

EL5 : Atomes, Molécules, Solides



J. Belushi 2008



E. Dartois, ISMO, Orsay, France
emmanuel.dartois@u-psud.fr



Dartois 2013

Application

Manteaux de glace interstellaire

On considère la formation de manteaux de glaces à la surface des grains de poussière interstellaire, en prenant pour hypothèse de départ que ces grains sont constitués de silicates, sous forme d'une olivine de composition $MgFeSiO_4$, et que les atomes de silicium disponibles se retrouvent majoritairement bloqués dans cette phase solide.

1. Les molécules d'eau se forment par réaction de surface sur les grains de poussières, lorsque les atomes de la phase gazeuse sont accrétés par collision avec ces grains. Expliquez brièvement pourquoi on s'attend à la formation d'un manteau de glace d'épaisseur constante, indépendante de la taille initiale du grain.

Epaisseur des manteaux de glace:

Taux de croissance en masse: $dm/dt = S \cdot \pi \cdot a^2 \cdot n \cdot \langle v \rangle \cdot \langle m \rangle$

$$\langle v \rangle = \left(\frac{8kT}{\pi m} \right)^{1/2}$$

Taux de croissance en rayon: $da/dt = (dm/dt) / (4 \cdot \pi \cdot a^2 \cdot \rho)$

$$da/dt = S \cdot n \cdot \langle v \rangle \cdot \langle m \rangle / (4 \cdot \rho)$$

Croissance des manteaux indépendante du rayon du grain

Application

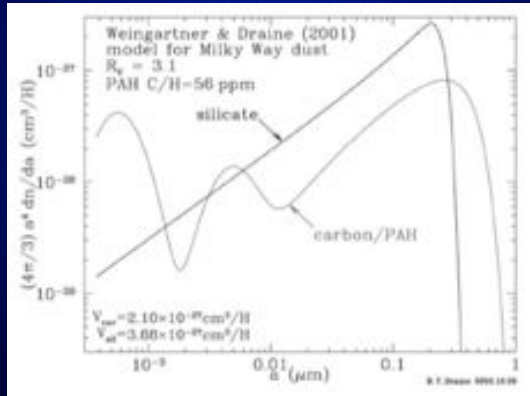
Le rayon moyen d'un grain interstellaire, supposé sphérique, est $\langle a \rangle = 0.1 \mu m$. On donne la densité de l'olivine $\rho(\text{olivine}) = 3.22 \text{ g/cm}^3$, de la glace $\rho(\text{glace}) = 0.9 \text{ g/cm}^3$, et les abondances cosmiques des différents éléments dans la table 1

TABLE 1 – Abondances élémentaires interstellaires pour 10^6 atomes d'hydrogène

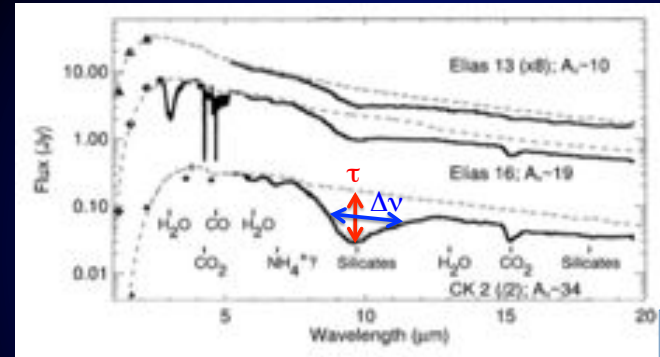
Element	Masse atomique(u)	$10^6 [X/H]$
He	4	$7.8 \cdot 10^4$
C	12	288.4
N	14	79.4
O	16	575.4
Mg	24	41.7
Si	28	40.7
S	34	18.2
Fe	56	34.7

2. En admettant que les atomes d'oxygène disponibles forment la molécule H_2O et donc de la glace par réaction de surface sur un de ces grains silicatés de rayon $\langle a \rangle$, quelle est l'épaisseur attendue des manteaux de glace ?
Explicitez votre démarche.

3. La distribution de taille des grains de silicates prend en fait la forme donnée dans la figure 5. On suppose que l'épaisseur des manteaux de glace ne varie pas avec la taille initiale du cœur réfractaire du grain et qu'elle prend la valeur calculée à la question précédente. Pour les deux tailles extrêmes de cette distribution dans le cas des silicates ($a_{\min} = 0.0004 \mu\text{m}$ et $a_{\max} = 0.3 \mu\text{m}$), quel est le rapport attendu du volume de glace par rapport à celui des silicates ?



4. Densités de colonne des composants de H₂O, CO₂ et des silicates, dont les caractéristiques sont données à la table 2. Quel est le rapport CO₂/H₂O ?



e.g. Knez et al. 2005, Bergin et al. 2005

$$N(\text{H}_2\text{O}) = 1.4 \times 300 / 20 \times 10^{-17} = 2.1 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$$

$$N(\text{CO}_2) = 1.8 \times 20 / 7.6 \times 10^{-17} = 4.7 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2} \Rightarrow N(\text{CO}_2) = 0.22 N(\text{H}_2\text{O})$$

$$N(\text{Silicates}) = 1.6 \times 100 / 16 \times 10^{-17} = 10^{18} \text{ cm}^{-2}$$

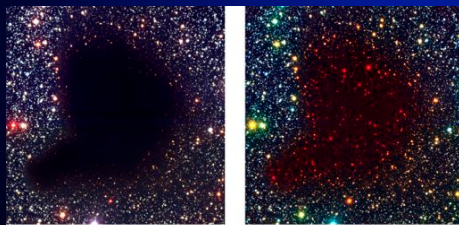
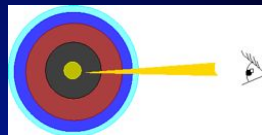
TABLE 2 – Elias 16

