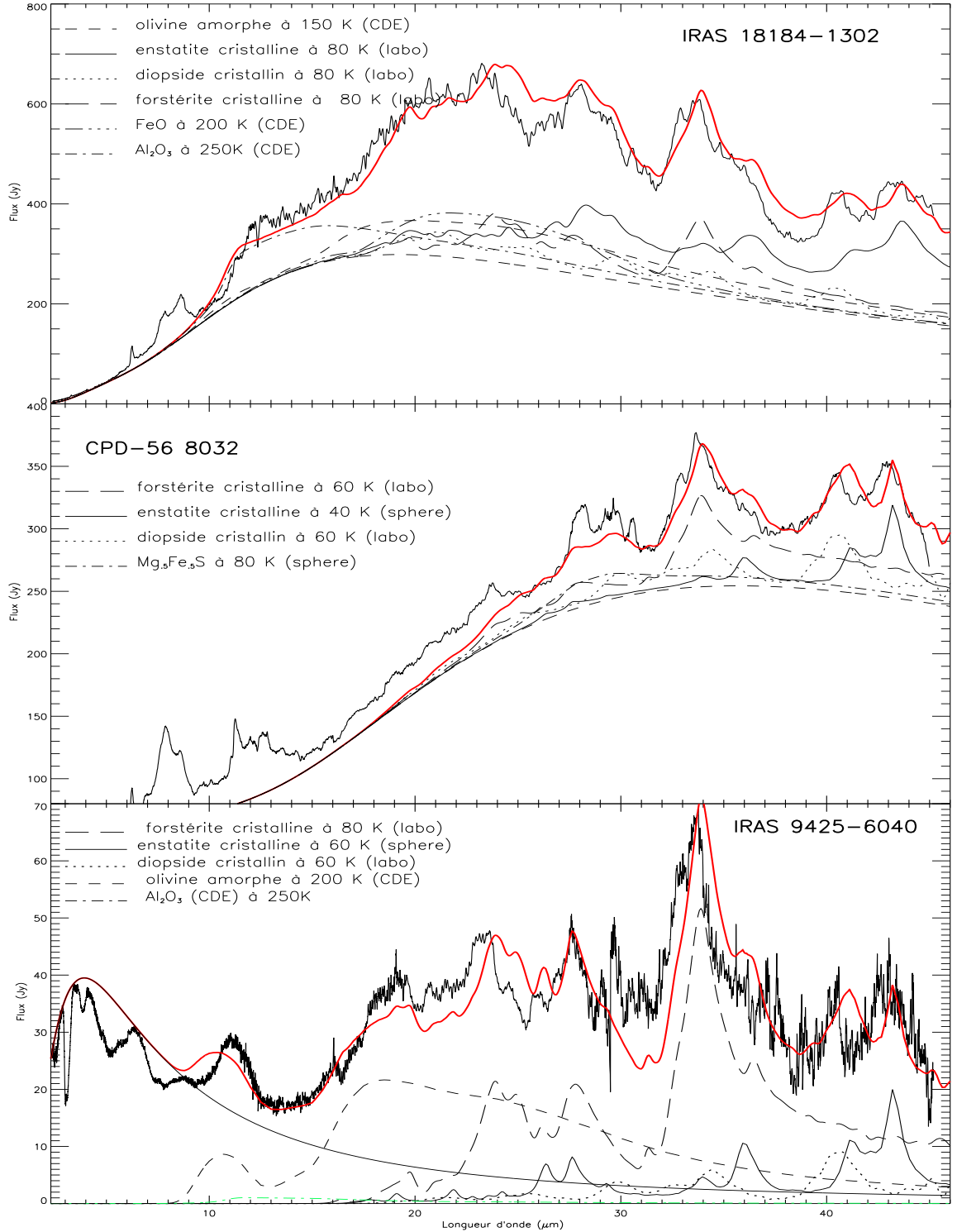


FIG. 3.1: Ajustement qualitatif des spectres des trois étoiles IRAS 18184-1302, CPD-56 8032 et IRAS 09425-6040. Les spectres “bruités” sont les observations ISO-SWS. Les traits pleins en gras représentent le meilleur ajustement pour chacune des sources. Les autres courbes représentent les différentes composantes de la poussière utilisées pour chaque ajustement. Les températures des corps noirs utilisés pour modéliser le continuum sont 250 et 600 K pour IRAS18184, 153 et 470 K pour CPD 56 et 1300 K pour IRAS 09425.

certitude comme étant représentative de la poussière nouvellement formée des étoiles évoluées.

Les spectres SWS de ces trois étoiles sont constitués de l'émission de la poussière chaude qui forme le continuum auquel s'ajoutent de nombreuses bandes en émission dues à la poussière plus froide (Figure 3.1). Aux longueurs d'onde inférieures à $15\ \mu\text{m}$, les bandes observées dans les spectres de IRAS 18184 et CPD56 sont dues à l'émission de molécules de type PAHs (voir Cohen et al. (1999) pour CPD56). Dans IRAS 09425 on observe SiC en émission à $\sim 11\ \mu\text{m}$ ainsi que les absorptions des molécules gazeuses C_2H_2 , HCN, CO et C_3 (Molster, 2000). La région à grande longueur d'onde des spectres est dominée dans les trois sources par les bandes en émission dues aux vibrations du réseau cristallin des silicates. La coexistence de poussières riches en oxygène et en carbone s'explique par le changement de composition de l'atmosphère de ces étoiles. Après avoir été dominée par l'oxygène, phase pendant laquelle l'atmosphère des étoiles a été le site de formation de la poussière riche en oxygène, l'atmosphère devient riche en carbone et de la poussière carbonée a été, ou est, produite.

On peut reproduire les spectres de tels objets en modélisant l'émission de la poussière chaude qui contribue au continuum par un ou plusieurs corps noirs, et en ajoutant à ce corps noir l'émissivité des silicates et oxydes à différentes températures. Ces émissivités sont calculées en multipliant des spectres de laboratoire d'absorption de minéraux et/ou des spectres calculés à partir des constantes optiques par l'émission d'un corps noir à une température donnée. Une telle démarche est justifiée par la loi de Kirchhoff selon laquelle l'émissivité est égale à l'absorptivité du matériau.

Les différentes composantes de la poussière et leur température sont indiquées à la Figure 3.1. La comparaison des observations et des modèles permet d'identifier les bandes d'émission présentes dans ces sources à des silicates cristallins magnésiens : forstérite (Mg_2SiO_4), enstatite (MgSiO_3) et diopside ($\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$). FeO , Al_2O_3 et $\text{Mg}_{0.5}\text{Fe}_{0.5}\text{S}$ ¹ pourraient également être présents dans ces sources mais ces espèces sont plus difficiles à identifier car leur bandes de vibrations sont larges. De plus FeO et $\text{Mg}_{0.5}\text{Fe}_{0.5}\text{S}$ n'ont qu'une seule transition dans l'infrarouge moyen. Ces résultats sont en accord avec d'autres études menées sur ces mêmes sources (Cohen et al. (1999) pour CPD-56 et Molster (2000) pour IRAS 09425). Des espèces non présentes dans la modélisation, et qu'il reste à identifier, devraient permettre d'expliquer les

¹Des solutions solides de MgS et FeS ont été identifiées dans les météorites. Les constantes optiques utilisées ont été obtenues à partir d'échantillons synthétisés en laboratoire (Begemann et al., 1994). Sa formation dans les environnements circumstellaires est discutée par Begemann et al. (1994).

bandes non reproduites des spectres observés.

On constate que les bandes des spectres de laboratoire des silicates sont plus larges que les bandes observées et que les longueurs d'onde des bandes observées sont inférieures à celles des spectres de laboratoire. Ceci peut s'expliquer par des effets expérimentaux de température et de matrice. En effet, les spectres de laboratoire ont été mesurés à 300 K et à l'aide de pastilles de CsI alors que les observations représentent des spectres de particules plus froides en suspension dans le vide. Or les expériences de Mennella et al. (1998) montrent que les bandes de la forstérite et de la fayalite cristallines s'affinent et sont décalées vers les courtes longueurs d'onde quand la température diminue de 297 K à 24 K. Bowey et al. (2000) observent le même comportement pour la forstérite cristalline entre 295 K et 1.5 K. Les silicates cristallins des modèles ont une température plus élevée mais il est possible que les effets observés à 24K le soient encore à 40 - 80 K. La loi de Kirchhoff n'étant strictement valide que si l'on considère l'émissivité et l'absorptivité à la même température, il faudrait donc, en toute rigueur, utiliser pour la modélisation les spectres en absorption mesurés à différentes températures. A cela s'ajoute le fait que la matrice de CsI utilisée pour mesurer les spectres en laboratoire introduit un léger décalage spectral des bandes par rapport au vide (Paragraphe 2.9.2).

