

L'évolution des silicates dans le MIS

Nous avons, aux Chapitres 3 et 4, effectué une étude détaillée de la composition et de la structure de la poussière silicatée à sa formation, autour des étoiles évoluées et au terme de son séjour dans le MIS, dans les objets protostellaires. La comparaison des résultats de ces deux chapitres montre qu'il existe des différences sensibles de composition et de structure entre la poussière silicatée observée dans ces deux types d'environnements. Ces différences reflètent le vieillissement des grains dans le MIS, c'est-à-dire leur évolution physico-chimique résultant de différents mécanismes physiques : collisions gaz-grain et grain-grain, irradiation photonique, irradiation par les rayons cosmiques, des ions...

Dans ce chapitre, la composition et la structure des grains silicatés autour des étoiles évoluées et des protoétoiles sont comparées afin de mettre en évidence l'évolution physico-chimique de ceux-ci. Parmi les processus physiques susceptibles de modifier la nature des grains de poussière dans le MIS, nous considérons les effets de l'irradiation des grains silicatés par des ions énergétiques produits par la propagation des ondes de choc résultant de l'explosion des supernovae. Les résultats de

simulations expérimentales d'irradiation d'olivine cristalline par des ions He^+ de 4 et 10 keV sont exposés. Ils montrent que les modifications physico-chimiques de l'olivine irradiée sont compatibles avec celles observées pour les grains silicatés interstellaires. Les implications astrophysiques sont ensuite discutées.

5.1 Les silicates, de leur formation à leur destruction

Les résultats des études sur la composition et la structure de la poussière silicatée menées aux Chapitres 3 et 4 sur les étoiles évoluées et sur les protoétoiles sont rappelés au Tableau 5.1. La comparaison de ces résultats met en évidence un changement dans la composition physico-chimique des silicates à leur formation (autour des étoiles en fin de vie) et à la fin de leur évolution (autour des protoétoiles). En ce qui concerne leur composition, on constate que les silicates sont, à leur formation, majoritairement composés d'olivines amorphes alors qu'au terme de leur évolution, ils sont principalement composés de pyroxènes, et éventuellement d'aluminosilicates, amorphes avec des inclusions d'oxyde. D'autre part, environ 25 à 35 % des silicates nouvellement formés sont cristallins, alors que dans les protoétoiles aucun silicate cristallin n'a été détecté. Enfin, les grains autour des protoétoiles sont poreux alors qu'ils sont compacts à leur formation. Notons toutefois que cette comparaison et le constat d'évolution qui peut en découler ne reposent que sur quelques sources, 2 étoiles OH/IR et 3 protoétoiles. Il est donc important de prendre en compte les résultats d'autres études similaires réalisées sur d'autres objets.

5.1.1 Evolution de la composition chimique

L'appréciation de la différence de composition entre les silicates observés autour des étoiles évoluées, dans le MIS et autour des objets protostellaires repose sur la comparaison de leurs caractéristiques spectrales dans ces différents environnements. On constate en effet que, de manière générale, le mode d'élongation des silicates amorphes, dont la position du maximum se situe à $\sim 9.8 \mu\text{m}$ autour des étoiles AGB et dans le MIS, est observé à $\sim 9.6 \mu\text{m}$ autour des protoétoiles (par exemple Dorschner et al. (1988)). Un tel décalage spectral, constaté aussi bien dans des sources en émission qu'en absorption ne peut être dû à des effets de transfert de rayonnement et s'explique naturellement par un changement de composition des silicates.

A partir de constantes optiques de divers silicates amorphes, Dorschner et al. (1988, 1995) identifient les silicates des étoiles en fin de vie à de l'olivine amorphe, et ceux des protoétoiles à des pyroxènes amorphes. Notre étude, qui porte sur des sources différentes, aboutit à la même conclusion. D'autre part, Bowey et al. (1998) observent que le mode d'élongation des silicates du milieu interstellaire diffus est bien reproduit avec de l'olivine amorphe alors que dans les objets protostellaires il l'est avec de l'enstatite amorphe. De plus, ces auteurs se basent sur des comparaisons des observations avec des spectres de laboratoire de silicates amorphes différents de ceux utilisés dans notre étude et celle de Dorschner et al. (1988). L'identification des silicates, avec de l'olivine amorphe dans le MIS et autour des étoiles évoluées, et avec des pyroxènes amorphes dans les protoétoiles, à laquelle aboutissent plusieurs études indépendantes semble donc être un résultat général.

Outre la différence de composition globale entre les silicates autour des étoiles évoluées et des protoétoiles, notre étude montre que les grains silicatés autour des objets protostellaires ont une composition hétérogène. Ils sont en effet composés de pyroxènes mais aussi d'un autre type de silicates, les aluminosilicates, et contiennent des inclusions d'oxydes. En revanche, à leur formation, les grains silicatés ont une composition homogène, principalement d'olivine amorphe. L'hétérogénéité de la composition des silicates présents dans le milieu interstellaire a également été proposée par divers auteurs afin de reproduire l'opacité observée dans l'infrarouge proche (Ossenkopf et al. (1992) et références citées) ou bien pour expliquer les différences d'abondance de la phase gazeuse en éléments réfractaires (Mg, Fe, Si...) observées entre les phases denses et diffuses du MIS (Savage & Sembach, 1996).

5.1.2 Evolution de la structure

Comme pour la composition, l'étude de l'évolution de la structure de la poussière est basée sur les caractéristiques spectrales des silicates cristallins entre 10 et 50 μm . Les spectres ISO ont révélé la présence, autour des étoiles évoluées, d'une composante cristalline de la poussière. Plusieurs études quantitatives réalisées sur différents objets montrent que la proportion de silicates cristallins détectés varie entre 7 et 75 % de la masse totale des silicates (Waters et al., 1998, Molster et al., 1999a, Molster et al., 1999b). Les résultats de notre étude sur les deux étoiles OH/IR IRAS 17411-3154 et IRAS 17004-4119 indiquent la présence de 20 à 25 % de silicates cristallins (par rapport à la masse totale des silicates) autour de ces deux objets. Cependant, il est important de noter que les silicates cristallins ne sont pas observés dans les spectres

Tableau 5.1: Structure et composition des silicates à différents stades de leur évolution.

	Olivine		Pyroxène	
	amorphe	cristalline	amorphe	cristalline
Etoiles évoluées	$\geq 90 \%$	$\sim 5 - 15 \%$	$\leq 10 \%$	$\sim 20 \%$
MIS	oui	non ?	non ?	non ?
Protoétoiles	$\leq 20 \%$	$\leq 5 \%$	$\geq 90 \%$	$\leq 10 \%$

Les valeurs sont celles déterminées pour les étoiles évoluées OH/IR IRAS 17004-4119 et IRAS 17411-3154 et pour les trois protoétoiles RAFGL7009S, IRAS 19110+1045 et IRAS 23151+5912. Les pourcentages sont relatifs à la masse des silicates amorphes. Les points d'interrogation indiquent que ces composantes de la poussière n'ont, à ce jour, pas été détectées ou identifiées dans le MIS.

de toutes les étoiles évoluées (par exemple Sylvester et al. (1999)). D'autre part, ISO a mis en évidence la présence d'une composante cristalline de poussière autour des étoiles jeunes de type Herbig Ae, T Tauri (ces étoiles sont plus évoluées que les objets protostellaires et peuvent être entourées d'un disque), pouvant représenter jusqu'à $\sim 10 \%$ de la masse des silicates (Malfait et al., 1998, Bouwman et al., 2000).

Dans le MIS et dans les sources protostellaires, les bandes des silicates cristallins sont absentes. Bowey et al. (1998) ont réalisé une étude des silicates dans le milieu interstellaire diffus et dense, basée sur des observations au sol du mode d'élongation des silicates. Ils ne trouvent dans les spectres aucune indication d'une possible présence de silicates cristallins. A partir d'une possible bande à $10.4 \mu\text{m}$, ils concluent cependant que de la serpentine cristalline pourrait être le seul silicate cristallin présent dans les spectres. Cette identification est pourtant peu probable, car la serpentine est un silicate hydraté présentant des bandes de vibration vers $3 \mu\text{m}$ qui n'ont jamais été détectées dans le MIS. Cesarsky et al. (2000) suggèrent la présence de silicates cristallins d'origine interstellaire dans le spectre ISOCAM-CVF de θ^2 Ori A. Cependant, les spectres CVF ont une résolution spectrale faible et l'étude du spectre ISO-SWS et la modélisation de la bande sont nécessaires pour confirmer ce résultat et le considérer comme une détection. Une étude en cours placera une limite supérieure de 1% à la quantité de silicates cristallins présents vers le Centre Galactique (Vriend et al., en préparation, Molster (2000)). Autour des trois protoétoiles RAFGL7009S, IRAS 19110+1045 et IRAS 23151+5912, nous n'avons pas détecté les bandes spectrales caractéristiques des silicates cristallins. La limite supérieure déterminée pour ces objets est assez élevée (7 à 13% de la masse totale des silicates). Toutefois, si la

limite de 1 % proposée pour le Centre Galactique (et donc représentative des nuages moléculaires au sein desquels naissent les étoiles), se confirme, alors la limite autour des protoétoiles, dans lesquelles on observe le nuage moléculaire en train de s’effondrer, pourrait être la même.