Espèce	Mode de vibration	Longueur d'onde (μm)	Largueur à mi hauteur Δν (cm ⁻¹)	Épaisseur optique τ	A (10 ⁻¹⁷ cm/groupement)
H ₂ O	Elongation OH	3.05	300	1.4	20/H ₂ O
CO ₂	Elongation antisymétrique	4.27	20	1.8	7.6/CO ₂
Silicates	Elongation SiO	9.7	100	1.6	16/MgFeSiO ₄

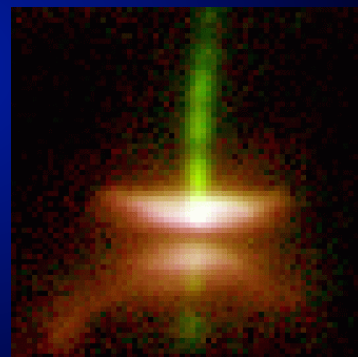
Sources astrophysiques des glaces

Étoile de champ

Protoétoiles / disques



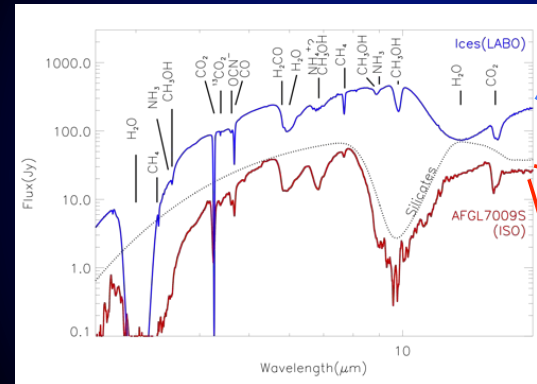
Pre-Collapse Black Cloud B68 (comparison)
(VLT ANTU + FORS 1 - NTT + SOFI)



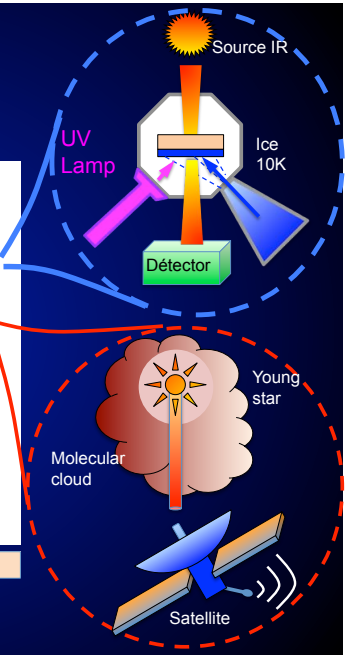
HH30 © C. Burrows (STScI & ESA), WFPC2 Team & NASA

Simulations en laboratoire & comparaison avec les spectres astro

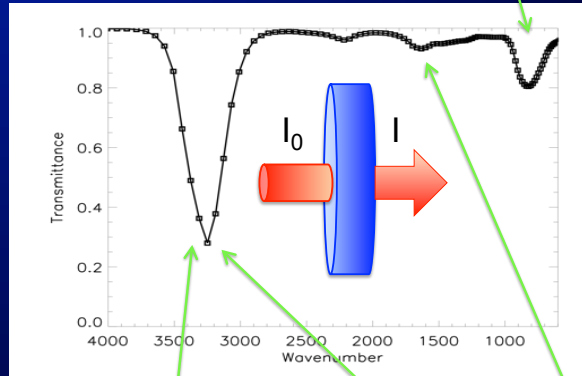
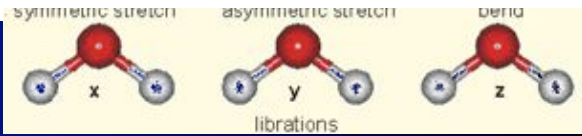
film H₂O/CO/CH₄/NH₃ @ 10 K + photolyse UV



Gerin et al. 2015; Dartois 1998



Identification IR film de glace pure (~ 500 nm)

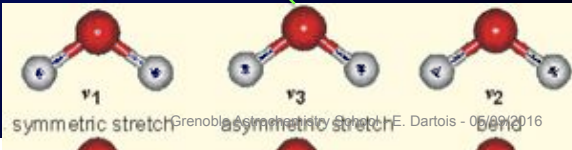


$$I = I_0 e^{-\sigma(\bar{\nu})N}$$

$$= I_0 e^{-\tau(\bar{\nu})}$$

$\sigma(\bar{\nu})$ section efficace d'absorption (cm²)

N Densité de colonne (molecules cm⁻²)

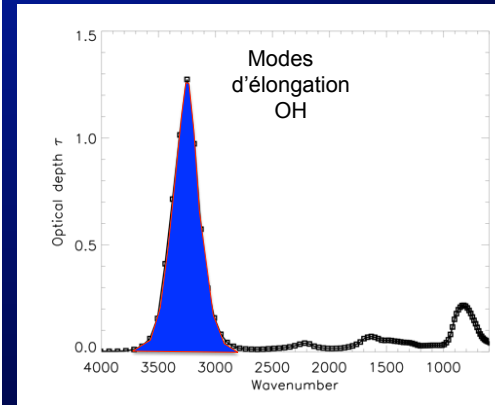


Grenoble, Grenoble Alpes, Université, G. Darbois - 05/09/2016

Martin Chaplin

Section efficace d'absorption intégrée A

(analyse pratique du premier ordre)



$$N = \frac{\rho N_A}{M}$$

cm⁻² (for N), cm (for rho), g.cm⁻³ (for rho), g/mol (for M)

$$A = \int_{\text{band}} \tau(\bar{\nu}) d\bar{\nu} / N$$

cm/molecule

$$A_{OH} \sim 2 \cdot 10^{-16} \text{ cm/H}_2\text{O}$$

Section efficace d'absorption intégrée A

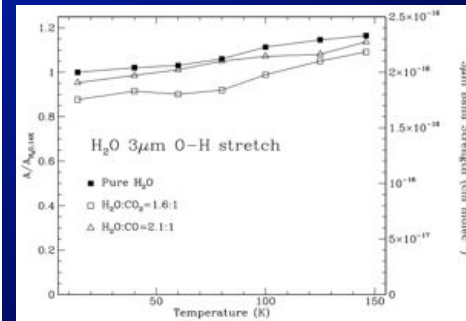
Table 3. Assignments and band strengths of H₂O ice.