La composition des silicates amorphes est difficile à évaluer car leurs larges bandes sont déformées par la forte montée du continuum à partir de 8 μm et/ou par la présence des bandes d'émission des PAHs ou du SiC. Nous avons utilisé dans les modèles de l'olivine amorphe (MgFeSiO_4). Il faut noter que, pour CPD-56, nous n'avons pas utilisé de silicates amorphes. Néanmoins cela n'exclut pas leur présence et une modélisation plus rigoureuse devrait permettre de quantifier cette composante. On constate que les silicates amorphes utilisés pour modéliser les spectres de IRAS 18184 et IRAS 09425 sont plus chauds que les silicates cristallins. La modélisation utilisée ici ne prend pas en compte la distribution de température des grains mais ce résultat est confirmé par Molster (2000) qui arrive à la même conclusion en modélisant le transfert radiatif dans IRAS 09425. Il trouve que les silicates amorphes ont une température comprise entre 223 et 20 K et les silicates cristallins entre 148 et 27 K. Cette différence de température semble indiquer que les grains amorphes et cristallins constituent deux populations différentes. Elle pourrait être due à une distribution spatiale différente des deux composantes et/ou à une variation de la teneur en fer des silicates, les grains contenant du fer, qui absorbe fortement dans le proche infrarouge, étant portés à une température plus élevée que les grains n'en contenant pas (Molster et al., 1999a). Les températures similaires des olivines amorphes, du

FeO et du $\text{Mg}_{0.5}\text{Fe}_{0.5}\text{S}$ semblent d'ailleurs indiquer que le fer pourrait être contenu préférentiellement dans les grains de silicates amorphes. Cependant, il faudrait prendre en compte la distribution de température des grains, afin de confirmer ce résultat. D'autre part on ne peut exclure que ces espèces (olivine, FeO et $\text{Mg}_{0.5}\text{Fe}_{0.5}\text{S}$) constituent des populations de grains distinctes.

3.3 Les étoiles OH/IR : étude quantitative

Dans ce paragraphe est présentée l'étude de la composition et de la structure de la poussière observée autour des deux étoiles OH/IR IRAS 17411-3154 (OH357) et IRAS 17004-4119 (OH344.93). La poussière silicatée présente autour de ces deux objets est observée en émission et en absorption. La méthode d'analyse utilisée dans le paragraphe précédent est alors trop simple pour permettre de reproduire les spectres. La modélisation plus rigoureuse du transfert de rayonnement dans l'enveloppe de poussière est nécessaire pour reproduire les bandes observées et déduire la composition des différentes composantes de la poussière ainsi que leurs abondances relatives.

3.3.1 Spectres ISO-SWS de IRAS 17411-3154 et IRAS 17004-4119

Les spectres infrarouges des deux étoiles OH/IR IRAS 17411-3154 et IRAS 17004-4119 (nommées par la suite IRAS 17411 et IRAS 17004) sont constitués du continuum d'émission des grains de l'enveloppe de poussière chaude sur lequel viennent s'ajouter les bandes d'absorption des silicates à ~ 9.8 et $18 \mu\text{m}$ et des bandes d'émission aux plus grandes longueurs d'onde à 33.6 , 40.5 et $43 \mu\text{m}$. Ces dernières sont dues aux vibrations du réseau des silicates cristallins présents dans l'enveloppe. L'absence de structure des bandes d'absorption indique que la majorité des silicates sont amorphes. On remarque cependant la présence d'un épaulement autour de $11.2 \mu\text{m}$ dans le mode d'élongation des silicates. Cet épaulement, observé de longue date, est généralement attribué au mode de libration de la glace d'eau (Soifer et al., 1981, Roche & Aitken, 1984), mais Smith & Herman (1990) contestent cette hypothèse et l'attribuent à de l'olivine cristalline.

Ces deux sources étant chacune entourées d'une enveloppe de poussière très dense et optiquement épaisse, nous avons négligé les effets de l'extinction interstellaire. On peut se convaincre que celle-ci ne modifie pas de manière significative les spectres, en estimant l'extinction résultant de lignes de visée plus ou moins denses et en divisant

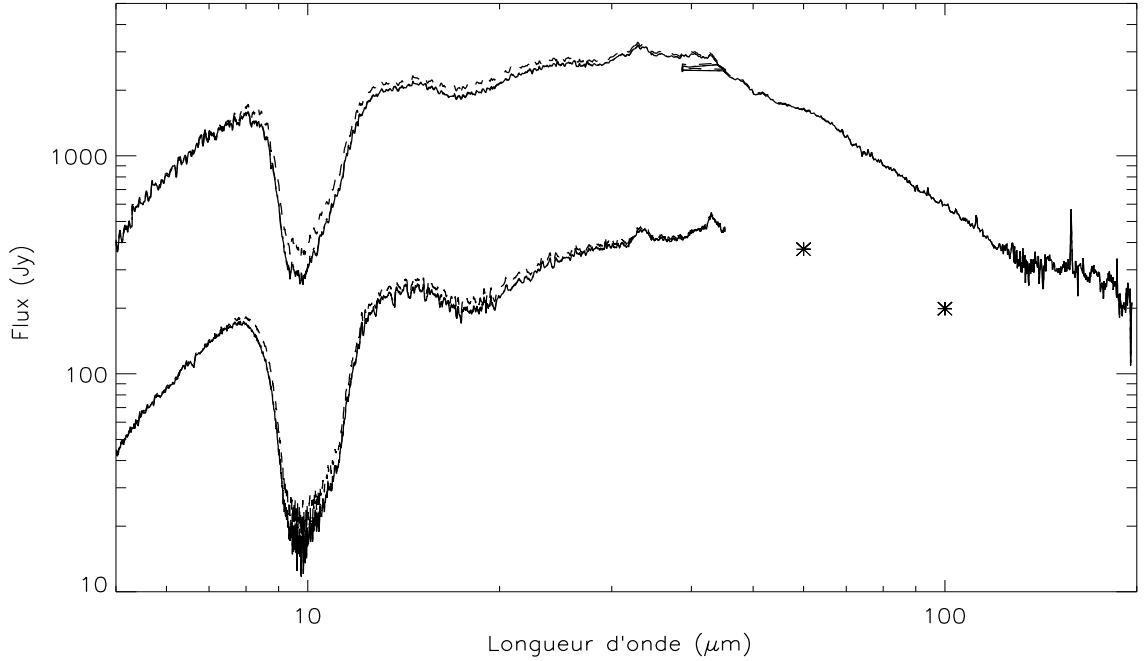


FIG. 3.2: Spectres ISO-SWS (et ISO-LWS pour IRAS 17004) des deux étoiles OH/IR IRAS 17411 (en bas) et IRAS 17004 (en haut) non corrigés de l'extinction interstellaire (traits pleins), corrigés de l'extinction induite par des densités de colonne de 10^{21} (tirets-pointillés) et 10^{22} H/cm $^{-2}$ (tirets). Les spectres bruts et corrigés d'une extinction de 10^{21} H/cm $^{-2}$ sont indiscernables. Les étoiles représentent les flux IRAS.

les spectres observés par cette extinction (puisque le spectre observé est le spectre intrinsèque de l'objet multiplié par l'extinction interstellaire). Si la densité de colonne du MIS traversé atteint des valeurs de l'ordre de 10^{22} H/cm $^{-2}$, négliger l'extinction ne modifie pas la forme des bandes mais peut entraîner une surestimation de la quantité de silicates amorphes et donc une sous-estimation de la quantité des silicates cristallins, présents uniquement autour de l'étoile (Figure 3.2). Pour des densités de colonne plus faibles, le spectre est inchangé. La distance des sources étudiées est de l'ordre de 3 - 5 kpc (Fix & Mutel, 1984). Si on considère que la densité du MIS est, en moyenne, de 1 atome/cm 3 (Whittet, 1992), la densité de colonne de MIS traversé est de l'ordre de 9 - 15 10^{21} H/cm $^{-2}$. Il est donc possible que, parce que nous ne tenons pas compte de l'extinction interstellaire dans les sources, nos résultats surestiment la quantité de silicates amorphes présents autour des deux étoiles.

3.3.2 Le modèle de transfert radiatif

Nous avons modélisé la distribution spectrale d'énergie (SED) des deux sources à l'aide du modèle de transfert de rayonnement de Dartois (1998). Ce modèle, à symétrie sphérique, étudie la propagation du rayonnement émis par une étoile centrale à travers une coquille de poussière centrée sur l'étoile. Les paramètres d'entrée sont la loi de décroissance de la densité, la température effective de l'étoile centrale, la température de condensation de la poussière, la masse de l'enveloppe et les sections efficaces d'extinction par unité de masse des différentes composantes de la poussière (κ , en cm^2/g). Le rayon interne de la cavité est défini comme le rayon auquel la température est égale à la température de condensation des grains. Le rayon externe est calculé à partir de la masse de l'enveloppe et de la loi de densité.

Nous avons fixé la température effective de l'étoile à 1800 K, température typique de ces objets (Lorenz-Martins & de Araujo, 1997). Nous avons adopté une loi de densité en $n(r) \propto r^{-\beta}$ avec $\beta = 2$, ce qui correspond à un taux de perte de masse constant. Lorenz-Martins & de Araujo (1997) ont déterminé pour les deux objets étudiés ici, et plus généralement pour les étoiles entourées d'enveloppes optiquement épaisses, une loi de densité avec $\beta = 2.5$. Une telle valeur correspond à une perte de masse augmentant dans le temps et/ou à une augmentation de la vitesse d'éjection des grains. Augmenter la valeur de β dans le modèle change très peu la forme globale du spectre. La valeur de ce paramètre est donc difficile à contraindre avec le modèle. D'autre part cela ne modifie pas la composition des silicates amorphes déduite du modèle et entraîne seulement une légère sous-estimation des abondances des silicates cristallins. La température de condensation des grains a été fixée à 900 K. Cette valeur est de l'ordre de la température de condensation des silicates (par exemple Tielens (1990)). Cependant, un changement de cette température de ± 200 K modifie peu les spectres calculés et le modèle ne peut donc pas être utilisé pour la déterminer. La valeur choisie, de 900 K, ne peut donc pas être utilisée pour prédire la structure de la poussière nouvellement formée. Le modèle tient compte du fait que de l'eau peut se condenser à la surface des grains si leur température est suffisamment basse : de la glace d'eau cristalline est incorporée à la poussière quand la température des couches externes de l'enveloppe descend au-dessous de 110 K.