Plusieurs interrogations découlent de l’observation des silicates cristallins (Paragraphe 1.2.2). Parmi celles-ci, nous nous sommes attachés à comprendre les différences de structure et de composition des silicates observés autour des étoiles évoluées et des protoétoiles, et en particulier à comprendre pourquoi les signatures des silicates cristallins sont absentes des spectres du MIS et des protoétoiles.

Il peut y avoir à cela deux raisons simples : la structure cristalline des silicates peut être détruite dans le MIS ou bien les bandes spectrales des silicates cristallins deviennent invisibles dans les spectres. Si on observait les bandes des silicates cristallins dans le spectre de toutes les étoiles évoluées formant des silicates, la seule explication pour expliquer l’absence de ces bandes dans le MIS ou dans les protoétoiles serait la destruction, c’est-à-dire l’amorphisation, de la composante cristalline. Cependant, les spectres des étoiles évoluées de faible perte de masse ne présentent pas les bandes des silicates cristallins (Cami et al., 1998, Sylvester et al., 1999). Cette absence est mal comprise. Elle pourrait s’expliquer, soit si ces étoiles ne forment pas de silicates cristallins (Sogawa & Kozasa, 1999), soit si ceux-ci ne sont pas détectables en raison du transfert de rayonnement (Kemper et al., 2000) (Paragraphe 3.4.2). Il est donc possible que la composante cristalline des silicates nouvellement formés soit “diluée” dans le MIS avec les silicates amorphes formés autour des étoiles de faible et forte perte de masse. Si cette dilution est suffisamment forte, les silicates cristallins pourraient ne pas être assez abondants pour que leurs bandes soient détectables dans les spectres du MIS. Si, par contre, les étoiles de faible perte de masse synthétisent tout de même des silicates cristallins, indétectables, alors il devient à nouveau nécessaire de faire appel à la destruction (amorphisation) des silicates cristallins dans le MIS. D’autre part, si la limite supérieure sur la quantité de silicates cristallins dans le MIS de 1 % est confirmée (Vriend et al., en préparation, Molster (2000)), il est alors également nécessaire d’amorphiser les silicates cristallins pour expliquer les observations.

5.2 L'irradiation de la poussière silicatée

5.2.1 Pourquoi l'irradiation ?

Tout au long de son évolution, la poussière est constamment soumise à l'irradiation des photons, des rayons cosmiques ou des atomes ionisés et accélérés dans les chocs se propageant dans le MIS. De nombreux travaux expérimentaux ont montré que cette irradiation, qu'elle soit photonique ou ionique, joue un rôle important dans l'évolution des manteaux de glaces recouvrant les grains et dans celle de la matière carbonée. Elle induit en effet une riche chimie qui permet la fabrication de diverses molécules dont la formation dans la phase gazeuse est très peu efficace (Moore (1999), Schutte (1999), Dartois (1998) et références citées). D'autre part, l'irradiation des glaces est aussi importante pour expliquer la présence de certains composés dans les comètes et les surfaces planétaires (Strazzulla (1998) et références citées).

Les effets de l'irradiation ionique sur les silicates ont surtout été étudiés en planétologie pour l'étude du régolite lunaire et du vent solaire (Borg, 1982, Borg et al., 1982), et plus récemment pour l'étude des grains interplanétaires (Bradley, 1994, Dukes et al., 1999). Les seules études existantes appliquées aux grains interstellaires sont celles de Day (1977) et Kraetschmer & Huffman (1979). Si Day (1977) ne parvient pas à modifier la structure cristalline des grains lors d'expériences d'irradiation (avec des ions H^+ de 1.5 MeV), les autres études montrent qu'il est possible de la détruire et de l'amorphiser à l'aide d'ions, d'énergie et de dose très variées (ions H^+ , He^+ , Ne^+ d'énergies allant du keV au MeV). D'autre part, les expériences de Bradley (1994) et Dukes et al. (1999) montrent que l'irradiation (par des ions H^+ et He^+ de 20 et 4 keV, respectivement) peut induire des modifications de la composition de divers matériaux silicatés (olivines, pyroxènes).

Ce sont ces résultats, et l'importance des phénomènes d'irradiation mise en évidence par les expériences sur les glaces interstellaires, qui nous ont amené à étudier les modifications structurales, mais aussi chimiques, induites par l'irradiation ionique, ceci afin de déterminer si un tel processus pourrait expliquer l'évolution observée des silicates dans le MIS.

5.2.2 Principes de l'irradiation ionique d'un solide

Lors de l'irradiation d'un solide, l'ion incident interagit avec la cible et est ralenti. Si celle-ci est suffisamment épaisse l'ion peut y rester implanté, sinon, il en ressort

avec une énergie cinétique plus faible. Ce ralentissement est dû à l'interaction de l'ion avec la cible par collision : par collisions nucléaires élastiques avec les atomes de la cible ou par collisions électroniques inélastiques avec le cortège électronique des atomes de la cible (Johnson, 1990). Les collisions nucléaires provoquent des cascades de collisions qui vont endommager l'arrangement cristallin de la cible, conduisant ainsi à une amorphisation progressive du matériau. Les atomes de la cible impliqués dans les cascades de collisions sont déplacés. Si leur énergie est suffisante, qu'ils sont proches de la surface et que leur recul est dirigé vers l'arrière, ils vont être éjectés de la cible, c'est la pulvérisation. D'autre part, les atomes de la cible peuvent être ionisés par collisions électroniques avec les ions incidents, et éjectés de leur position par répulsion électrostatique. La pulvérisation, l'implantation des ions et les collisions électroniques peuvent également entraîner des changements de stœchiométrie de la cible.

Le flux d'ions nécessaire pour amorphiser un solide, F_{am} , (en ions/cm²) est proportionnel à :

$$F_{am} \propto \frac{DPA_{am}}{DPA_{ion}} \quad (5.1)$$

où DPA_{am} (en atomes/cm²/Å) est le nombre d'atomes par unité de volume qu'il faut déplacer pour amorphiser un minéral donné et DPA_{ion} (en atomes/ions/Å) est le nombre d'atomes déplacés par un ion incident sur une profondeur de 1 Å. DPA_{am} est intrinsèque au minéral et est donc constant. Par contre, DPA_{ion} dépend de la nature de l'ion, de son énergie ainsi que de la composition de la cible.

Il est possible de modéliser ce DPA_{ion} en utilisant des codes simulant les cascades de collisions et donc de comparer les flux d'amorphisation en fonction du type d'ion et de son énergie (le DPA_{am} étant constant, il n'est pas nécessaire de le connaître pour effectuer la comparaison). Nous avons dans cette étude utilisé le programme TRIM (TRansport of Ions in Matter, Ziegler et al. (1996)). Ce programme utilise un algorithme de Monte Carlo pour simuler la trajectoire d'un ion dans une cible de matière et la cascade de collisions provoquée par cet ion. Il génère 4 nombres aléatoires déterminant, pour chaque ion incident, le paramètre d'impact, la nature de l'atome de la cible avec lequel la collision va avoir lieu, le libre parcours moyen de l'ion dans la cible et l'angle entre le plan de la trajectoire de l'ion et le plan défini par l'ion et l'atome après la collision. L'utilisateur choisit la nature de l'ion incident et son énergie ainsi que la composition et la densité de la cible. La principale limitation de TRIM vient du fait que les calculs ne tiennent pas compte de l'abrasion de la cible, qui a lieu pour les flux élevés ($\geq 10^{17}$ ions/cm²) et les basses énergies (≤ 100 keV),