Label	Mode	Position cm ⁻¹	Wavelength μm	T K	n	ρ g cm ⁻³	A cm molec ⁻¹	Corrected A cm molec ⁻¹ considering ρ = 0.87 g cm ⁻³	Reference
ν ₃	Libration	360	13.2	10	1.32	1	2.8 × 10 ⁻¹⁷	3.2 × 10 ⁻¹⁷	Hudgins et al. 1993
		750 ^a	13.3	10	*	*	2.6 × 10 ⁻¹⁷	2.8 × 10 ⁻¹⁷	d'Hendecourt & Allamandola 1986
		760 ^a	13.2	14	*	*	3.10 × 10 ⁻¹⁷	3.30 × 10 ⁻¹⁷	Gerakines et al. 1995
ν ₂	Bend.	783	13.1	25	1.29	1.10	2.5 × 10 ⁻¹⁷	3.2 × 10 ⁻¹⁷	Mastrapa et al. 2009
		1657	6.035	10	1.32	1	1.0 × 10 ⁻¹⁸	1.1 × 10 ⁻¹⁸	Hudgins et al. 1993
		1670 ^a	5.988	10	*	*	8.40 × 10 ⁻¹⁸	9.1 × 10 ⁻¹⁸	d'Hendecourt & Allamandola 1986
		1660 ^a	6.024	14	*	*	1.20 × 10 ⁻¹⁷	1.30 × 10 ⁻¹⁷	Gerakines et al. 1995
ν ₁	s-str.	3298	3.032	10	1.32	1	1.7 × 10 ⁻¹⁶	2.0 × 10 ⁻¹⁶	Hudgins et al. 1993
		3257	3.070	10	1.26	0.94	2.0 × 10 ⁻¹⁶	2.2 × 10 ⁻¹⁶	Hagen et al. 1981
ν ₃	a-str.	3275 ^a	3.053	10	*	*	2.0 × 10 ⁻¹⁶	2.2 × 10 ⁻¹⁶	d'Hendecourt & Allamandola 1986
		3280 ^a	3.049	14	*	*	2.0 × 10 ⁻¹⁶	2.2 × 10 ⁻¹⁶	Gerakines et al. 1995
		3285	3.044	25	1.29	1.1	1.9 × 10 ⁻¹⁶	2.4 × 10 ⁻¹⁶	Mastrapa et al. 2009
		3287	3.033	25	1.27 ± 0.02	0.87 ± 0.03	1.5 × 10 ⁻¹⁶	1.5 × 10 ⁻¹⁶	This work

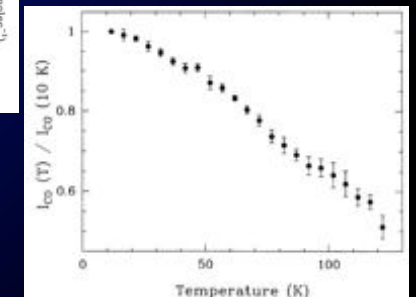
^ad'Hendecourt & Allamandola (1986) and Gerakines et al. (1995) performed measurements using the band strength of the OH-stretching mode of 2 × 10⁻¹⁶ cm molec⁻¹ determined by Hagen et al. (1981) as a reference. So, we consider a density of ρ = 0.94 g cm⁻³ used by Hagen et al. (1981) to scale the band strengths found by d'Hendecourt & Allamandola (1986) and Gerakines et al. (1995) using the formula (6).

Bouilloud et al. 2015

Variations des bandes d'absorption

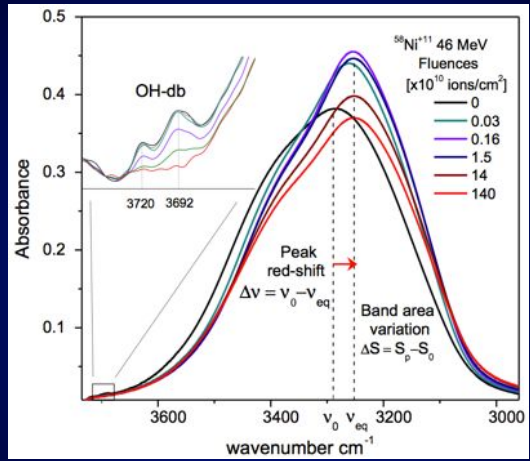


Gerakines et al. 1998



Schmitt et al. 1985

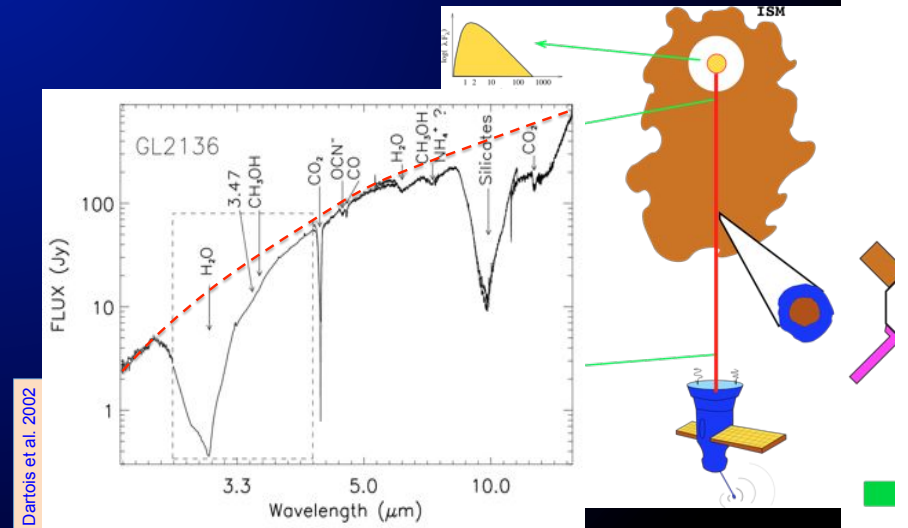
Evolution de la phase avec l'irradiation des CRs