Les différentes composantes de la poussière incorporées dans le modèle sont de l'olivine amorphe (MgFeSiO_4), des pyroxènes "cosmiques" (Si 51.3%, Mg 28.1%, Fe 17.3%, Al 1.1%, Ca 2.2%), de l'oxyde de fer (FeO) (les constantes optiques utilisées

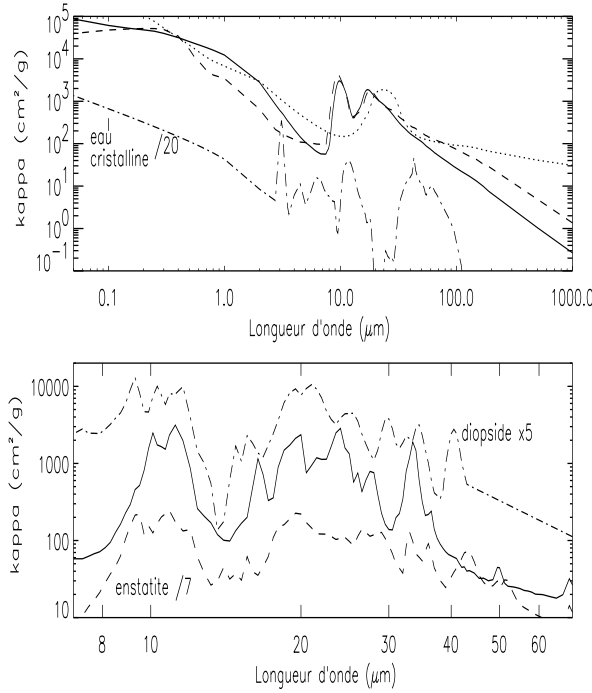


FIG. 3.3: Section efficace d'extinction par unité de masse des composantes de la poussière utilisées pour la modélisation des étoiles OH/IR. En haut : olivine amorphe (trait plein), pyroxène cosmique amorphe (tirets), FeO (pointillés) et glace d'eau cristalline (tirets-pointillés), sur la gamme de longueur d'onde complète utilisée dans le modèle. En bas : silicates cristallins entre 7 et 70 μm , là où apparaissent les bandes de vibration : forstérite (trait pleins), enstatite (tirets), diopside (tirets-pointillés). Voir texte pour les références.

sont tirées de la base de donnée du groupe de Jena²), de l'eau cristalline à 60 K (Schmitt et al., 1998) et des spectres de laboratoire de silicates cristallins : forstérite (Mg_2SiO_4), enstatite (MgSiO_3) et diopside ($\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$) (Figure 3.3). Les échantillons de forstérite et d'enstatite ont été fournis par le Dr. Koike. Voir le Paragraphe 2.9.2 pour les détails sur l'obtention des spectres expérimentaux.

3.3.3 La modélisation des grains

Nous avons modélisé l'extinction de l'oxyde de fer en utilisant une distribution continue d'ellipsoïdes (CDE, Paragraphe 2.7). Les spectres de la forstérite, de l'enstatite et du diopside sont des spectres de laboratoire. Du fait de la distribution de taille et de forme naturelle de la poudre utilisée pour obtenir les spectres, ceux-ci ressemblent aux spectres calculés à l'aide des indices optiques pour une distribution CDE (Paragraphe 2.9.2). Nous avons incorporé la glace d'eau sous la forme de grains sphériques et non sous la forme de manteau entourant les grains de silicates. Ceci a pour effet de sous-estimer légèrement l'absorption de la glace (Paragraphe 2.8.3) mais

²[http ://www.astro.uni-jena.de/Group/Subgroups/Labor/Labor/odata.html](http://www.astro.uni-jena.de/Group/Subgroups/Labor/Labor/odata.html)

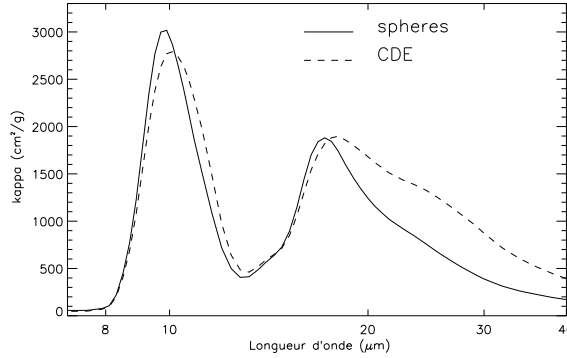


FIG. 3.4: Comparaison de la section efficace d'extinction par unité de masse d'une distribution de grains d'olivine amorphe (MgFeSiO_4) CDE et MRN. Pour la distribution MRN la taille des grains est comprise entre 0.005 et $0.5 \mu\text{m}$. Dans le cas de la distribution CDE, les bandes sont décalées vers les grandes longueurs d'onde et élargies.

la faible quantité d'eau présente dans les deux sources rend cet effet négligeable.

L'absorption des silicates amorphes a été modélisée avec des grains sphériques suivant une distribution de taille MRN avec des rayons compris entre $a_{\min} = 0.005 \mu\text{m}$ et $a_{\max} = 0.5 \mu\text{m}$ (Mathis et al., 1977) et des grains suivant une distribution de forme CDE (et donc, par définition de la distribution CDE, de taille dans la limite de Rayleigh). L'utilisation de l'une ou l'autre de ces distributions de grains modifie la forme des bandes ainsi que les rapports bande/continuum (Figure 3.4). Dans le cas de la distribution d'ellipsoïdes, la bande à $9.8 \mu\text{m}$ est élargie et décalée à $10.1 \mu\text{m}$. La bande à $17.5 \mu\text{m}$ est plus prononcée et décalée à $18 \mu\text{m}$. À plus grandes longueurs d'onde ($\lambda \geq 20 \mu\text{m}$) la distribution d'ellipsoïdes absorbe plus que les sphères. Les résultats du modèle montrent que l'utilisation d'une distribution de grains CDE permet d'obtenir un meilleur ajustement des deux spectres dans l'infrarouge lointain (Figure 3.5). La bande à $9.8 \mu\text{m}$ de IRAS 17004 est aussi mieux reproduite avec une distribution d'ellipsoïdes, le spectre modélisé et les observations sont indiscernables, alors que cette même bande dans IRAS 17411 est mieux reproduite par des sphères (la bande dans le cas d'une distribution CDE est trop large). La comparaison de la bande à $9.8 \mu\text{m}$ dans les deux sources montre en effet que la bande est plus large dans IRAS 17004. Il est peu probable que dans une source les grains soient sphériques et dans la seconde ellipsoïdaux. La distribution de forme des grains doit plutôt être une distribution d'ellipsoïdes différente de la distribution CDE, par exemple une distribution dans laquelle la forme la plus probable est la sphère (Ossenkopf et al., 1992). Cette différence de largeur pourrait donc en réalité traduire une variation de la composition des silicates dans les deux sources. Utiliser des grains sphériques ou ellipsoïdaux ne modifie pas les résultats du modèle en terme d'abondances relatives (des silicates cristallins en fonction des silicates amorphes et des olivines par rapport aux pyroxènes). Nous avons donc choisi d'utiliser des grains sphériques suivant une

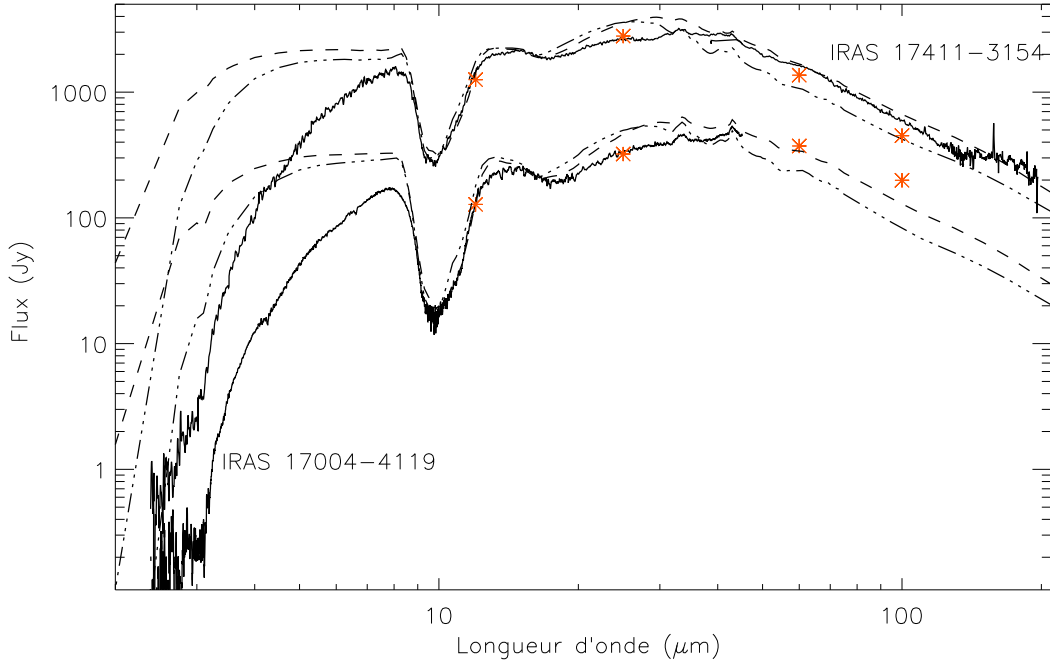


FIG. 3.5: Meilleur ajustement des spectres des deux étoiles OH/IR pour une distribution de grains MRN avec $a_{min} = 0.005 \mu\text{m}$ et $a_{max} = 0.5 \mu\text{m}$ (tirets-pointillés) et pour une population de grains ellipsoïdaux (distribution CDE) (tirets). Pour IRAS 17004 : olivine amorphe (MgFeSiO_4), 20 % de FeO, forstérite cristalline (15 %), enstatite et diopside cristallins (10 % chaque) et glace d'eau cristalline. Pour IRAS 17411 : olivine amorphe (MgFeSiO_4), 20 % de FeO, forstérite cristalline (5 %), enstatite et diopside cristallins (10 % chaque) et glace d'eau cristalline.

distribution de taille MRN avec $a_{min} = 0.005 \mu\text{m}$ et $a_{max} = 0.5 \mu\text{m}$.