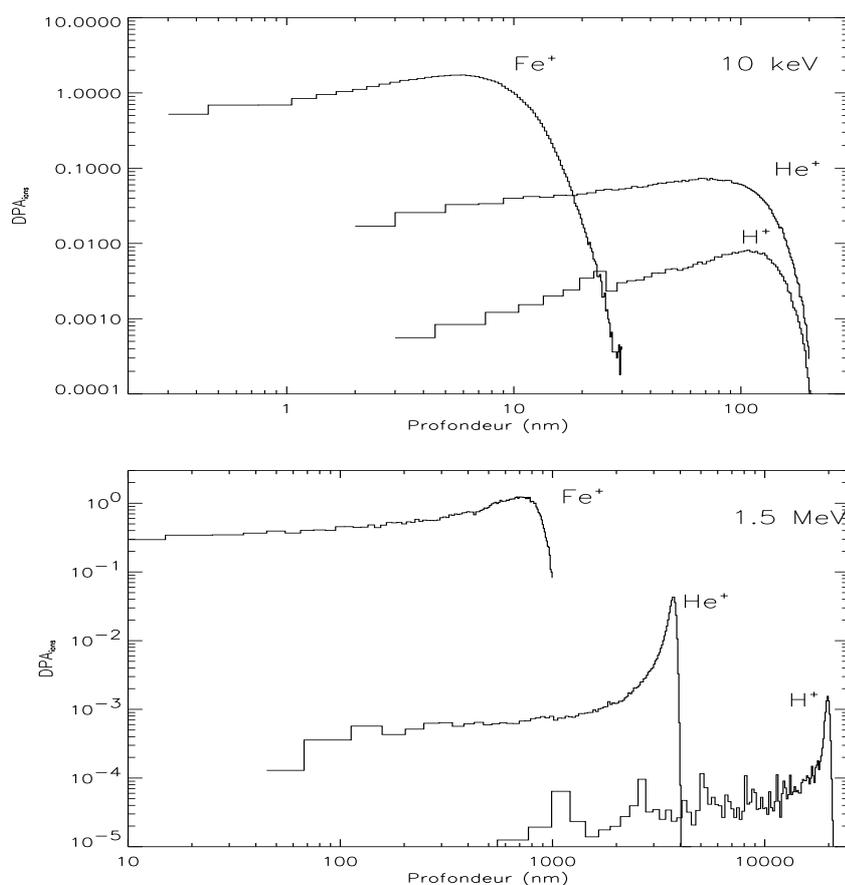


FIG. 5.1: Nombre d'atomes déplacés par ion/Å pour plusieurs types d'ions incidents (H^+ , He^+ et Fe^+) et plusieurs énergies (10 keV et 1.5 MeV).

et qui entraîne un changement de stœchiométrie et de densité de la cible.

Des simulations réalisées avec des ions H^+ , He^+ et Fe^+ d'énergie de 10 keV et 1.5 MeV, incidents sur une cible d'olivine de composition $Mg_{1.8}Fe_{0.2}SiO_4$, permettent de comparer les profondeurs d'implantation et la densité de dégâts induite en fonction de la nature et de l'énergie des ions (Figure 5.1). On remarque tout d'abord que le maximum de dégâts causés dans la cible, c'est-à-dire le maximum d'atomes déplacés par ion et par Å, n'est pas constant le long de la trajectoire de pénétration de l'ion mais est maximum à la profondeur où l'ion est stoppé. Cet effet est moins marqué pour les énergies les plus faibles car l'implantation des ions dans la cible a alors lieu près de la surface. On note également que, lorsque l'énergie des ions augmente, leur profondeur de pénétration augmente, mais la densité de dégâts par ion et par Å (DPA_{ion}) diminue. Enfin, à une énergie donnée, la profondeur d'implantation des ions est d'autant plus faible, et la densité de dégâts d'autant plus élevée, que les ions sont lourds.

On peut appliquer ces remarques au problème de l'irradiation des grains interstellaires afin de déterminer les combinaisons (ion, énergie) les plus favorables pour altérer les grains. Les ions les plus efficaces pour amorphiser les grains interstellaires, sont ceux qui induisent le plus de dégâts par ion incident, à l'intérieur de ceux-ci, c'est-à-dire pour des profondeurs de pénétration inférieures à $\sim 0.2 \mu\text{m}$. **Ainsi, les ions légers de haute énergie (tel que les H^+ de plus de 1 MeV), qui vont traverser les grains en n'induisant qu'une faible densité de dégâts, ou les ions lourds de faible énergie (tel que Fe^+ à 10 keV), qui ne vont endommager qu'une couche superficielle de faible épaisseur (10 nm), ne sont pas favorables à l'altération des grains silicatés interstellaires. En revanche les ions lourds de haute énergie (comme par exemple Fe^+ à 1.5 MeV) ou les ions légers de faible énergie (comme par exemple H^+ ou He^+ à 10 keV) constituent de bons candidats.** Ceci est d'ailleurs illustré par les expériences de Day (1977) qui ne parvient pas à amorphiser de l'olivine avec des protons de 1.5 MeV alors que Kraetschmer & Huffman (1979) y parviennent avec des ions de néon de même énergie et un flux d'ions plus faible et que Borg (1982), Borg et al. (1982) et Bradley (1994) parviennent à amorphiser divers silicates avec des ions légers (protons et He^+) d'énergies de l'ordre de la dizaine de keV avec des flux comparables à ceux de Day (1977). Bien entendu, dans le cas astrophysique, l'efficacité des ions à amorphiser les grains, dépend, en plus de cette efficacité "intrinsèque", de l'abondance cosmique de chaque élément.

5.2.3 Les chocs interstellaires : choix de l'ion et de l'énergie

Le milieu interstellaire est parcouru par des ions de toute nature et de toute énergie. Les ions les plus énergétiques ($E \geq 1\text{MeV}$), les rayons cosmiques, sont produits lors de l'explosion des supernovae par accélération du gaz ou des grains à des vitesses relativistes (Meyer et al. (1997), Ellison et al. (1997) et les références citées). D'un autre côté, dans les chocs qui se propagent dans le MIS suite à l'explosion des supernovae, les vitesses relatives des grains par rapport au gaz ionisé et atomique entraînent des collisions gaz-grains équivalentes à une irradiation avec des ions d'énergies de l'ordre du keV.

Nous avons choisi d'étudier les effets de l'irradiation des grains induite par la propagation des ondes de choc dans le MIS diffus pour différentes raisons. Tout d'abord, les chocs sont des événements relativement bien connus et modélisés (McKee & Hollenbach, 1980, McKee et al., 1987, Draine & McKee, 1993). D'autre part, leur importance

dans l'évolution du MIS est établie (par exemple McKee (1989)). Ainsi, l'observation des abondances élémentaires de la phase gazeuse dans les nuages chauds et froids du MIS montre que la propagation des chocs dans le milieu diffus érode les grains et réinjecte dans la phase gazeuse des éléments de la phase solide tels que Si, Mg, Ti, Fe, etc. (Jones (2000) et références citées). Les chocs sont aussi responsables de la fragmentation des grains (Jones et al., 1996, Kim et al., 1994, Borkowski & Dwek, 1995). Enfin, ils induisent des collisions entre les grains et le gaz (atomes et ions). Les ions tels que H^+ et He^+ impliqués dans ces collisions ont des énergies de l'ordre du keV, et constituent, d'après le paragraphe précédent, des candidats prometteurs pour induire efficacement des changements de structure dans les grains silicatés. Afin d'évaluer les énergies et les densités impliquées dans les chocs, nous décrivons ci-dessous la physique d'un choc interstellaire radiatif de type "J"¹.

Lors de la propagation d'un choc de type J de vitesse v_s , le gaz est comprimé par l'onde de choc et accéléré à une vitesse égale à $\frac{3}{4}v_s$. Ce gaz accéléré est dissocié et ionisé, dans un premier temps par collisions, puis sous l'action ionisante des photons UV produits lors des collisions. Les grains sont progressivement accélérés jusqu'à la vitesse du gaz, par entraînement des grains par les collisions gaz-grains, ainsi que par accélération bêatron autour des lignes de champ magnétique (pour les grains chargés). La modélisation de la vitesse relative résultante des grains par rapport au gaz est indiquée Figure 5.2, pour des grains de graphite, en fonction de la densité de colonne d'hydrogène choqué, pour un choc de 100 km/s se propageant dans un milieu de densité initiale $n_0 = 0.25 \text{ cm}^{-3}$ (Jones et al., 1997). La forme de la courbe est la même pour des grains de silicate. Seule la valeur de la vitesse relative change, elle est supérieure pour les grains de silicate qui sont plus denses et ont donc une quantité de mouvement plus importante.