Dartois +2013, 2015; Meja et al. 2015, Rothard+ 2017

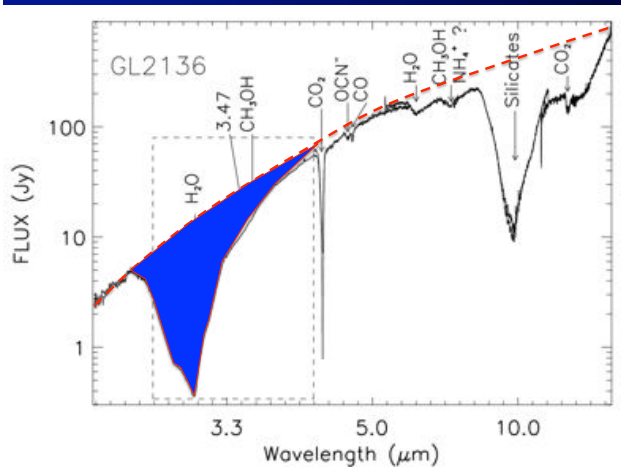
Plusieurs mécanismes conduisent à la compaction de la glace

Absorption : calcul de la colonne densité



Dartois et al. 2002

Absorption : calcul de la colonne densité



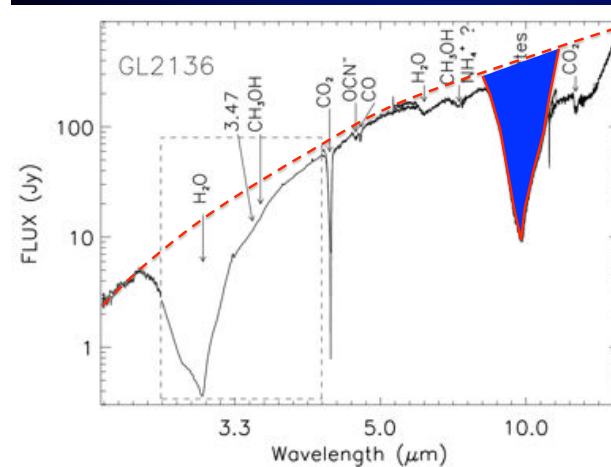
$$N [\text{cm}^{-2}] = \int_{\text{bande}} -\ln(I/I_0) dv / A$$

$$= \int_{\text{bande}} \tau_v dv / A$$

$$A \sim 2 \cdot 10^{-16} \text{ cm}/\text{H}_2\text{O}$$

Dartois et al. 2002

Absorption : calcul de la colonne densité



$$N [\text{cm}^{-2}] = \int_{\text{bande}} \tau_v dv / A$$

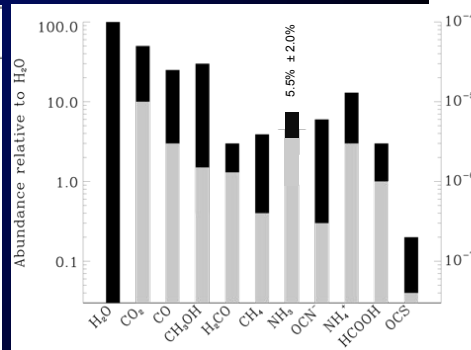
$$A = 1.6 \cdot 10^{-16} \text{ cm}/\text{Si}$$

Dartois et al. 2002

De nombreuses autres glaces détectées par comparaison avec les données de laboratoire.

Species	$X_{\text{H}_2\text{O}}^a$ [%]		
	MYSOs	LYSOs	BG Stars ^c
Securely identified species^d:			
H ₂ O ^e	100	100	100
CO ^e	7 ₄ ¹⁵ (7) 3-26	21 ₁₂ ³⁵ (18) (<3)-85	25 ₂₀ ⁴³ 9-67
CO ₂ ^e	19 ₁₂ ²⁵ 11-27	28 ₂₃ ³⁷ 12-64	26 ₁₈ ³⁹ 14-43
CH ₃ OH	9 ₅ ²³ (5) (< 3)-31	6 ₅ ¹² (5) (< 1)-25	8 ₆ ¹⁰ (6) (< 1)-12
NH ₃	~7 ^f	6 ₄ ⁸ (4)	< 7
CH ₄	1-3	4.5 ₃ ⁶ (3)	< 3

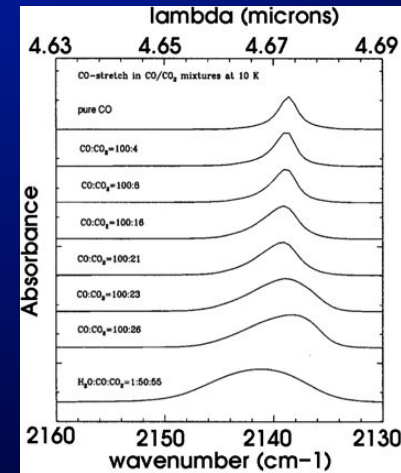
Boogert et al. 2015, ARAA



Dartois 2005, SSRv

Spectroscopie des glaces

Profils des bandes – (i) glaces polaires versus apolaires

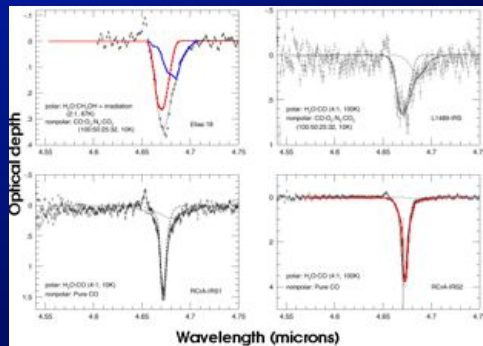


Ehrenfreund et al. 1996, A&A 315, L341

- les largeurs de bandes et les positions mesurées au laboratoire changent quand mélangées avec des glaces polaires, traduisant des interactions dans le solide.
- Initialement tracé par le profil de la glace de CO car observable du sol.