3.3.4 Spectre global et opacité NIR

Les spectres modélisés et les observations sont comparés à la Figure 3.5. Les différentes composantes de la poussière identifiées dans les sources et leurs abondances relatives sont indiquées au Tableau 3.1. Les pourcentages utilisés par la suite sont toujours relatifs à la masse totale des silicates *amorphes*, et non à la masse totale des silicates (amorphes + cristallins). Les abondances relatives à la masse totale de silicates (amorphes + cristallins) sont indiquées Tableau 3.1. La forme globale de la distribution spectrale d'énergie, les bandes d'émission à grandes longueurs d'onde

Tableau 3.1: Abondance relative des différentes espèces de poussière présentes dans les enveloppes autour de IRAS 17004 et IRAS 17411, identifiées dans leurs spectres, par rapport à la masse des silicates amorphes (am) et par rapport à la masse totale des silicates, amorphes et cristallins, (am + cris).

	IRAS 17004		IRAS 17411	
	am	am + cris	am	am + cris
olivine amorphe (MgFeSiO_4)	100	74	100	80
forstérite cristalline (Mg_2SiO_4)	15	11	5	4
enstatite cristalline (MgSiO_3)	10	7.4	10	8
diopside cristallin ($\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$)	10	7.4	10	8
oxyde de fer (FeO)	20	15	20	16
glace d' H_2O cristalline 60 K	50	37	20	16

et la forme de la bande à $9.8 \mu\text{m}$ sont assez bien reproduites par le modèle. Il y a néanmoins plusieurs différences entre les spectres modélisés et observés : l'opacité aux courtes longueurs d'onde ($\lambda \leq 7 \mu\text{m}$) n'est pas reproduite correctement, le flux modélisé est trop faible dans l'infrarouge lointain et le modèle surestime l'émission dans la région entre 15 et $30 \mu\text{m}$.

Il peut y avoir plusieurs raisons à la mauvaise reproduction de l'opacité entre 2 et $7 \mu\text{m}$: la diffusion des grains qui n'est pas prise en compte dans le modèle, la présence de composantes de poussière non considérées et qui absorberaient à ces longueurs d'onde ou des effets de géométrie. Selon Bedijn (1987), pour des grains de $0.1 \mu\text{m}$, la diffusion ne modifie pas la forme du spectre aux longueurs d'onde supérieures à 2 et $2.8 \mu\text{m}$, pour des profondeurs optiques à $9.8 \mu\text{m}$ de 4 et 30 respectivement ($\tau_{9.8\mu\text{m}}$ est de l'ordre 10 pour les deux sources). Pour des grains plus gros, les longueurs d'onde au-delà desquelles la diffusion n'a plus d'effet vont être plus élevées. Lorenz-Martins & de Araujo (1997) ont modélisé les deux sources étudiées ici et réussissent à reproduire l'opacité dans l'infrarouge proche avec des grains de 0.7 et $0.85 \mu\text{m}$ pour respectivement IRAS 17004 et IRAS 17411. Les meilleurs ajustements des observations que nous avons obtenu correspondent à une distribution de taille MRN comprise entre 0.005 et $0.5 \mu\text{m}$ (Figure 3.5). Augmenter la taille des grains permet en effet de mieux reproduire l'opacité dans cette région mais cela ne permet pas de la reproduire totalement. Le problème vient peut-être du fait que la diffusion multiple n'est pas prise en compte dans le modèle de façon explicite : seule la diffusion de chaque grain

isolé est incorporée dans le modèle via l'efficacité d'extinction.

Une autre possibilité pour expliquer la forte opacité observée pourrait être la présence de composantes de la poussière absorbant à ces longueurs d'onde. Les oxydes de fer ou le fer métallique absorbent fortement dans l'infrarouge proche ($\lambda \leq 2 \mu\text{m}$). De ce fait, incorporer une fraction de fer ou de FeO à la poussière augmente l'opacité aux courtes longueurs d'onde, améliorant ainsi la reproduction des observations. La quantité maximale de fer contenue dans la poussière est contrainte par les abondances cosmiques. Suivant les abondances de référence adoptées, la quantité de fer (en pourcentage atomique) dans les grains est comprise entre 100 et 150 % de celle du silicium (Snow & Witt, 1996, Sembach & Savage, 1996). Si on suppose que la totalité du silicium de la phase solide est présent sous forme de silicates, on peut alors ajouter jusqu'à 50 % de fer à l'olivine amorphe MgFeSiO_4 . Ceci ne permet cependant pas de reproduire l'opacité observée car le fer absorbe à des longueurs d'onde inférieures à $2 \mu\text{m}$ et ne peut donc reproduire complètement l'opacité aux plus grandes longueurs d'onde. La glace d'eau ne peut reproduire les observations car son opacité est très faible entre ses bandes d'absorption. De plus sa section efficace d'absorption chute de plusieurs ordres de grandeur entre 3 et $1 \mu\text{m}$. Ajouter du graphite (~ 20 % par rapport à la masse des silicates amorphes) permet de reproduire l'opacité observée (Demyk et al., 2000). Cependant le graphite n'est pas supposé se former dans les étoiles riches en oxygène et il est alors difficile de justifier la présence d'une quantité si importante de poussière carbonée autour d'étoiles OH/IR. Si ces étoiles sont à la fin de leur phase oxygénée et en train de se transformer en étoiles riches en carbone, de la poussière carbonée pourrait être présente. Duari et al. (1999) prédisent d'ailleurs que des molécules carbonées peuvent être produites autour des étoiles Mira variables. Certaines de ces molécules ont été observées en radio (HCN, CS) et dans l'infrarouge avec ISO (CO_2) (Duari et al., 1999). Malgré tout, le graphite est le dernier produit formé autour des étoiles riches en carbone et il est peu probable que 20 à 30 % de graphite (par rapport à la masse des silicates amorphes) ait pu être produit même si les objets étudiés étaient en transit entre la phase riche en oxygène et riche en carbone.

3.3.5 La glace d'eau

Dans les environnements riches en oxygène et optiquement épais que constituent les enveloppes des étoiles OH/IR les plus éteintes, on s'attend à ce que les molécules d'eau de la phase gazeuse se condensent à la surface des grains dans les couches

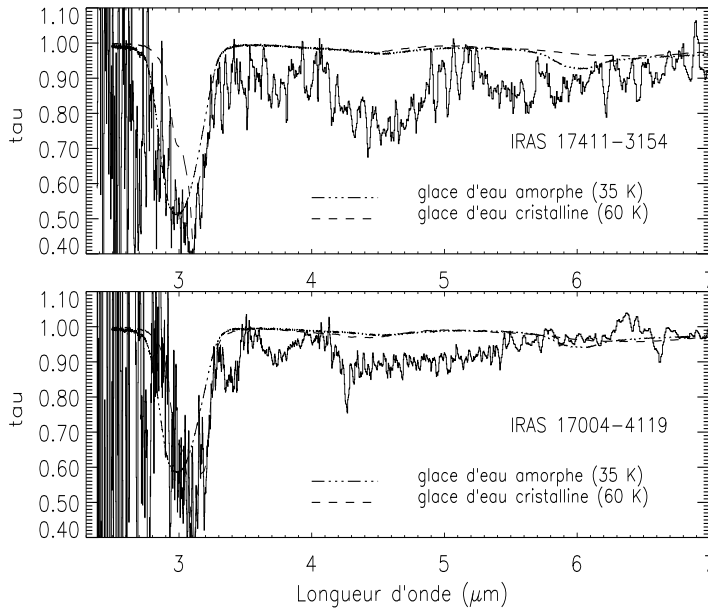


FIG. 3.6: Bandes de l'eau à 3.09 et 6 μm dans IRAS 17411 et IRAS 17004. Le continuum estimé a été soustrait pour chaque source. Les observations sont comparées à l'absorption causée par des grains sphériques de glace d'eau amorphe (pointillés-tirets) et cristalline (tirets). Dans les deux sources, la bande à 3.09 μm est bien reproduite avec de la glace d'eau cristalline.