Si l'on se place dans le référentiel du grain, la vitesse relative gaz-grain devient la vitesse des atomes et ions du gaz, et on peut considérer que, durant le choc, les grains sont irradiés par le gaz. Celui-ci est composé d'un mélange d'atomes et d'ions. L'abondance totale de chaque élément (neutre + ions) est déterminée par les abondances cosmiques tandis que la fraction ionisée de chacun de ces éléments évolue au cours du choc (Figure 5.3). La densité de colonne de matière choquée,

¹On distingue deux types de chocs interstellaires. Les chocs "C" (pour "continuous") ont lieu dans le gaz moléculaire faiblement ionisé et ont des vitesses inférieures à $\sim 40 - 50 \text{ km/s}$. Les chocs "J" (pour "jump") ont lieu dans le gaz ionisé, neutre ou dans le gaz moléculaire (seulement aux vitesses supérieures à $40 - 50 \text{ km/s}$). Ces derniers sont caractérisés par un changement brutal des conditions physiques dans les zones avant et après le choc, changement qui est plus continu dans les chocs de types "C". Voir Hollenbach & McKee (1989)

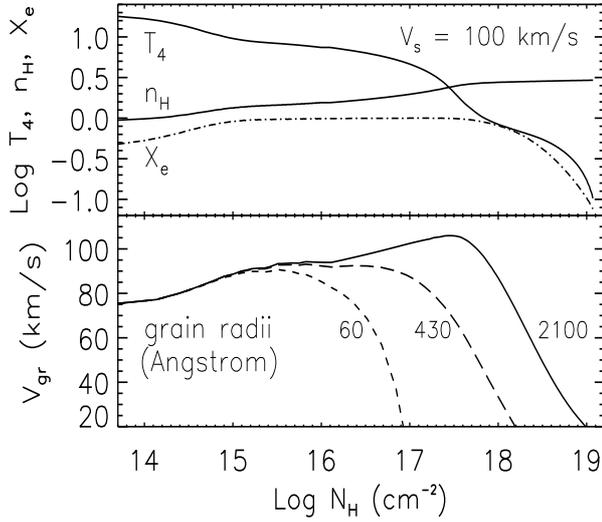
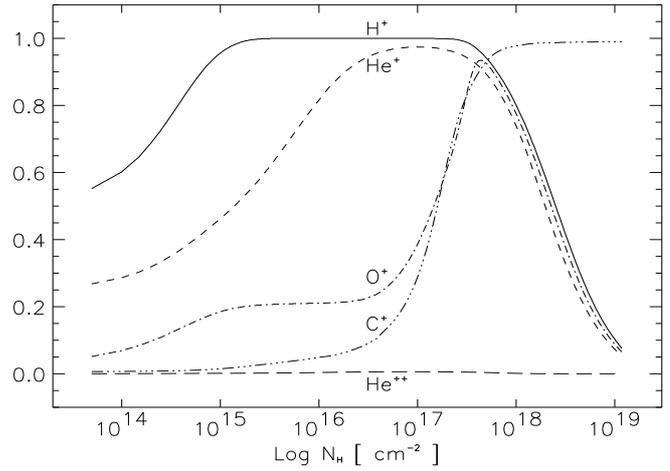


FIG. 5.2: Structure d'un choc de 100 km/s de type J (température T_4 , densité d'hydrogène n_H , fraction électronique X_e) et profil de la vitesse relative de grains de graphite V_{gr} , par rapport au gaz, en fonction de la densité de colonne de matière choquée N_H . La densité et le champ magnétique avant le choc sont, respectivement, $n_0 = 0.25 \text{ cm}^{-3}$ et $B_0 = 3 \mu\text{G}$. La densité de colonne d'hydrogène choqué est proportionnelle au temps, t , par la relation $N_H = n_0 v_s t$: $N_H = 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ correspond à ~ 0.1 an, $N_H = 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ à $\sim 10^4$ ans. D'après Jones et al. (1997).

FIG. 5.3: Fraction d'éléments ionisés dans un choc de 100 km/s de type J en fonction de la densité de colonne de matière choquée. Après le choc, quand $N_H \leq 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, les éléments tels que O et C sont ionisés plusieurs fois. La densité et le champ magnétique avant le choc sont, respectivement, $n_0 = 0.25 \text{ cm}^{-3}$ et $B_0 = 3 \mu\text{G}$. (A. Jones, communication personnelle).



N_H , est équivalente à la dose d'irradiation des grains par les protons et les atomes d'hydrogène. La dose d'irradiation des grains par chaque espèce ionisée est égale à $N_H \times (X(\text{ions})/X(\text{total})) \times (n_{\text{ion}}/n_H)$, où (n_{ion}/n_H) est l'abondance cosmique de l'élément i et $(X(\text{ions})/X(\text{total}))$ la fraction ionisée de cet élément. Cette dose d'irradiation des grains dépend de la taille de ceux-ci. En effet, la Figure 5.2 montre que les grains les plus petits atteignent plus rapidement la vitesse du gaz (c'est-à-dire une vitesse relative gaz-grain nulle), que les grains les plus gros. La dose d'irradiation sera donc d'autant plus forte que les grains seront gros. Ainsi, dans un choc de 100 km/s, les grains atteignent des vitesses de l'ordre de 100 km/s, c'est-à-dire que les grains sont soumis à une irradiation de protons, d'ions He^+ ou d'ions O^+ d'énergie maximale

respective de l'ordre de 50 eV, 200 eV, 830 eV avec une dose d'irradiation comprise entre $\sim 10^{16}$ et $\sim 10^{18}$ protons/cm², 10^{15} et $\sim 10^{17}$ He⁺/cm² (l'hélium est ~ 10 fois moins abondant que l'hydrogène), 10^{13} et $\sim 10^{14}$ O⁺/cm² (l'oxygène est $\sim 10^4$ fois moins abondant que l'hydrogène) (Figures 5.2 et 5.3).

Plus généralement, dans les chocs de forte vitesse, $v_s \geq 100$ km/s, les énergies auxquelles est accéléré le gaz (atomes et ions) sont supérieures à ou de l'ordre du keV. La densité de colonne de gaz choqué, équivalente à la dose d'irradiation, étant peu dépendante de la vitesse du choc, est comprise entre $\sim (n_{ion}/n_H)10^{16}$ et $\sim (n_{ion}/n_H)10^{18}$ ions/cm². Le flux des ions de composition différente dépend de la fraction d'ionisation de l'élément et de son abondance par rapport à l'hydrogène. Ces ordres de grandeurs sont valables pour une large gamme de vitesses du choc et de densités du milieu choqué.

Nous avons choisi pour nos expériences de simulation des ions d'hélium qui est l'élément le plus abondant après l'hydrogène. De plus, étant plus gros que les protons, les ions d'hélium créent plus de dégâts que ces derniers (le DPA_{ion} estimé à l'aide de TRIM est, à 10 keV et suivant la profondeur, $\sim 10 - 20$ fois plus grand pour les ions He⁺ que pour les protons). Afin d'obtenir une profondeur d'irradiation suffisamment grande pour pouvoir être analysée, nous avons choisi des énergies de 4 et 10 keV.

5.3 Les expériences d'irradiation

5.3.1 Expériences et configuration expérimentale

Des échantillons d'olivine de San Carlos (Mg_{1.8}Fe_{0.2}SiO₄) ont été irradiés avec des ions He⁺ de 4 et 10 keV. A 4 keV, plusieurs échantillons ont été irradiés, à incidence normale, avec différentes doses : 5×10^{16} , 10^{17} , 5×10^{17} and 10^{18} ions/cm². A 10 keV, une seule dose de 10^{18} ions/cm² a été utilisée. Les expériences d'irradiation ont été réalisées au CSNSM (Centre de Spectrométrie National et de Spectrométrie de Masse), à l'Université Paris-Sud. Elles ont été réalisées sous vide ($P \sim 10^{-7}$ mbar) et à température ambiante. Pour éviter l'échauffement des échantillons sous l'effet du faisceau d'ions, la densité de courant a été maintenue en dessous de $\sim 9 \mu\text{A}/\text{cm}^2$, ce qui correspond à un flux instantané de $\sim 10^{14}$ ions/cm²/s. Le faisceau d'ions a une section de 5 mm² et balaie de manière homogène les échantillons.

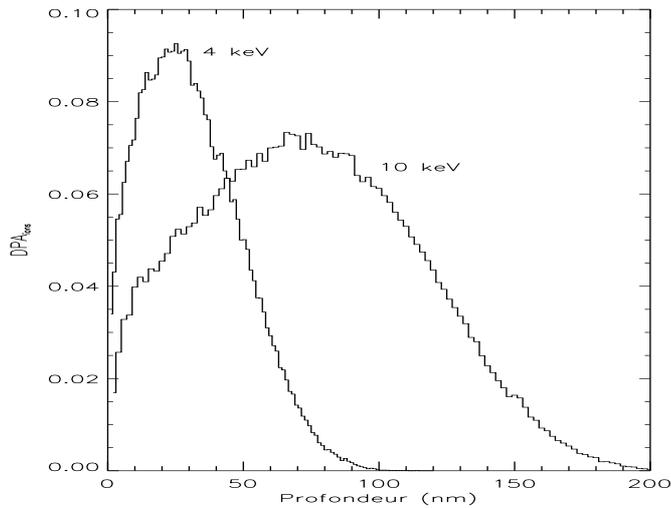


FIG. 5.4: Simulations de la répartition des dégâts dus à des ions He^+ de 4 et 10 keV dans une olivine $\text{Mg}_{1.8}\text{Fe}_{0.2}\text{SiO}_4$. Les simulations ont été réalisées à l'aide de TRIM.