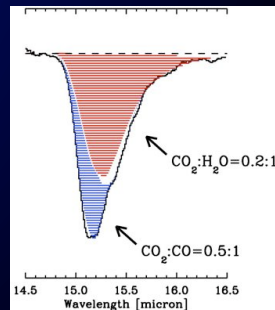
e.g. Pontopiddan et al. 2003, A&A 408, 981; Chiar et al. 1995, ApJ 455, 234. Palumbo & Strazzulla 1993, A&A 269, 568; Tielens et al 1991, ApJ 381, 181; Sandford et al. 1988, ApJ 329, 498;

Profils des bandes – glaces polaires versus apolaires



Chiar et al. 1998, ApJ 498, 716.

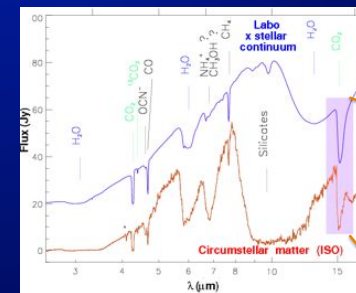
- Concerne principalement la décomposition de CO et CO₂.
- Hypothèse de séparation de phase.



Pontopiddan et al. 2008, ApJ 678, 1005.
Mennella et al. 2006, ApJ 643, 923
Bergin et al. 2005, ApJ 627, L33

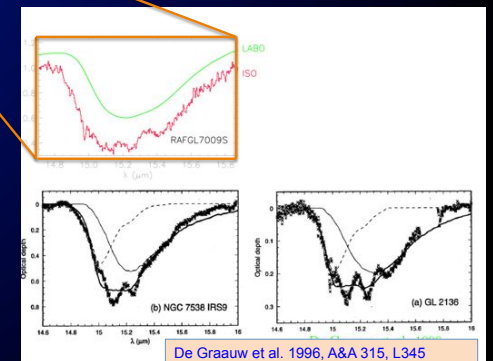
- Bcp d'observations décomposées sur la base de spectres de labo.

Profils des bandes – (ii) complexes intermoléculaires



D'Hendecourt et al. 1996, A&A 315, L365

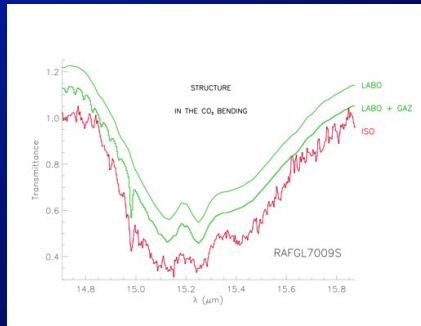
- Profil du pliage CO₂ varie pour différentes I.v.



De Graauw et al. 1996, A&A 315, L345

- Incompatible avec les spectres de laboratoire sur la base des abondances observées mélangées dans la même glace.

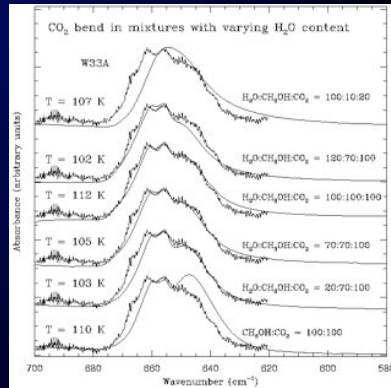
Profils des bandes – complexes intermoléculaires



Dartois et al. 1999

- Et avec de la glace d'eau jusqu'à un degré où elle ne domine pas, en contradiction avec les abondances globales.

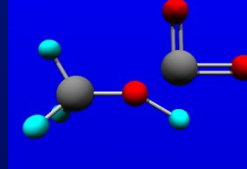
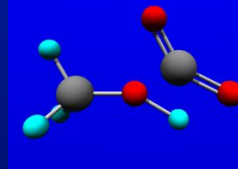
- Peut être reproduit avec des mélanges intimes $\text{CH}_3\text{OH} / \text{CO}_2$.



Ehrenfreund et al. 1999, A&A 350, 240

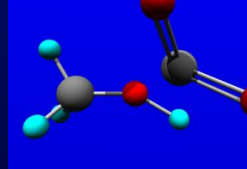
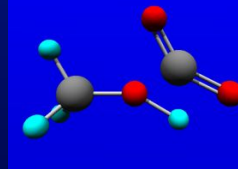
Profils des bandes – complexes intermoléculaires

Pliage dans le plan



Dartois et al. 1999, A&A 351, 1066

Pliage hors plan

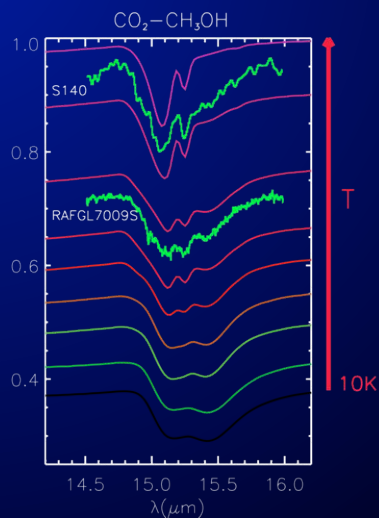


- Levée de dégénérescence, le mode de pliage se sépare en deux composantes.

- Séparation confirmée par le calcul théorique.