externes de l'enveloppe (par exemple Sylvester et al. (1999)). La bande en émission à 43 μm , observée dans les spectres des deux sources, est attribuée à l'émission de grains de pyroxènes cristallins à laquelle s'ajoute l'émission de la glace d'eau cristalline (Figure 3.9). Dans les modèles, l'intensité de cette bande est très sensible à la quantité de glace d'eau considérée et elle constitue de ce point de vue une contrainte plus forte sur la quantité d'eau présente dans les sources que les autres bandes vibrationnelles de la glace (qui ne sont observées qu'en absorption). Bien que pour $\lambda \leq 3 \mu\text{m}$ les spectres soient très bruités, les deux sources présentent une nette absorption à 3.09 μm , due au manteau de glace d'eau. A 6 μm , les spectres sont légèrement infléchis mais il est difficile d'identifier cette bande à de la glace d'eau car elle pourrait être due à l'absorption de l'eau en phase gazeuse. Les bandes à 3.09 et 6 μm peuvent être reproduites par de l'eau cristalline plutôt qu'amorphe (Figure 3.6), ce qui est en accord avec ce que l'on peut déduire de la bande à 43 μm . A partir de la bande saturée à 3.09 μm et de la bande à 6 μm , on peut déduire, respectivement, une limite inférieure et supérieure de la quantité de glace présente dans les deux sources. En utilisant les sections efficaces de la glace d'eau pure mesurées par Gerakines et al. (1995), on trouve une densité de colonne comprise entre $9 - 35 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ et $7 - 33 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ pour IRAS 17004 et IRAS 17411, respectivement. La grande incertitude sur ces valeurs s'explique par le bruit dans la bande à 3.09 μm et par le fait que la limite supérieure peut être surestimée à cause d'une possible absorption de l'eau gazeuse vers 6 μm . L'estimation pour IRAS 17411 est cependant en accord avec la densité de colonne de $1.12 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ calculée par Sylvester et al. (1999).

3.3.6 Les silicates amorphes

La largeur et l'absence de structure des bandes des silicates amorphes apportent peu de contrainte sur leur composition. Cela rend leur étude délicate car bien souvent plusieurs minéraux de compositions différentes peuvent reproduire les bandes observées. Ceci a conduit de nombreux auteurs à extraire les constantes optiques de la poussière des spectres observés d'objets spécifiques, pour ensuite les utiliser pour comparer les bandes des silicates dans différents objets (Draine & Lee, 1984, Ossenkopf et al., 1992, David & Pegourie, 1995). Cette démarche permet de classer les objets en fonction de la ressemblance des caractéristiques spectrales de leur poussière. Cependant, ces constantes optiques ne sont pas interprétées en terme de composition chimique. Afin d'essayer de déterminer et de contraindre la composition des silicates amorphes nous avons, dans ce travail, utilisé des constantes optiques d'analogues terrestres de la poussière de composition et structure connues.

C'est la bande à $9.8 \mu\text{m}$ qui permet de déterminer le plus précisément la composition des silicates amorphes. Elle est en effet plus forte que la bande à $18 \mu\text{m}$ et a moins de risque d'être contaminée par la présence de poussières émettant à ces longueurs d'onde. Dans les deux sources, la bande à $9.8 \mu\text{m}$ est bien reproduite par de l'olivine amorphe. C'est aussi plus généralement le cas des étoiles évoluées (étoiles OH/IR, Miras, etc.) et du milieu interstellaire (Dorschner et al., 1988). Autour des protoétoiles, la position du mode d'élongation des silicates est décalée vers les courtes longueurs d'onde ($9.6 \mu\text{m}$) et les silicates amorphes y sont identifiés à des pyroxènes (Jäger et al., 1994, Dorschner et al., 1995, Demyk et al., 1999) ou à un mélange d'olivines et de pyroxènes (Malfait et al., 1999). Nous avons donc cherché à contraindre la quantité de pyroxènes amorphes (pyroxènes "cosmiques") pouvant être présents dans les deux sources. La Figure 3.7 montre la bande à $9.8 \mu\text{m}$ de chacune des sources, modélisée avec différentes quantités de pyroxène amorphe en plus de l'olivine amorphe. Le mode d'élongation des pyroxènes, dont la position du maximum se situe à plus courte longueur d'onde que celui de l'olivine, ne permet pas de reproduire les observations. Ces résultats montrent que **la quantité maximale de pyroxènes amorphes pouvant être présents dans la poussière autour de ces deux objets représente environ 10 % de la masse des silicates amorphes.**

3.3.7 L'épaulement à $11.2 \mu\text{m}$

On observe dans la bande à $9.8 \mu\text{m}$ des deux sources, un épaulement à $\sim 11.2 \mu\text{m}$. Cet épaulement est bien réel car il est présent dans les balayages en longueurs d'onde

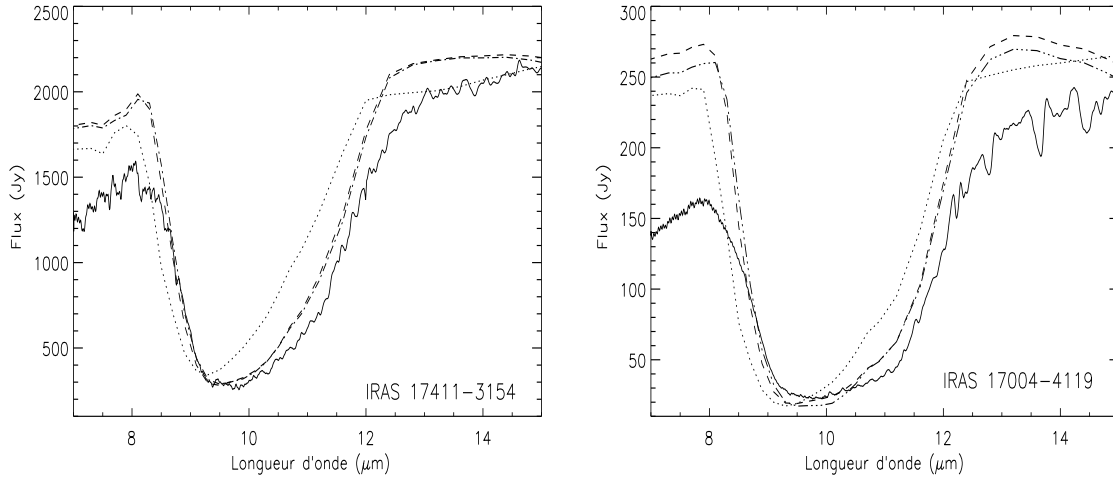


FIG. 3.7: Quantité de pyroxènes amorphes présents dans la poussière autour de IRAS 17411 et IRAS 17004. Quantité de pyroxène et d'olivine amorphes : 1 : 0 (pointillés), 0.2 : 0.8 (tirets), 0.1 : 0.9 (pointillés-tirets), 0 : 1 (trait plein). L'accord entre les observations et les modèles montre que moins d'environ 10 % de pyroxènes amorphes, par rapport à la masse des silicates amorphes, pourraient être présents dans les deux sources.

croissantes et décroissantes (scans up et down) des spectres ISO. Il est également observé dans plusieurs autres étoiles OH/IR (Soifer et al., 1981, Roche & Aitken, 1984). La présence de la bande à $3.09 \mu\text{m}$, indiquant la présence de la glace d'eau dans ces sources, a entraîné l'identification de cette absorption supplémentaire au mode de libration de la glace d'eau (mode de rotation bloquée situé entre 11 et $13 \mu\text{m}$ selon la structure de la glace). Cependant, l'observation de l'étoile OH138.0+7.3, dans laquelle l'épaule est présent mais qui ne présente aucune absorption à $3.09 \mu\text{m}$, et le fait que certaines sources ont une très forte bande à $3.09 \mu\text{m}$ mais pas de mode de libration de la glace d'eau détectable, ont entraîné Smith & Herman (1990) à remettre en cause cette identification. Ils proposent que l'épaule soit dû à des silicates recuits, partiellement ou complètement cristallisés. D'autre part, Sylvester et al. (1999) observent l'épaule dans les spectres ISO-SWS de plusieurs étoiles OH/IR, dont IRAS 17411 (AFGL5379), et montrent que sa présence ne semble pas être corrélée avec celle de la glace d'eau.