Les profondeurs d'implantation des ions He^+ dans de l'olivine ont été estimées, à l'aide de TRIM, à ~ 25 et 70 nm pour, respectivement, 4 et 10 keV (Figure 5.4). Du fait de ces profondeurs extrêmement faibles, les échantillons ont été analysés par microscopie électronique à transmission (MET). Pour éviter toute manipulation des échantillons après irradiation, ceux-ci ont été préparés pour l'analyse avant irradiation. Nous avons utilisé les techniques conventionnelles de préparation d'échantillon MET (Williams & Carter, 1996). Chaque échantillon est fabriqué à partir d'une lame d'olivine dont l'épaisseur est réduite à $\sim 20 \mu\text{m}$ par polissage mécanique. Ensuite, l'échantillon est aminci par bombardement ionique à l'argon sous une incidence de $\sim 15^\circ$ et une tension d'accélération de 5 keV^2 . Les échantillons sont donc des lames biseautées d'épaisseur transparente aux électrons du microscope, c'est-à-dire inférieure à ~ 500 nm (Figure 5.5). **La pointe du biseau est caractérisée par un fort rapport surface/volume. Elle est donc tout à fait semblable aux grains interstellaires.**

L'analyse et la préparation des échantillons ont été réalisées au LSPES (Laboratoire de Structure et Propriétés de l'Etat Solide) à l'Université des Sciences et Technologies de Lille à l'aide d'un MET Philips CM 30 travaillant avec des électrons de 300 keV. Ce microscope est équipé pour les analyses de composition d'un spectromètre X à dispersion d'énergie, EDS Noran-Voyager, avec un détecteur Ge et une

²Il est important de noter que ce mode de préparation induit des défauts dans l'échantillon. Cependant, ceux-ci sont localisés dans une couche superficielle très fine ($\sim 2 - 3$ nm d'après des simulations TRIM), petite devant l'épaisseur des zones analysées (typiquement $\geq 20 - 30$ nm). Ceci est d'ailleurs confirmé par l'analyse des échantillons non irradiés qui montre que la structure et la composition de l'échantillon sont les mêmes aux fortes et fines épaisseurs (Figure 5.8).

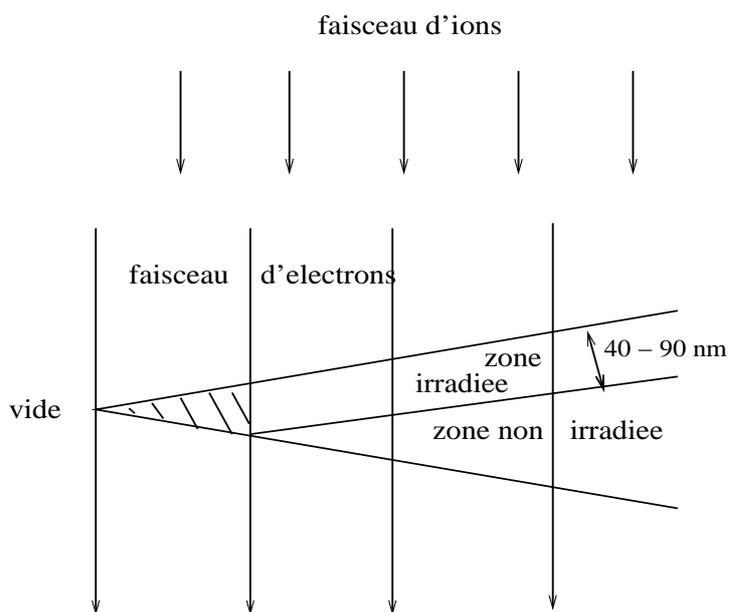


FIG. 5.5: Configuration expérimentale d'irradiation et d'analyse. La partie hachurée à la pointe du biseau est transparente aux ions et est donc irradiée sur toute son épaisseur. Les ions sont stoppés dans les zones de plus grande épaisseur (à ~ 40 et 90 nm pour les ions He^+ de 4 et 10 keV, respectivement) et l'échantillon n'est alors irradié que partiellement. L'échantillon est transparent aux électrons jusqu'à des épaisseurs de ~ 500 nm.

fenêtre ultra fine permettant la détection d'éléments légers, comme l'oxygène, avec une bonne sensibilité.

La configuration expérimentale d'irradiation et d'analyse est représentée Figure 5.5. Excepté à la pointe du biseau, la profondeur d'implantation des ions est inférieure à l'épaisseur de l'échantillon. Ainsi, une couche en surface, d'épaisseur égale à la profondeur de pénétration des ions est irradiée de façon homogène. La zone située à l'extrémité la plus fine du biseau, transparente aux ions, est irradiée sur toute son épaisseur de façon homogène.

5.3.2 Analyse des échantillons

Les analyses que nous souhaitons effectuer sur les échantillons irradiés, et en particulier l'étude de l'évolution de la composition sous irradiation, ont pu être réalisées grâce au savoir faire et à l'expérience de nos collaborateurs du LPSES qui nous ont permis de surmonter deux difficultés auxquelles nous avons été confrontés lors de l'analyse des échantillons. Nous exposons brièvement ci-après ces deux difficultés. Les techniques qui ont permis de les contourner sont détaillées dans Carrez et al. (2000) et Carrez et al., en préparation.

La structure et la composition des échantillons analysés en MET peuvent évoluer

sous l'effet de l'irradiation électronique qu'ils subissent lors des analyses. Une étude récente menée par nos collaborateurs montre que c'est le cas de certains silicates et en particulier de l'olivine pour laquelle ils observent la volatilisation de MgO puis la réduction de SiO₂ (Carrez et al., 2000). La rapidité de l'évolution du matériau lors de l'analyse dépend du flux d'électrons et de l'épaisseur analysée. Plus le flux électronique est fort et l'épaisseur analysée fine, plus l'évolution est rapide. Afin de minimiser l'évolution des échantillons sous l'effet de l'irradiation électronique lors des analyses, et de tenir compte de l'évolution qui, malgré les précautions expérimentales prises, peut tout de même avoir lieu, Carrez et al. (en préparation) ont mis au point une procédure expérimentale d'analyse et de traitement des données. L'éventuelle altération de l'échantillon est suivie, pour chaque analyse, grâce à l'enregistrement de plusieurs spectres consécutifs, ce qui permet d'extrapoler la composition au temps "zéro", c'est-à-dire à une dose d'irradiation électronique nulle. De plus, la dose d'irradiation électronique de l'échantillon, durant l'analyse, est minimisée (en utilisant le MET en mode balayage avec un temps d'analyse court, ~ 60 secondes). Cette méthodologie ayant été appliquée pour l'analyse des échantillons d'olivine irradiés, les résultats présentés ici sont affranchis de ce problème.

Un autre point délicat dans l'analyse de la composition en MET vient de la nécessité de déterminer l'épaisseur de la zone analysée. Généralement, la détermination de la composition et de l'épaisseur s'effectue par itération en se basant sur la stœchiométrie et l'électronneutralité du matériau analysé (pour les oxydes stœchiométriques, van Cappellen & Doukhan (1994)). Cependant, une telle méthode n'est plus utilisable dans notre cas car l'irradiation peut altérer la stœchiométrie ou induire des changements de valence des éléments de l'échantillon. Une autre méthode de détermination de l'épaisseur, élaborée par nos collaborateurs (Carrez et al., 2000), a donc été utilisée pour l'étude de la composition des échantillons. Dans notre cas, des analyses préliminaires nous ont montré que la variation chimique est assez limitée, et qu'elle est de plus localisée dans la région superficielle des échantillons irradiés. Pour les zones plus épaisses (typiquement ≥ 50 et 90 nm pour, respectivement, les échantillons irradiés à 4 keV et 10 keV), on peut considérer que le volume de matériau chimiquement affecté par l'irradiation ionique est faible devant le volume non affecté. Pour ces analyses en zones épaisses, la variation chimique est donc négligeable et on peut alors appliquer la méthode usuelle de détermination. D'autre part, l'intensité du signal X émis par tous les éléments de l'échantillon est proportionnel à l'épaisseur de ce dernier. Une courbe d'étalonnage, épaisseur - intensité du signal X, est donc réalisée pour des épaisseurs ≥ 100 nm. Elle est ensuite extrapolée aux épaisseurs fines et la détermination de l'épaisseur de ces zones consiste alors à mesurer l'émission X



FIG. 5.6: Cliché de diffraction de la zone d'olivine transparente aux ions He^+ à 10 keV. Le halo diffus que l'on peut observer et l'absence de structure (point ou anneaux) sont caractéristiques d'une structure complètement amorphe. Des clichés semblables ont été obtenus pour les échantillons irradiés par des ions He^+ de 4 keV pour toutes les doses (de 5×10^{16} à 10^{18} ions/cm²).

de tous les éléments.

5.4 Résultats des expériences

5.4.1 Amorphisation de l'olivine

La structure des échantillons irradiés a été étudiée par diffraction électronique. Les clichés de diffraction, enregistrés dans la zone transparente aux ions de chaque échantillon (pointe du biseau, Figure 5.5) montrent que l'olivine est amorphisée pour toutes les doses et toutes les énergies. La figure de diffraction est constituée d'un halo diffus caractéristique d'un matériau sans structure, complètement amorphe (Figure 5.6). **Le flux d'amorphisation de l'olivine par des ions He^+ de 4 keV est donc inférieur à 5×10^{16} ions/cm².** A 10 keV, une seule expérience étant réalisée, la limite supérieure du flux d'amorphisation que l'on peut fixer est de 10^{18} ions/cm².