Klotz et al. 2004, A&A 416, 801

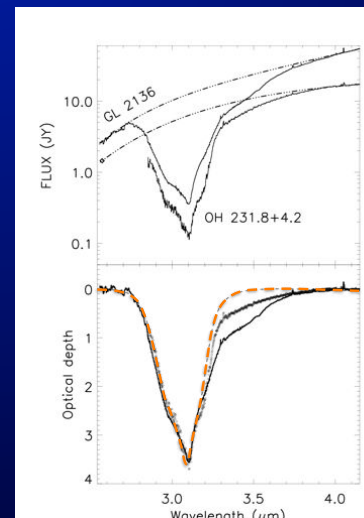
Profils des bandes – complexes intermoléculaires



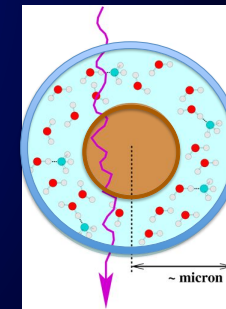
Dartois et al. 1999, A&A 351, 1066

- Comment expliquer les différentes structures?
- Complexe et recuit thermique, le pic double associé aux sources évoluées.
- Formation stœchiométrique du complexe, sinon H_2O détermine la structure de la glace.
- Profils de bandes \neq Abondances relatives
- Les manteaux de glace possèdent différentes phases ségréguées.

Profils de bandes– (iii) diffusion et hydrate d'ammoniac



Dartois et al. 2002, A&A 394, 1057

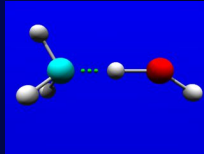
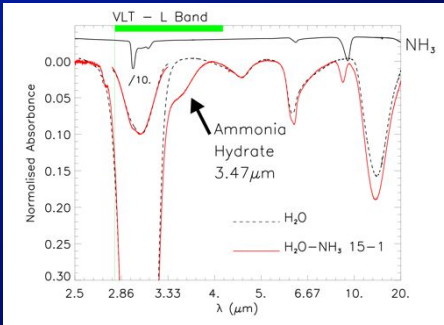


- Comparaison de l'élongation OH de la glace d'eau cristalline :
 - Lab
 - OH-IR (Manteau de glace pure)
 - GL2136 (Protoétoile massive)

- Diffusion + abs. additionnelle

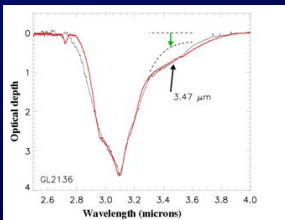
Brooke et al. 1999, ApJ 517,883; Smith et al. 1989, ApJ 344, 413

Profils de bandes – diffusion et limite sup hydrate



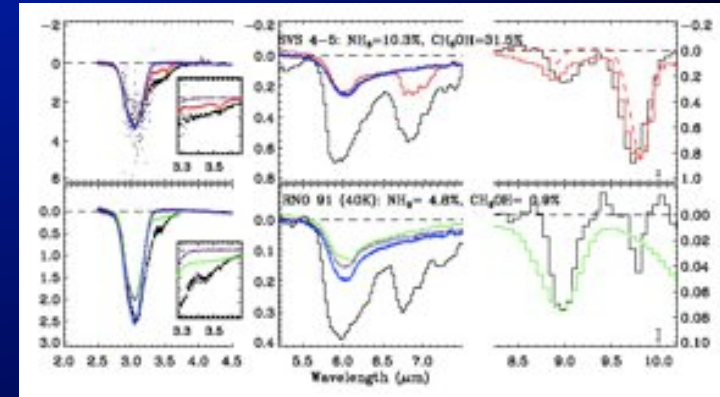
- Une interaction donne accès à la contribution max de l'hydrate $\text{NH}_3 / \text{H}_2\text{O} \leq 7\% (5\%)$

Dartois et al. 2002, A&A 394, 1057



- Une nouvelle raie ≠ nouvelle espèce
- Interactions sont non linéaires et doivent être mesurée au laboratoire

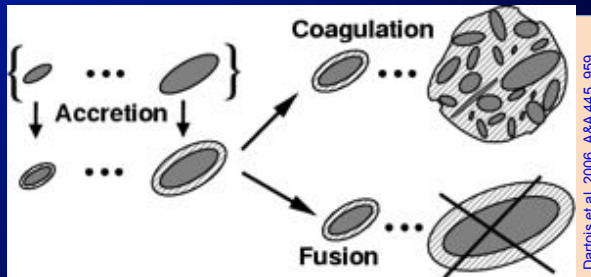
Autres modes observés ou limites sup



Bottinelli et al. 2010, ApJ 718, 1100

Données Spitzer => $\text{NH}_3/\text{H}_2\text{O} = 5.5\% \pm 2.0\%$

Profils de bandes– (iv) l'influence de la croissance des grains



Dartois et al. 2006, A&A 445, 959



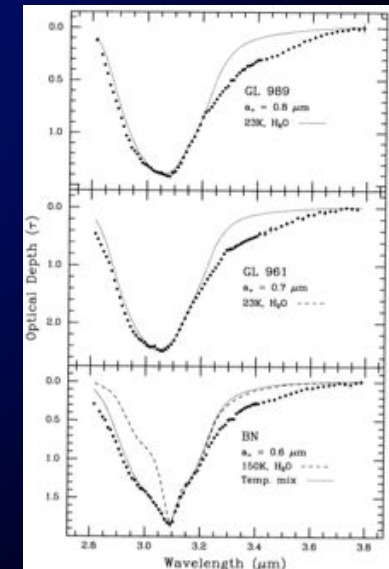
- Les grains grossissent dans les régions denses.
- la coagulation est le plus probable : pas assez de gaz/atomes pour augmenter le manteau significativement par de l'accrétion pure du gaz disponible.