La bande à $9.8 \mu\text{m}$ des silicates dans IRAS 17004, ainsi que le spectre global de la source, sont reproduits par une population de grains d'olivine amorphe et de minéraux cristallins : $\sim 10 \%$ d'enstatite, $\sim 10 \%$ de diopside et $\sim 15 \%$ de forstérite (Figure 3.8). Pour IRAS 17411, la bande, et le spectre global, sont reproduits par des grains d'o-

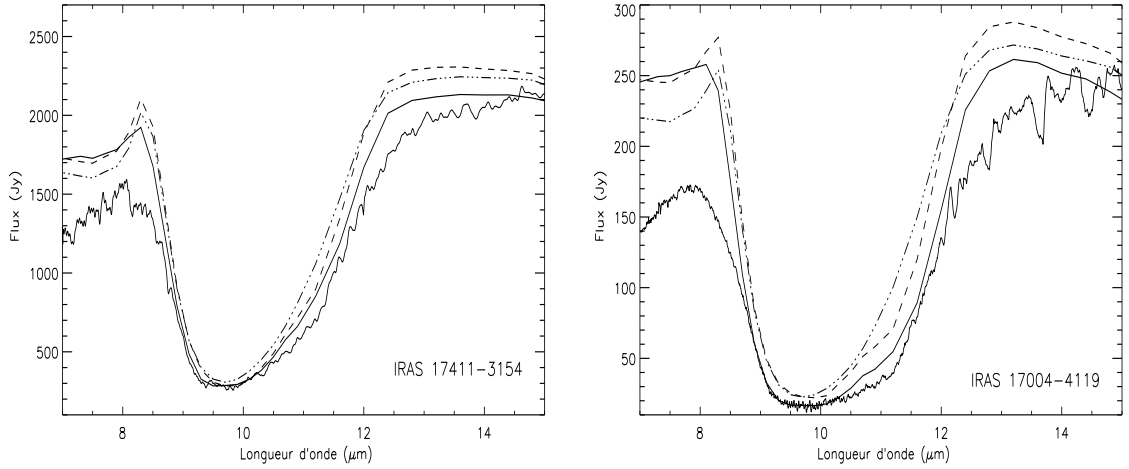


FIG. 3.8: Reproduction de la bande à $9.8 \mu\text{m}$ et de l'épaule à $11.2 \mu\text{m}$ dans IRAS 17411 (à gauche) et IRAS 17004 (à droite). Olivine amorphe, forstérite (15% pour IRAS 17004, 5 % pour IRAS 17411), enstatite et diopside cristallins (10 % chaque pour les deux sources) et glace d'eau cristalline (trait plein); olivine amorphe et forstérite cristalline (15% pour IRAS 17004, 5 % pour IRAS 17411) (tirets); olivine amorphe et glace d'eau cristalline (tirets-pointillés). La forstérite cristalline permet de reproduire l'épaule tandis que la glace d'eau n'est pas présente dans les sources en quantité suffisante pour le permettre.

livine amorphe et des silicates cristallins : $\sim 10 \%$ d'enstatite, $\sim 10 \%$ de diopside et $\sim 5 \%$ de forstérite (Figure 3.8). La bande de la glace d'eau à $43 \mu\text{m}$ est observée en émission dans les deux sources. Elle est particulièrement sensible à la quantité de glace présente dans les sources et constitue la principale contrainte sur son abondance. Dans les deux sources, ajouter de la glace d'eau de façon à reproduire la bande à $43 \mu\text{m}$ ne permet pas d'expliquer l'épaule de la bande à $9.8 \mu\text{m}$ car la quantité de glace utilisée n'est pas suffisante pour que son mode de libration soit détectable. Les modèles contenant de l'olivine amorphe et de la forstérite cristalline permettent de reproduire l'épaule observé mais la bande modélisée est trop étroite par rapport aux observations. Il est nécessaire d'ajouter des pyroxènes cristallins (enstatite et diopside) pour reproduire la largeur de la bande. **L'épaule observé dans les deux sources est donc dû à l'absorption de la forstérite cristalline, observée à plus grandes longueurs d'onde en émission. La composante cristalline des silicates dans les deux sources permet de reproduire simultanément la bande à $9.8 \mu\text{m}$ et l'épaule à $11.2 \mu\text{m}$ ainsi que les bandes en émission observées à plus grandes longueurs d'onde (Figure 3.9).**

3.3.8 Les silicates cristallins

La composition des silicates cristallins est contrainte par les bandes en émission observées à grandes longueurs d'onde (33.6, 40.5 et 43 μm). La position des bandes des olivines cristallines est sensible à leur teneur en fer (Koike et al., 1993) et cette dépendance permet de déterminer leur composition (rapport Mg/Fe). Ainsi, dans les deux sources, la bande à 33.6 μm est due à de l'olivine riche en magnésium telle que la forstérite (Mg_2SiO_4) (Figure 3.9). Les bandes à 40.5 et 43 μm sont dues à des pyroxènes cristallins. L'enstatite (MgSiO_3) participe à la bande à 43 μm avec la glace d'eau cristalline, et le diopside ($\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$) explique la bande à 40.5 μm (Figure 3.9). Le meilleur ajustement des bandes d'émission est obtenu avec $\sim 15\%$ de forstérite, $\sim 10\%$ d'enstatite et $\sim 10\%$ de diopside pour IRAS 17004 et $\sim 5\%$ de forstérite, $\sim 10\%$ d'enstatite et $\sim 10\%$ de diopside pour IRAS 17411. La quantité de diopside des meilleurs ajustements aux observations, 10 % par rapport à la masse des silicates cristallins, correspond à un pourcentage atomique de calcium relatif au silicium de $\sim 8\%$, en accord avec les contraintes liées aux abondances cosmiques (Tableau 1.1). Il est important de rappeler qu'avec ces quantités de silicates cristallins, les bandes en émission mais aussi la bande à 9.8 μm sont bien reproduites.

La teneur en fer de l'olivine cristalline dans les deux étoiles OH/IR, dans CPD-56 et dans IRAS 09425 n'excèdent pas 10 % de celle du magnésium. Les pyroxènes responsables des bandes à 40.5 et 43 μm sont identifiés à des pyroxènes magnésiens. La faible teneur en fer des silicates cristallins autour de ces sources est un résultat général qui se retrouve dans toutes les études sur la composition des silicates cristallins, que ce soit autour des étoiles jeunes ou évoluées (par exemple Molster et al. (1999b)). Plusieurs explications ont été proposées et sont discutées par Tielens et al. (1998) et Nuth et al. (2000).

Si, pour les trois bandes à 33.6, 40.5 et 43 μm , leur forme et le rapport bande/continuum sont bien reproduits par le modèle, ce n'est pas le cas du continuum aux longueurs d'onde supérieures à 20 μm . Dans les spectres modélisés, le flux est trop élevé entre 20 et 30 μm et trop faible à plus grande longueur d'onde. Il semble donc que le modèle surestime la température réelle des grains. Ceci peut être dû à des effets de distribution spatiale de la poussière. Une partie de la poussière pourrait être plus froide si l'enveloppe s'avère être plus complexe que ce qui est considéré dans le modèle : par exemple si elle est composée de coquilles ou de morceaux d'enveloppe détachés de l'étoile. De telles structures ont été récemment observées dans l'enveloppe carbonée autour de l'étoile IRC+10216 (Mauron & Huggins, 1999).

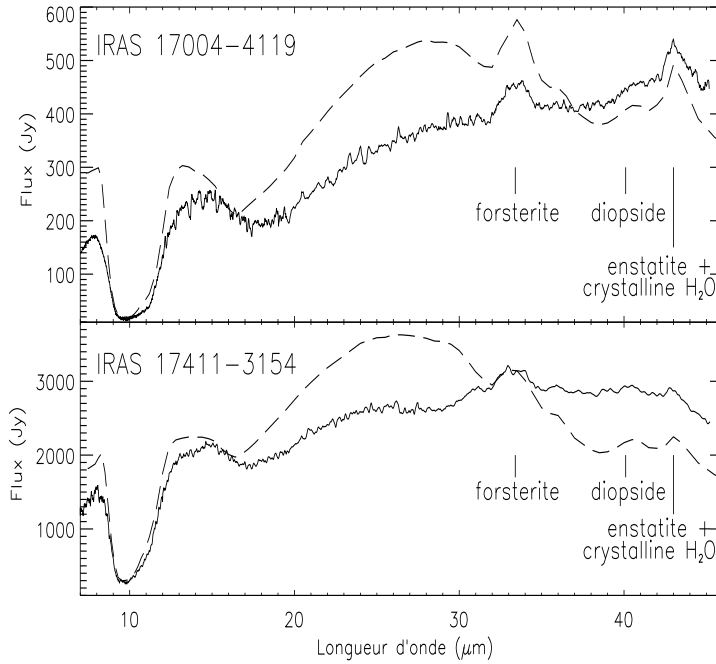


FIG. 3.9: Identification des silicates cristallins autour des deux étoiles OH/IR. Le modèle (tirets) contient de l'olivine amorphe, de l'oxyde de fer, de la glace d'eau cristalline et des silicates cristallins : forstérite, enstatite et diopside, 15, 10 et 10 % respectivement pour IRAS 17004 et 5, 10 et 10 % pour IRAS 17411. La forme des bandes et les rapports bande/continuum sont bien reproduits. Voir le texte pour la reproduction du continuum.