L'épaisseur des zones amorphes a été mesurée. Elle est de 40 ± 15 nm pour les irradiations à 4 keV et de 90 ± 10 nm pour l'irradiation à 10 keV, en accord avec les simulations effectuées à l'aide de TRIM (Figure 5.4).

Deux images MET en champ clair d'échantillons irradiés à 4 keV et avec deux doses différentes sont présentées à la Figure 5.7. La zone transparente aux ions, et donc complètement amorphisée (la pointe du biseau sur la Figure 5.5), est indiquée. Dans les parties plus épaisses de l'échantillon, pour lesquelles seule une couche de quelques dizaines de nanomètres est amorphisée, le volume cristallin domine. Ces zones ap-

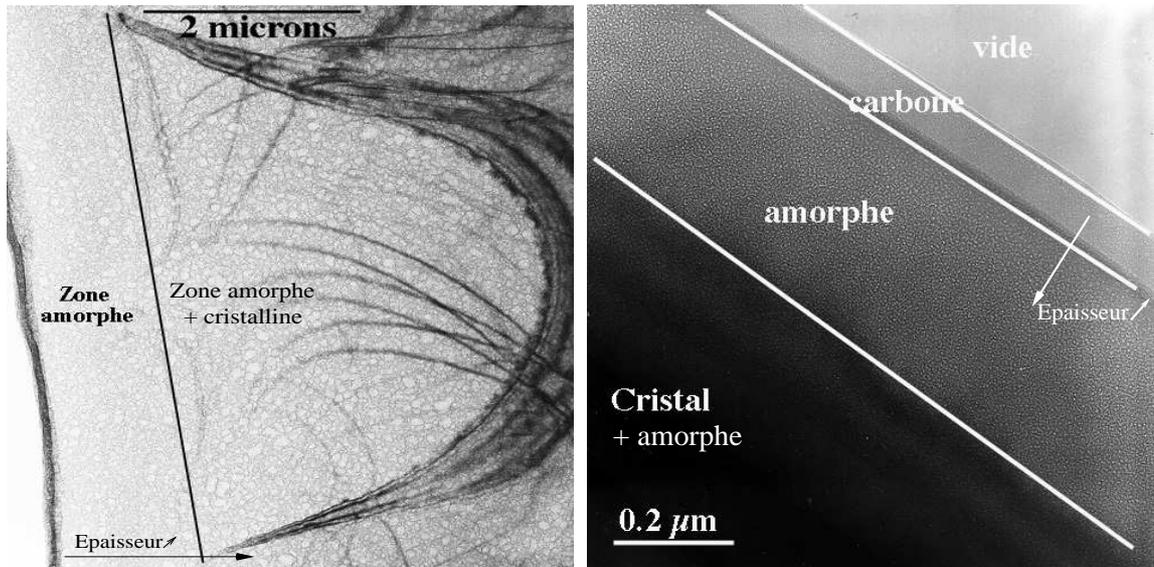


FIG. 5.7: Images MET en champ clair d'un échantillon d'olivine irradié avec des ions He^+ de 4 keV et une dose de 5×10^{16} ions/cm² (à droite) et de 10^{18} ions/cm² (à gauche). Les zones en noir, ou contenant des contours noirs, sont épaisses; elles sont constituées d'une couche amorphe et d'une couche non irradiée cristalline (responsables des structures en noir). Les zones sans contour noir sont les plus fines, transparentes aux ions; elles sont complètement amorphes. La fine bande noire à gauche de la zone amorphe sur la photo de gauche est due à la couche de carbone qui recouvre les échantillons afin de les rendre conducteurs aux électrons (elle est indiquée sur la photo de droite).

paraissent en noir (ou contiennent des contours noirs) sur les photos si l'échantillon (ou une partie) est en position de diffraction (les électrons diffractés par la structure cristalline n'atteignent pas le plan de l'image et les zones sont donc sombres). **On observe également sur les photos des bulles, probablement remplies d'hélium implanté dans le volume de l'échantillon.** A faible dose, les bulles sont très petites et donnent à l'échantillon un aspect semblable à celui d'une peau d'orange (Figure 5.7, à droite). La taille des bulles augmente avec la dose reçue (Figure 5.7, à gauche). Pour les échantillons irradiés à 4 keV avec une dose de 10^{18} ions/cm², par exemple, leur taille varie entre 10 et 400 nm avec une majorité de bulles de taille de $\sim 20 - 30$ nm.

5.4.2 Evolution de la composition initiale

Afin d'étudier un éventuel changement de stoechiométrie lié à l'irradiation, nous avons analysé la composition en magnésium, oxygène et silicium des échantillons ir-

radiés. Du fait de sa faible teneur dans les échantillons, l'évolution du fer n'a pu être mesurée. Plusieurs points de mesure ont été enregistrés sur le même échantillon, à différentes épaisseurs. Ceci permet de suivre l'évolution de la composition de l'échantillon des zones de forte épaisseur, qui peuvent être considérées comme non irradiées car le volume irradié est faible devant le volume total analysé, aux zones les plus fines traversées par les ions.

Les profils de composition (rapports O/Si et Mg/Si) en fonction de l'épaisseur sont présentés pour chaque irradiation ainsi que pour un échantillon non-irradié à la Figure 5.8. Plusieurs points se dégagent de ces résultats. Tout d'abord, comme l'olivine non-irradiée n'a pas été altérée, les rapports O/Si et Mg/Si mesurés à différentes épaisseurs sont constants. Ils sont respectivement égaux à ~ 4 et 1.8, caractéristiques d'une olivine de San Carlos. **On observe par contre que, pour les échantillons irradiés, d'une part les rapports O/Si et Mg/Si diminuent avec l'épaisseur de la zone analysée et que d'autre part cette diminution est d'autant plus importante que la dose d'irradiation est forte.** Comme il a été indiqué précédemment, la variation des rapports O/Si et Mg/Si en fonction de l'épaisseur traduit la variation de ces rapports des zones non-irradiées aux zones irradiées. Ceci montre bien que **la composition de l'olivine est modifiée par l'irradiation et que cette modification est d'autant plus importante que la dose d'irradiation est forte.**

Il faut toutefois noter qu'il est probable que la composition de la couche irradiée ne soit pas homogène, mais plutôt que la surface (épaisseur $\sim 30-40$ nm) soit très altérée alors que l'intérieur ne le serait que très peu, voire pas du tout. C'est d'ailleurs ce que semblent indiquer les résultats présentés à la Figure 5.8. En effet, la valeur des rapports O/Si et Mg/Si évolue de manière continue et ne suit pas une fonction "marche" comme on pourrait s'y attendre si la couche irradiée avait une composition homogène. Ceci est particulièrement visible pour l'irradiation à 10 keV pour laquelle la zone irradiée a une épaisseur de 90 ± 10 nm, mais dont les rapports O/Si et Mg/Si ne semblent évoluer que pour les épaisseurs inférieures à ~ 50 nm.

Nous avons reporté dans le Tableau 5.2 la valeur moyenne des rapports O/Si et Mg/Si de la zone complètement amorphisée en fonction de l'énergie des ions et de la dose d'irradiation. La moyenne des rapports a été effectuée sur les points de mesure situés dans la zone complètement amorphisée, c'est-à-dire pour les épaisseurs inférieures à 40 nm. Comme on peut l'observer sur la Figure 5.8 la valeur moyenne des rapports O/Si et Mg/Si diminue quand la dose d'irradiation augmente. Les valeurs