Profils de bandes

(iv) l'influence de la croissance des grains

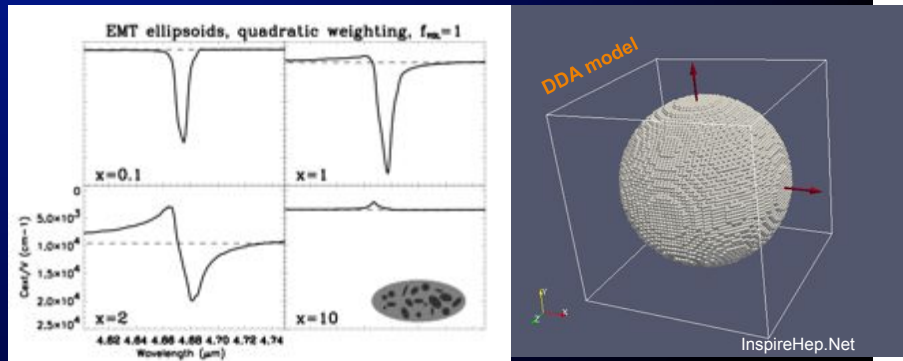
- Modélisation du profil de la glace de H_2O
- $X = 2\pi \langle r \rangle / \lambda$, où $\lambda = 3 \mu\text{m}$

Smith et al. 1989, 1993



Profils de bandes– (iv) l'influence de la croissance des grains

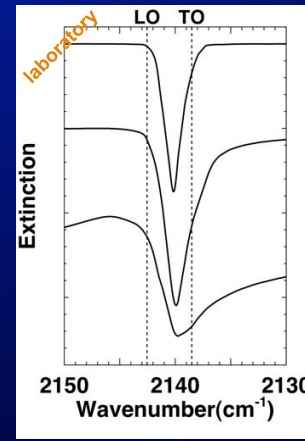
- Modélisation du profil de la glace de CO dans un grain mélange glace silicates en utilisant un code DDA [Draine & Flatau](#)
- $X = 2 \pi \langle r \rangle / \lambda$, où $\lambda = 4.27 \mu\text{m}$, coefficient d'extinction volumique



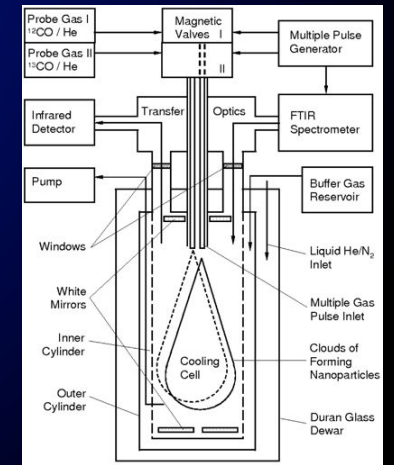
[Dartois et al. 2006](#),

Profils de bandes– (iv) l'influence de la croissance des grains

Mesuré au laboratoire en utilisant une cellule collisionnelle.

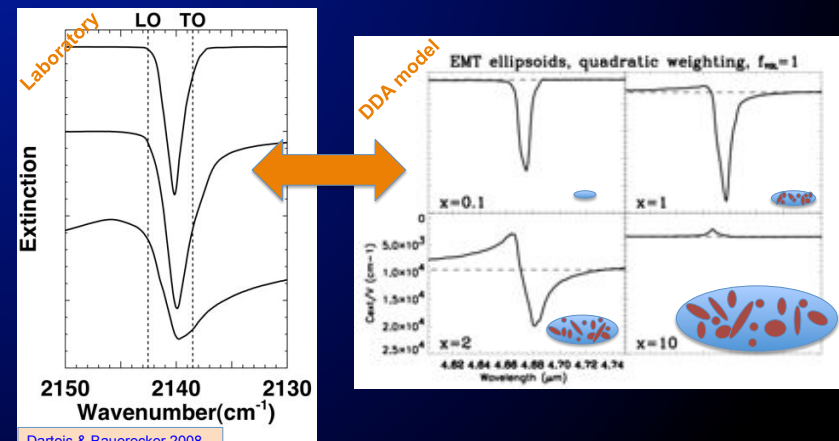


[Dartois & Bauerecker 2008, J. Chem. Phys. 128, 154715](#)



Profils de bandes– (iv) l'influence de la croissance des grains

Mesuré au laboratoire avec une cellule collisionnelle.



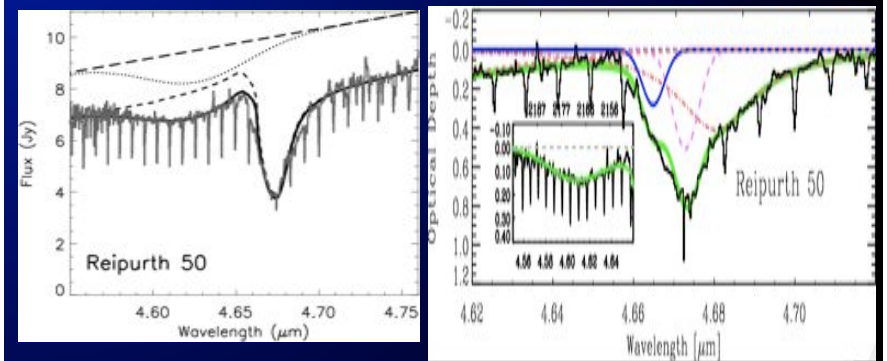
[Dartois & Bauerecker 2008](#)

Démontre la modification du profil de CO pur

Profils de bandes– (iv) l'influence de la croissance des grains

Grossissement
CO pur mélangé avec les silicates

« Polaire / Apolaire »
Decomposition 3 composants

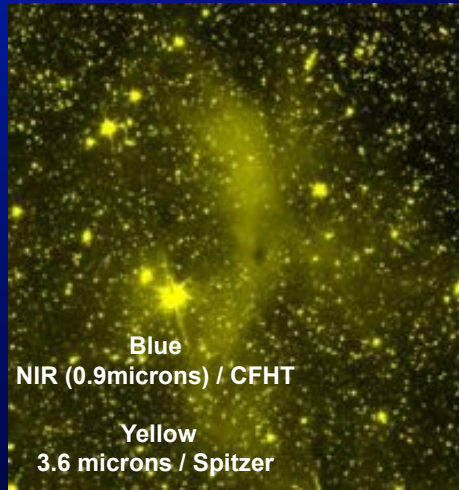


[Dartois et al. 2006, A&A 445, 959](#)

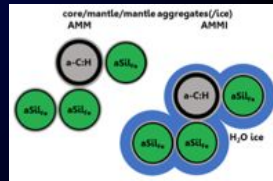
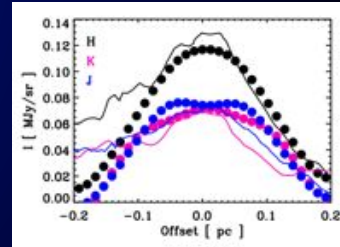
[Pontoppidan et al. 2003, A&A 408, 981](#)

- Gros grains présents et influencent le profil autant que la composition chimique.