3.3.9 Recherche d'autres minéraux

Nous avons cherché dans les spectres des deux étoiles la présence de silicates et d'oxydes, tels que le spinelle (MgAl_2O_4) et la mélilite ($\text{Ca}_2\text{Al}_2\text{SiO}_7$), dont la formation est prédite par les modèles de condensation de la poussière (Tielens, 1990). La mélilite possède trois fortes bandes de vibration à ~ 10 , 23.9 et $36.2 \mu\text{m}$. Aucune de ces bandes n'est observée dans les spectres. La quantité maximale de mélilite présente dans les deux sources est contrainte par la faible abondance du calcium par rapport au silicium ($\sim 6 - 8 \%$) ainsi que par l'absence des bandes dans les spectres. Les bandes de la mélilite ne sont pas détectables dans les spectres si la quantité de mélilite est inférieure à 1 ou 2 % de la masse des silicates amorphes. De plus, le diopside identifié dans les sources rend la détection d'autres type de silicates riches en calcium peu probable car il contient tout le calcium disponible pour la phase solide. La mélilite amorphe, et plus généralement les aluminosilicates amorphes, ne peuvent être présents autour de ces étoiles pour les mêmes raisons que les pyroxènes amorphes (le mode d'élongation est situé à trop courte longueur d'onde et ne peut reproduire la bande à $9.8 \mu\text{m}$). Les contraintes liées aux abondances cosmiques du calcium et de l'aluminium limitent également les quantités maximales de tels minéraux au sein de la poussière. Le spinelle a été proposé pour expliquer simultanément, la bande en émission à $13 \mu\text{m}$ observée dans les spectres de certaines étoiles AGB riches en

oxygène, et une bande à $16.4\ \mu\text{m}$, peut-être corrélée à celle à $13\ \mu\text{m}$ (Posch et al., 1999). Le spectre de grains sphériques de spinelle présente deux fortes bandes de vibration à 12.95 et $16.8\ \mu\text{m}$. Ces bandes sont absentes des spectres et les résultats du modèle montrent que pas plus de 1 à 2 % de grains de spinelle sphériques seraient présents dans la poussière sans que les bandes n'apparaissent dans les spectres. Si on adopte une distribution CDE, les deux bandes s'élargissent et 5 à 7 % de spinelle pourraient être "cachés" dans les deux spectres. Cependant, selon Posch et al. (1999), une distribution de grains CDE ne permet pas de reproduire les bandes à 13 et $16.4\ \mu\text{m}$.

3.4 Contraintes sur les modèles de formation des grains

3.4.1 Comparaison avec les séquences de condensation à l'ETL

Une bonne connaissance de la composition et de la structure de la poussière autour des étoiles évoluées doit permettre de contraindre les conditions physiques des environnements circumstellaires et, de fait, les processus à l'origine de la formation de cette poussière. Selon les séquences de condensation à l'équilibre thermodynamique, deux principales voies de formation de la poussière existent (Tableau 3.2, Tielens et al. (1998)). Les tout premiers composants les plus réfractaires, les oxydes d'aluminium (Al_2O_3) ou de titane (TiO_2) par exemple, sont condensés directement à partir de la phase gazeuse et vont par la suite servir de sites de nucléation pour la condensation du gaz à plus basse température. La première voie de condensation décrit la production de forstérite (Mg_2SiO_4) par réactions gaz-solide, probablement sur les grains de Al_2O_3 ou de TiO_2 , suivie de la formation d'enstatite (MgSiO_3) puis de fayalite (Fe_2SiO_4), également par réactions gaz-solide. La seconde voie décrit la transformation, par réactions gaz-solide, des grains d' Al_2O_3 en mélilite ($\text{Ca}_2\text{Al}_2\text{SiO}_7$) puis en diopside ($\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$) et en spinelle (MgAl_2O_4). Ensuite de l'anorthite ($\text{CaAl}_2\text{Si}_2\text{O}_6$) peut être produite par réactions solide-solide à partir du diopside ou du spinelle. Ce scénario est basé sur les propriétés thermodynamiques des minéraux terrestres. Parce qu'il se place à l'ETL, il suppose donc obligatoirement que les solides formés sont cristallins. Cependant, cette séquence de condensation peut être "gelée" si les conditions régnant dans les zones de condensation s'écartent de l'ETL (notamment pour des raisons de cinétique). Dans ce cas, cette séquence n'est plus valide et la structure

Tableau 3.2: Séquence de condensation thermodynamique d'un gaz de composition solaire. D'après Tielens et al. (1998). Les températures indiquent la première apparition des espèces pour des pressions de 10^{-3} (à gauche) et 10^{-10} atm (à droite). Les espèces en gras sont détectées dans les spectres.

		↓	1760-1300 K
		Corundum	
		Al_2O_3	
		↓	1625-1400 K
		Mélilite	
		$\text{Ca}_2\text{Al}_2\text{SiO}_7$	
↓	1440-1050 K	↓	1450-1100 K
Forsterite		Diopside	
Mg_2SiO_4		$\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$	
		Spinelle	
		MgAl_2O_4	
↓	1350-1040 K	↓ ↓	1360-1000 K
Enstatite		Anorthite	
MgSiO_3		$\text{CaAl}_2\text{Si}_2\text{O}_6$	
↓	1100-950 K		
Fayalite			
Fe_2SiO_4			
↓ Condensation directe de la phase gazeuse			
↓ Réaction gaz-solide			
↓ ↓ Réaction solide-solide			

des solides formés ne peut être prédite que si l'on prend en compte la cinétique des enveloppes et l'évolution temporelle de la température des grains.

Les espèces *cristallines* identifiées dans les deux étoiles OH/IR ne sont pas en contradiction avec ce scénario. Pour ce qui concerne les espèces contenant de l'aluminium, on constate que les spectres n'indiquent pas la présence de grains d' Al_2O_3 purs. Par contre, la bande à $40.5 \mu\text{m}$ est identifiée à du diopside. Ainsi, une partie de l'oxyde d'aluminium pourrait avoir servi de site de nucléation pour les grains de silicate de type olivines et pyroxènes (première voie) tandis que le reste de cet oxyde aurait suivi la deuxième voie de la séquence de condensation pour former du diopside.

Nous n'avons pas détecté dans les spectres la présence de spinelle, de mélilite ou d'anorthite. Si le scénario proposé est juste, il faut alors que, dans un intervalle de temps défini par l'échelle de temps d'évolution des enveloppes, les réactions aboutissant à la formation du diopside aient efficacement converti la mélilite en diopside, mais pas en spinelle. Parallèlement, il faut que, durant ce même intervalle de temps, les réactions solide-solide transformant le diopside en anorthite n'aient pas été possibles ou qu'elles aient été peu efficaces. Dans les deux étoiles OH/IR, la séquence de condensation serait donc plus avancée que pour des étoiles telles que RCen, dont les spectres indiquent la présence d' Al_2O_3 (Tielens et al., 1998). Il est plus difficile de discuter le cas des trois étoiles IRAS 09245, CPD-56 et IRAS 18184 pour lesquelles seule une étude qualitative a été effectuée. Al_2O_3 n'est pas nécessaire pour reproduire le spectre de CPD56 ; pour IRAS 09425, une faible quantité d' Al_2O_3 pourrait être présente. Par contre, du diopside est présent dans ces deux sources et explique la bande à $40.5 \mu\text{m}$ observée dans les spectres. IRAS 18184 contient de l'oxyde d'aluminium mais le stade d'évolution de cette source étant incertain, il est préférable de l'exclure de la discussion. Une étude quantitative semblable à celle réalisée sur les étoiles OH/IR permettrait de confirmer ces résultats et pourrait permettre de comparer l'avancement de la séquence de condensation dans ces différents objets (grâce à la présence de diopside et/ou d' Al_2O_3 dans la poussière), et de les relier aux conditions cinétiques des enveloppes.

La détection d'enstatite à partir de la bande à $43 \mu\text{m}$ dans les deux étoiles OH/IR, ainsi que dans CPD-56 et dans IRAS 09425, suggère que la première voie de condensation, la plus importante en terme d'abondances, se serait déroulée au moins jusqu'à la formation d'enstatite. Les silicates cristallins dans ces sources sont magnésiens et la présence de la fayalite cristalline n'est détectée dans aucune des sources. Ceci indiquerait que la première voie de condensation se serait arrêtée après la formation de l'enstatite. Les modèles de condensation prédisent que le rapport enstatite/forstérite est ~ 4 , pour un gaz de composition solaire. Dans les deux étoiles OH/IR, ce rapport est ~ 0.1 , très nettement inférieur. Cette différence peut s'expliquer si le gaz dans la zone de condensation des grains n'a pas une composition solaire et aussi plus probablement par le fait que la séquence de condensation à l'ETL se serait arrêtée avant la formation de la fayalite.

3.4.2 Structure de la poussière nouvellement formée

La majeure partie des silicates observés dans ces objets est amorphe. Ceci peut impliquer que, si l'on reste dans le cadre de la séquence de condensation à l'ETL, les silicates cristallins sont efficacement amorphisés dans l'enveloppe par un processus qui reste à définir. Ceci peut également signifier que les conditions de l'ETL ne sont pas valides dans ces enveloppes circumstellaires et que les silicates se forment à l'état amorphe et sont en partie cristallisés dans celle-ci. Il n'est dans ce cas plus possible de comparer la poussière formée avec la séquence de condensation à l'ETL.

Les résultats du satellite ISO ont révélé la présence de silicates cristallins autour de certaines étoiles évoluées. Cami et al. (1998) et Sylvester et al. (1999) notent que la composante cristalline des silicates est observée dans les étoiles de forte perte de masse alors que les spectres des étoiles à faible perte de masse ne présentent pas les bandes en émission à grandes longueurs d'onde caractéristiques des silicates cristallins. Si les silicates sont formés, hors ETL, à l'état amorphe, une partie d'entre eux est cristallisée dans les enveloppes. Sogawa & Kozasa (1999) ont modélisé la formation des grains en tenant compte de la cinétique des étoiles et en particulier de leur taux de perte de masse. Ils montrent que les silicates condensés autour de grains d' Al_2O_3 sont entièrement cristallisés dans les étoiles de perte de masse $\geq 3 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$, ce qui représente un premier pas pour expliquer les observations. Néanmoins, l'absence des bandes d'émission dans les spectres des étoiles de faible perte de masse ne signifie pas forcément qu'il n'y a pas de silicates cristallins dans la poussière autour de ces objets. Cette absence pourrait être un effet du transfert de rayonnement. Kemper et al. (2000) montrent ainsi qu'un degré de cristallinité de la poussière (défini comme le rapport de la masse des silicates cristallins sur la masse totale des silicates) de 10 et 20 % serait indétectable dans les spectres ISO d'étoiles de taux de perte de masse de, respectivement, 6×10^{-7} et $2 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{an}$. Si ce biais s'avère réel et que les étoiles de faibles pertes de masse peuvent aussi produire de la poussière cristalline, d'autres scénarios de formation des silicates cristallins que celui de Sogawa & Kozasa (1999) doivent être trouvés.