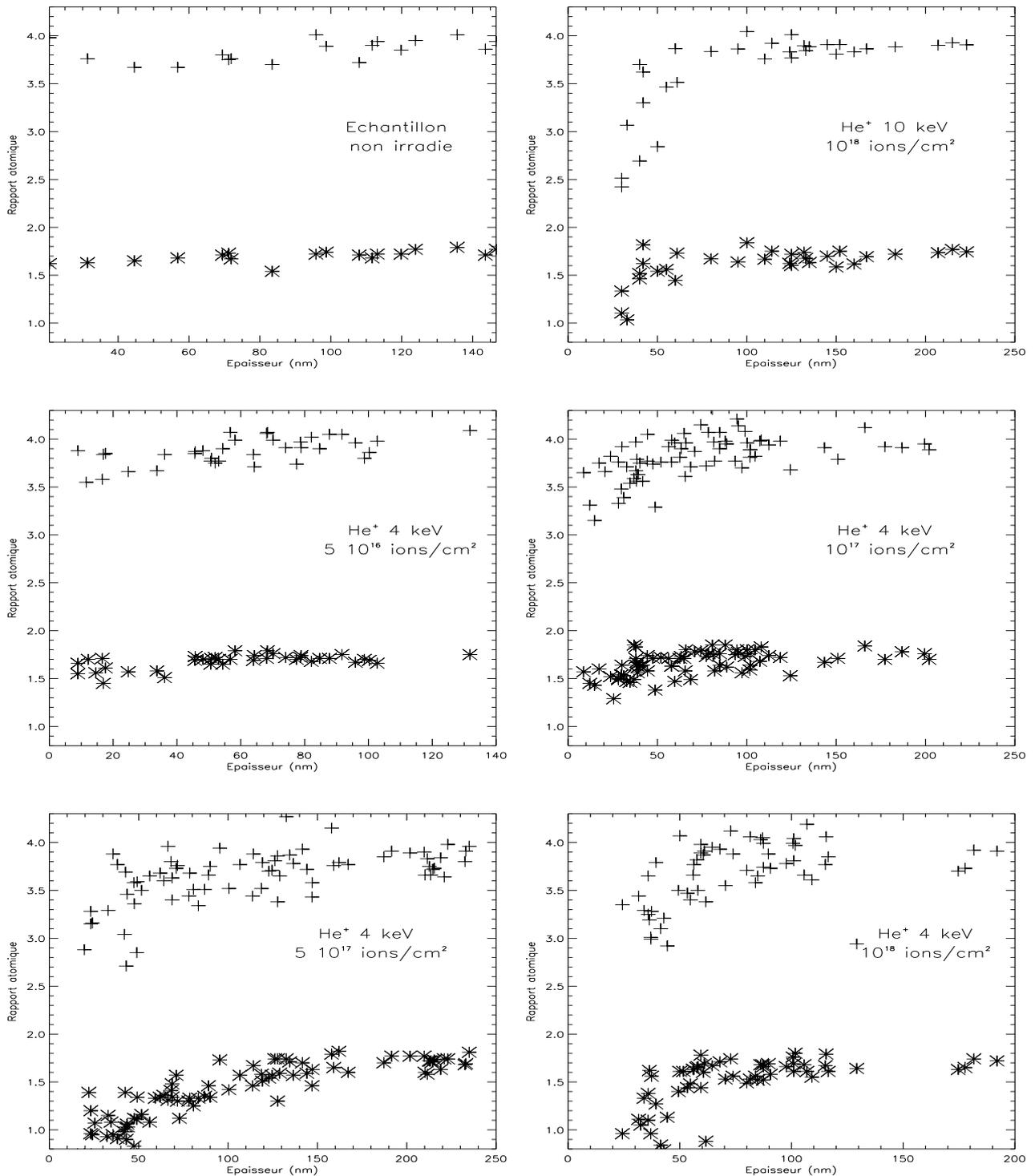


FIG. 5.8: Profil de composition de l'olivine en fonction de l'épaisseur de l'échantillon pour les différentes expériences d'irradiation. Un échantillon non irradié a été analysé de la même façon pour comparaison. **Croix : rapport O/Si, étoiles : rapport Mg/Si.** Par souci de clarté, les incertitudes sur l'épaisseur ne sont pas reportées sur les graphiques. L'incertitude sur chaque point de mesure (non représentée par souci de clarté) est assez bien représentée par la dispersion des points de mesure. Malgré la dispersion assez importante des points, on observe, pour les doses les plus fortes ($\geq 10^{17}$ ions/cm²), un changement des rapports O/Si et Mg/Si aux épaisseurs faibles, traduisant une évolution de la composition des échantillons lors de l'irradiation

Tableau 5.2: Rapports atomiques O/Si et Mg/Si des olivines irradiées.

doses (He ⁺ /cm ²)	échantillon non irradié	4 keV				10 keV
		5 × 10 ¹⁶	10 ¹⁷	5 × 10 ¹⁷	10 ¹⁸	10 ¹⁸
O/Si*	3.84 ± 0.11	3.73 ± 0.13	3.61 ± 0.20	3.34 ± 0.35	3.32 ± 0.25	3.04 ± 0.52
Mg/Si*	1.69 ± 0.06	1.59 ± 0.08	1.56 ± 0.13	1.03 ± 0.17	1.18 ± 0.27	1.41 ± 0.27

*Valeur moyenne des mesures des rapports O/Si et Mg/Si ± la déviation des rapports, calculée dans la région complètement amorphisée. Pour la comparaison, l'épaisseur des régions amorphes sur lesquelles sont effectuées les moyennes (40 nm) est la même pour les expériences à 4 et 10 keV (la zone amorphe a une épaisseur de 90 nm dans l'expérience à 10 keV). On constate que les rapports O/Si et Mg/Si diminuent lorsque le flux d'ions incidents augmente. Il est important de noter que la composition des zones irradiées ne semble pas être homogène et qu'il est possible que la composition des échantillons soit plus altérée en surface (Figure 5.8). Dans ce cas, les valeurs du tableau relatives à l'échantillon irradié à 10 keV sont sous-estimées puisqu'elles ne prennent pas en compte les régions profondes (50 - 90 nm) de la couche amorphisée.

de ces rapports pour l'expérience à 10 keV doivent être considérées séparément car elles ne représentent que la partie superficielle de la région amorphisée, qui a pour épaisseur 90 ± 10 nm. Si, comme c'est peut-être le cas, la composition des régions irradiées n'est pas homogène et que l'altération de la composition est plus importante en surface, alors les valeurs du tableau pour les expériences à 10 keV sont sous-estimées puisqu'elles ne prennent pas en compte les régions profondes (50 - 90 nm) de la couche amorphisée.

L'évolution de la composition de l'olivine sous irradiation se traduit par la perte d'oxygène et de magnésium. Deux processus pourraient expliquer ces résultats : la pulvérisation et les effets d'ionisation. La pulvérisation est provoquée par la cascade de collisions nucléaires qui éjecte les atomes dans le vide si ceux-ci sont proches de la surface. Dans les zones d'épaisseur inférieure ou de l'ordre de la profondeur de pénétration des ions (c'est-à-dire à la pointe du biseau), la pulvérisation aura lieu aussi bien vers l'arrière que vers l'avant. La perte des éléments pourrait aussi être due aux effets d'ionisation. Lors des collisions électroniques entre les atomes de la cible et les ions incidents, les éléments ionisés peuvent être éjectés de leur site initial par répulsion électrostatique. Ils peuvent ensuite diffuser dans la cible, atteindre la surface et être désorbés. Ce mécanisme est responsable de l'évolution des échantillons

sous le faisceau électronique du MET (Carrez et al., 2000). On peut noter que ces deux mécanismes sont d'autant plus efficaces que le rapport surface/volume est élevé, et ceci pourrait expliquer pourquoi la composition des zones des échantillons d'épaisseurs les plus fines pourraient être plus altérées que celle des zones plus épaisses.

5.5 Implications astrophysiques

5.5.1 Structure

Les expériences réalisées montrent qu'il est possible d'amorphiser des silicates cristallins avec des ions d'hélium de basse énergie (4 et 10 keV) et avec des doses $\leq 5 \times 10^{16} \text{ He}^+/\text{cm}^2$. D'autre part des simulations réalisées à l'aide de TRIM indiquent que, entre 200 eV et 10 keV, ce qui correspond à des chocs de vitesse comprise entre ~ 100 et ~ 600 km/s, le flux d'ions He^+ nécessaire pour amorphiser de l'olivine varie de moins de 50 % par rapport à la limite supérieure mesurée à 4 keV (5×10^{16} ions/cm²). De telles conditions de flux sont compatibles avec celles rencontrées lors de la propagation dans le MIS des chocs dus à l'explosion de supernovae. **Ces chocs représentent donc un outil potentiel efficace pour amorphiser dans le MIS les grains cristallins formés dans les enveloppes des étoiles évoluées.**

D'autre part, l'implantation des ions lors de l'irradiation forme des bulles d'hélium au sein du solide ce qui rend sa structure poreuse. Les expériences montrent que la taille des bulles, et donc la porosité du matériau, augmente avec la dose d'irradiation. Il est intéressant de noter que des bulles semblables, provenant de l'irradiation des grains par le vent solaire, ont été observées dans des grains interplanétaires (Brownlee et al., 1998). Plusieurs études indiquent que les grains interstellaires sont poreux. Par exemple, bien qu'elle soit contestée par Smith & Dwek (1998, 2000), l'analyse des observations X de la diffusion des grains pourrait suggérer que ceux-ci sont poreux (Clark et al., 1994, Mathis et al., 1995). D'un autre côté, Mathis (1998) ne parvient à modéliser les bandes des silicates à ~ 9.7 et $18 \mu\text{m}$ du MIS qu'avec des grains de plus 25 % de porosité. De même, nous avons été amené, lors de notre étude des grains silicatés autour des protoétoiles, à introduire environ 10 à 15 % de porosité dans les grains afin de reproduire la largeur de la bande à $\sim 9.6 \mu\text{m}$ (Chapitre 4). La coagulation des grains dans le MIS, par collisions grain-grain de faibles vitesses est généralement proposée pour expliquer les fortes porosités (≥ 50 %) (Jones et al., 1996). **Néanmoins, l'implantation d'espèces non réactives, tel que l'hélium, lors de l'irradiation des grains dans les chocs du MIS pourrait également**

expliquer en partie cette porosité.

5.5.2 Composition

Les expériences montrent que la composition de l'olivine est altérée par l'irradiation et que cette altération est d'autant plus prononcée que la dose d'irradiation est forte. On observe ainsi que la couche irradiée perd de l'oxygène et du magnésium de façon continue lorsque la dose d'ions augmente. **La composition de la couche irradiée semble évoluer vers une composition de type pyroxène avec $O/Si = 3$ et $Mg/Si = 1$. Une telle évolution de la composition est compatible avec l'évolution chimique des silicates mise en évidence dans ce travail et observée dans différentes études indépendantes (Dorschner et al., 1988, Dorschner et al., 1995, Bowey et al., 1998).** Elle pourrait en effet expliquer comment les silicates nouvellement formés, principalement des olivines amorphes, sont transformés en silicates de type pyroxènes amorphes autour des protoétoiles.

Il est également possible que l'évolution de la couche irradiée se poursuive pour des doses supérieures à celles utilisées dans les expériences et que les valeurs des rapports O/Si et Mg/Si continuent de décroître avec l'augmentation de la dose d'irradiation. La perte de l'oxygène a pour conséquence de changer le niveau d'oxydation des éléments dans la couche irradiée. Ainsi, le silicium, initialement sous la forme SiO_4 est réduit sous la forme SiO_3 (si on forme des pyroxènes) et/ou SiO_2 . Il est donc possible que le fer soit également réduit sous forme métallique. Or, la comparaison entre les modèles de composition de la poussière silicatée observée dans les objets protostellaires (Chapitre 4), et les abondances des éléments réfractaires "attendues" dans la phase solide, montrent que ceux-ci contiennent une quantité de fer et de magnésium inférieure aux abondances prévues pour la phase solide (Paragraphe 4.5). En ce qui concerne le fer, ce problème pourrait être résolu si des inclusions de fer métallique, qui n'a pas de signature spectrale observable dans l'infrarouge, sont présentes dans les grains suite à leur irradiation dans les chocs du MIS.

5.6 Conclusion et perspectives

Les résultats des expériences présentées dans ce chapitre montrent que les effets de l'irradiation de l'olivine par les ions He^+ de basses énergies (4 et 10 keV), avec des doses d'irradiation comprises entre 5×10^{16} - 10^{18} ions/cm², sont compatibles

avec les changements de structure et de composition observés entre les silicates circumstellaires nouvellement formés et ceux en fin de leur évolution. **On observe en effet l'amorphisation de la structure cristalline de l'olivine irradiée sur une couche superficielle d'épaisseur de 40 ± 15 nm et 90 ± 10 nm pour les ions He^+ à 4 et 10 keV respectivement. Le flux d'amorphisation de l'olivine par des ions He^+ de 4 keV est $\leq 5 \times 10^{16}$ ions/cm². De plus, lors de l'irradiation, la pulvérisation et/ou les effets d'ionisation induisent une perte d'oxygène et de magnésium dans la couche irradiée qui augmente avec la dose d'irradiation. Ce changement de stœchiométrie est compatible avec la transformation de l'olivine en pyroxène, qui semble avoir lieu dans le MIS. Enfin, l'implantation des ions au sein de l'échantillon, qui forment des bulles d'hélium, pourrait en partie expliquer la porosité des grains dans le MIS et autour des protoétoiles. Les conditions expérimentales étant semblables à celles régnant dans les zones du MIS dans lesquelles les chocs dus aux explosions de supernovae se propagent, les processus d'irradiation induits par ces chocs constitueraient donc un mécanisme efficace pour expliquer l'évolution physico-chimique observée des grains dans le MIS.**

Afin d'évaluer l'importance des chocs dans l'évolution physico-chimique des grains silicatés interstellaires, plusieurs études doivent être entreprises. Il est nécessaire, dans un premier temps, d'obtenir le spectre des échantillons irradiés. **En effet, la signature spectrale des changements de structure et de composition induits par ces irradiations ioniques constitue, pour les astronomes, le seul effet observable pouvant être comparé avec les données spectroscopiques infrarouges, en particulier avec les données ISO³.** Dans un deuxième temps, les résultats de ces expériences en laboratoire doivent être appliqués aux conditions régnant dans le MIS. Pour cela il faut prendre en compte simultanément différents paramètres qui ne sont pas toujours bien contraints, tels que la fréquence et la vitesse des chocs et la taille des grains. En effet, la signature spectrale des effets de l'irradiation sera observable par les astronomes si le volume altéré des grains est suffisamment grand. Or ceci dépend de la taille des grains et de la vitesse des chocs (qui fixe l'énergie des ions, c'est-à-dire leur profondeur de pénétration dans les grains). D'autre part, pour que ces effets soient observables il est nécessaire que le plus grand nombre de grains (c'est-à-dire le plus grand volume du MIS) soit soumis à ces chocs, ce qui

³Ceci n'a pu être réalisé dans le cadre de ce travail car le volume des échantillons affecté par les irradiations est très faible et ne peut être analysé avec un spectromètre infrarouge classique. L'obtention du spectre infrarouge nécessite de changer la géométrie des échantillons et d'utiliser un spectromètre couplé à un microscope infrarouge, dont le faisceau infrarouge est très fin (micronique).

dépend de la vitesse des chocs (les chocs les plus rapides étant les moins fréquents). Une modélisation plus fine est donc nécessaire pour tenter de contraindre au mieux ces différents paramètres.

Une fois le spectre infrarouge des échantillons irradiés obtenu, il serait intéressant d'étudier la réaction de ces derniers à des processus physiques tel que le recuit. Il est en effet possible que ceux-ci recristallisent à plus basse température que des échantillons non altérés. D'autre part, la composition des échantillons étant modifiée par l'irradiation, il est probable que le spectre infrarouge de ces échantillons irradiés puis recristallisés ne soit pas le même que celui de l'échantillon cristallin initial. Ceci pourrait éventuellement apporter des éléments de réponse aux problèmes soulevés par la présence de silicates cristallins autour des étoiles jeunes et dans les comètes. En effet, des silicates cristallins sont observés autour des étoiles jeunes ($\sim 10\%$ autour des étoiles de types T-Tauri, Herbig, Malfait et al. (1998), Bouwman et al. (2000)) et dans les comètes ($\sim 30\%$ Crovisier et al. (1997), Crovisier et al. (1999), Wooden et al. (1999)). Or, les résultats de ce travail montrent d'une part que les silicates cristallins formés autour des étoiles évoluées pourraient être amorphisés dans les chocs du MIS et d'autre part que les silicates dans le MIS et dans les protoétoiles seraient essentiellement amorphes (à plus de 90 % dans ce travail, à plus de 99% selon Vriend et al, en préparation). Les silicates cristallins observés dans les étoiles jeunes et les comètes ne seraient donc pas "interstellaires". Si tel est le cas, ils auraient donc été recristallisés, dans les enveloppes ou dans les disques pour les étoiles jeunes, et reformés cristallins et/ou recristallisés dans la nébuleuse primitive solaire pour les comètes. Or, la cristallisation de silicates amorphes nécessite d'atteindre des températures élevées (Hallenbeck et al., 1998) qui ne sont pas toujours atteintes dans ces environnements (Waelkens et al., 1997, Wooden et al., 2000). La détermination de l'énergie de recristallisation des échantillons irradiés et l'obtention du spectre infrarouge de ceux-ci, une fois recristallisés pourraient permettre d'expliquer les observations et de contraindre les modèles d'évolution des disques et/ou de la nébuleuse solaire primitive.

Finalement, les effets de l'irradiation ionique de l'olivine mis en évidence dans ce chapitre sont prometteurs car les grains sont soumis dans le MIS à des irradiations d'ions de tous types. Il serait donc intéressant d'étendre ces expériences à d'autres types d'ions et d'énergies ainsi qu'à d'autres types de cible (SiC, matière carbonée, autres types de silicates) afin d'évaluer, compte-tenu des flux interstellaires des ions (en fonction de leur énergie), leur efficacité pour altérer la structure et la composition de la poussière interstellaire. Ceci est actuellement en cours à l'IAS, pour différents types de silicates comme par exemple, l'enstatite et la fayalite. De telles

études pourraient peut-être également permettre de comprendre pourquoi les grains présolaires (SiC, graphite) extraits des météorites primitives ne montrent aucune trace d'altération par irradiation (Bernatowicz, 1997). D'autre part, l'implantation d'ions "réactifs" (C^+ , O^+ , Fe^+ , ...) dans les grains de poussière pourrait induire une chimie riche en leur sein et modifier leur composition de façon plus "marquée" que les ions d'hélium (Bibring et al., 1982).