La cristallisation des silicates amorphes dans les enveloppes circumstellaires dépend de la température à laquelle ces silicates sont formés et du temps pendant lequel ils séjournent à une température donnée. Or ces deux paramètres dépendent de manière critique des conditions physiques et cinétiques de la zone de condensation, elles-mêmes étant en partie déterminées par les caractéristiques de l'étoile centrale (pulsations,...). Tielens (1990) propose que les silicates magnésiens se forment à l'état cristallin s'il sont formés à des températures supérieures à 1050 K (température de

verre) et à l'état amorphe pour des températures inférieures. Cette température de verre correspond à la cristallisation quasi-instantanée du minéral. On peut définir le temps nécessaire aux atomes pour diffuser et se réarranger au sein du solide de façon à minimiser leur énergie interne, c'est-à-dire le temps pour former une structure cristalline, comme (Lenzuni et al., 1995) :

$$t_{cris} = \nu^{-1} e^{E_a/T} \quad (3.1)$$

où ν^{-1} est la fréquence de vibration caractéristique du minéral, T la température et E_a l'énergie d'activation de la transition amorphe-cristallin, exprimée en Kelvins. Lenzuni et al. (1995) ont déduit l'énergie d'activation de cristallisation de fumées Mg-SiO-H₂O (d'après les données expérimentales de Nuth & Donn (1982)) : $E_a = 41000$ K. Le recuit de ces fumées aboutit à la synthèse de forstérite et de périclase (MgO) (Nuth & Donn, 1982), et nous pouvons donc considérer que cette énergie d'activation est caractéristique de l'olivine. En adoptant cette valeur et en prenant $\nu^{-1} = 2.5 \times 10^{13}$ s, on trouve que 1050 K correspond à un temps de cristallisation de ~ 1 heure alors qu'à 900K il est de 676 jours et de 1.44×10^6 ans à 700K. Il est donc crucial, pour déterminer la structure de la poussière nouvellement formée, de coupler la modélisation de la cinétique des objets aux modèles actuels de formation des grains.

3.4.3 Degré de cristallinité des olivines et pyroxènes

Dans les deux sources, le rapport des composantes amorphe et cristalline est différent pour les olivines et pour les pyroxènes. Dans IRAS 17411 et IRAS 17004, respectivement, environ 5 et 14 % de la masse totale des olivines est cristalline, sous forme de forstérite. Pour les pyroxènes, si on suppose qu'il y a dans les deux sources au plus 10 % de pyroxènes amorphes, alors presque tous les pyroxènes observés (~ 70 - 100 % de la masse totale des pyroxènes) sont cristallins sous forme de diopside et d'enstatite. On peut essayer de comprendre les implications de ce résultat en prenant comme hypothèse de départ que les silicates sont, soit formés amorphes, soit formés à l'état cristallin.

Considérons tout d'abord que les conditions dans la zone de condensation sont telles que les silicates sont formés à l'état amorphe. Partant de cette hypothèse, les rapports amorphes/cristallins suggèrent que les pyroxènes ont été cristallisés de manière plus efficace que les olivines. Brucato et al. (1999) ont montré que les spectres de pyroxènes amorphes chauffés sont similaires au spectre de l'enstatite cristalline et ils mesurent une énergie d'activation de la transition amorphe-cristallin $E_a = 47500$

K. Comparant cette valeur à celle de l'olivine, $E_a = 41000$ K (Lenzuni et al. (1995)) on observe qu'à température égale, il est plus facile de cristalliser l'olivine que les pyroxènes. Les rapports amorphe/cristallin déduits de notre étude peuvent s'expliquer si les grains d'enstatite ont résidé à haute température plus longtemps que les grains d'olivine, ce qui implique donc qu'olivine et pyroxène n'ont pas eu la même "histoire thermique" dans l'enveloppe. Le désaccord entre nos résultats et les conclusions déduites des énergies d'activation pourrait également provenir des résultats expérimentaux. Il n'est en effet peut-être pas approprié de comparer ces deux valeurs car les matériaux amorphes utilisés dans les deux expériences ne sont pas produits avec la même technique. Leurs structures peuvent donc être différentes et cela pourrait changer le temps nécessaire pour atteindre la cristallisation. Il serait donc intéressant de mesurer l'énergie d'activation de cristallisation d'olivine produite dans les mêmes conditions que les pyroxènes amorphes dans Brucato et al. (1999).

Partons maintenant de l'hypothèse que les grains se forment à l'état cristallin. On peut alors suivre le scénario proposé par Tielens et al. (1998) qui explique simultanément la présence de silicates cristallins et le faible rapport Fe/Mg de ces silicates. Selon lui, la forstérite et l'enstatite se forment à des températures supérieures à leur température de verre (1050 K pour la forstérite) et sont donc cristallines. Ensuite l'enstatite réagit avec le fer gazeux et forme de la fayalite et de la forstérite (ou une olivine $(\text{Mg,Fe})\text{SiO}_4$) à l'état *amorphe*. Dans ce modèle, la forstérite et l'enstatite cristallines observées sont celles qui, respectivement, n'ont pas été transformées en enstatite et n'ont pas réagi avec le fer. Il permet donc d'expliquer que tous les pyroxènes sont cristallins alors que la majorité des olivines sont amorphes. Ce modèle repose sur le fait que l'interaction de l'enstatite cristalline et du fer gazeux produisent des olivines *amorphes* car la réaction a lieu à plus basse température que la température de verre de l'enstatite ce qui rend impossible le réarrangement des tétraèdres déplacés par la diffusion du fer dans le réseau cristallin (Tielens, 1990). Il serait intéressant d'étudier en laboratoire cette réaction afin de déterminer son efficacité et le degré de désordre induit dans le réseau cristallin. En effet, dans les sources de faible perte de masse dans lesquelles les bandes des silicates cristallins ne sont pas observées, la réaction fer - enstatite cristalline doit alors être extrêmement efficace pour expliquer la disparition quasi-totale des silicates cristallins.

3.5 Conclusion

Alors que la comparaison des observations avec des spectres de laboratoire de minéraux donne facilement accès à la composition de la composante cristalline des spectres, la modélisation du transfert radiatif des objets est nécessaire pour déterminer quantitativement la composition et la structure de la poussière.

La poussière autour des deux étoiles OH/IR IRAS 17411-3154 et IRAS 17004-4119 est principalement composée de silicates amorphes et cristallins. Les silicates amorphes sont majoritairement composés d'olivines riches en fer, mais ~ 10 % de pyroxènes amorphes pourraient être présents dans les deux sources. Les silicates cristallins, identifiés par leur bande de vibration de réseau et observés en émission, sont composés de forstérite (bande à $33.6 \mu\text{m}$), d'enstatite (bande à $43 \mu\text{m}$) et de diopside (bande à $40.5 \mu\text{m}$). Ils représentent ~ 35 et ~ 25 % de la masse des silicates amorphes, soit ~ 25 et ~ 20 % de la masse totale des silicates pour, respectivement, IRAS 17004-4119 et IRAS 17411-3154. La présence d'oxyde de fer, FeO, dans la poussière (~ 20 % par rapport à la masse des silicates amorphes) permet d'améliorer la reproduction de l'opacité aux courtes longueurs d'onde.

La distribution de température des grains autour de ces deux sources est telle que plusieurs composantes de la poussière sont observées en absorption à courtes longueurs d'onde et en émission à plus grandes longueurs d'onde. Ainsi le mode d'élongation des silicates à $9.8 \mu\text{m}$ présente un épaulement à $11.2 \mu\text{m}$ dû à l'absorption de la forstérite cristalline observée en émission à $33.6 \mu\text{m}$. L'eau cristalline gelée à la surface des grains est observée en absorption à $3.09 \mu\text{m}$ et en émission à $43 \mu\text{m}$. Elle n'est pas suffisamment abondante pour expliquer l'épaulement à $11.2 \mu\text{m}$.

L'analyse de la structure de la poussière montre que seule une petite partie des olivines sont cristallines ($\sim 5 - 14$ %) alors que la majorité des pyroxènes le sont ($\sim 50 - 100$ %). La structure de la poussière reflète la dynamique des enveloppes circumstellaires depuis la nucléation des grains jusqu'à leur éjection hors de la zone de condensation. Les résultats obtenus pourraient donc permettre de contraindre les modèles cinétiques de condensation de la poussière autour de ces étoiles.

Les paramètres clés pour déterminer la structure de la poussière dans les enveloppes sont la température à laquelle se forme les grains et la cinétique de la zone

de condensation. Ainsi, une bonne connaissance des énergies de transition amorphe-cristallin des minéraux se formant autour de ces étoiles, déterminées de façon homogène, et des études expérimentales sur les réactions gaz-solides seraient très utiles et permettraient de mieux appréhender la physico-chimie de ces enveloppes.