Agrégats de grains et/ou grossissement: « effet Coreshine »



Steinacker et al. 2010; Andersen et al. 2014



Ysard et al. 2016; Jones et al. 2016; Lefevre et al. 2016; Juvela 2016

Interactions gaz/grain et processus énergétiques

Réactions de surface

Rayonnement cosmique

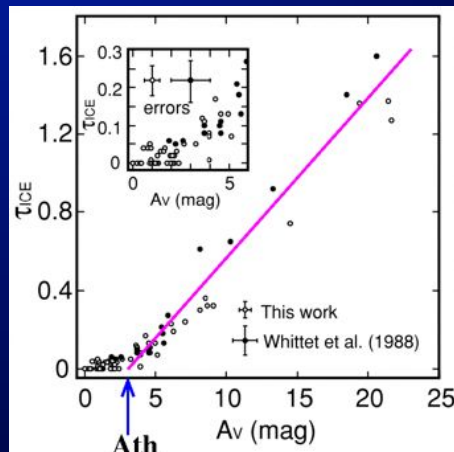
Photolyse UV (*, ambiante, induite par RC)

Photodésorption UV (indirect)

Recombinaison radicalaire

Evolution thermique, sublimation

Réactions de surface – naissance et distribution des glaces



e.g. Murakawa et al. 2000, ApJS 128, 603, Whittet et al 1998, MNRAS 233, 321

▪ $\tau(\text{H}_2\text{O}) = \alpha(A_v - A_{v\text{threshold}})$

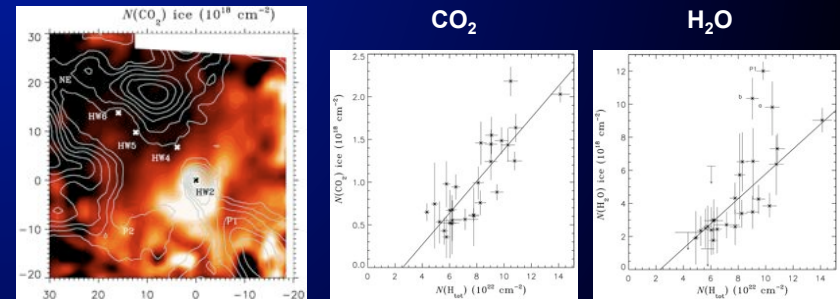
▪ Abondance $10^{-5} - 10^{-4} N_H$

Bien au dessus de la formation en gaz suivie par accretion

▪ réactions de surface impliquant l'oxygène

▪ besoin de solides pour la formation de H_2 aussi !

Réactions de surface – obs. telescopes et satellites



Sonnentrucker et al. 2008, ApJ 672, 361

▪ H_2O and CO_2 semblent partager le même seuil en A_v

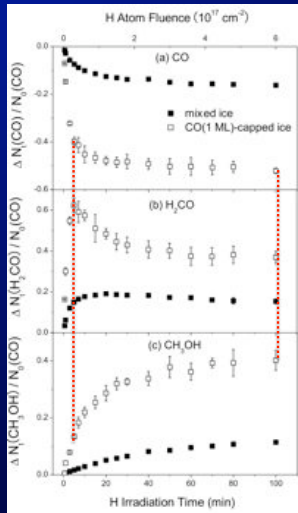
e.g. Pontoppidan et al. 2008, Bergin et al. 2005, ApJ 627, L33

▪ CO variable et apparaît plus tard

▪ CH_3OH très variable

e.g. Boogert et al. 2008

Réactions de surface – addition d'H au CO -> CH₃OH



- Difficile à observer directement et quantifier astrophysiquement car seuls les produits sont observés.

- Au laboratoire l'addition d'hydrogène au CO est suggérée pour la production d'H₂CO / CH₃OH

- Expériences difficiles au laboratoire et parfois de la controverse sur les résultats.

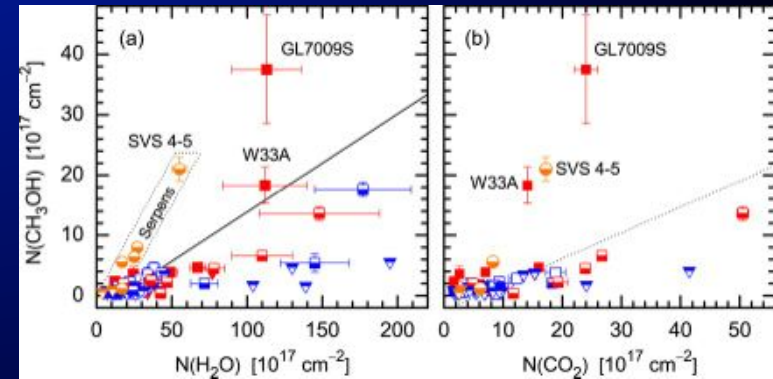
Hiraoka et al. 2005, ApJ 620, 542; Hiraoka 2002, ApJ 577, 265

Watanabe et al. 2007 ApJ 668, 1001
Watanabe et al. 2004, ApJ 616, 638

Fuchs et al.,

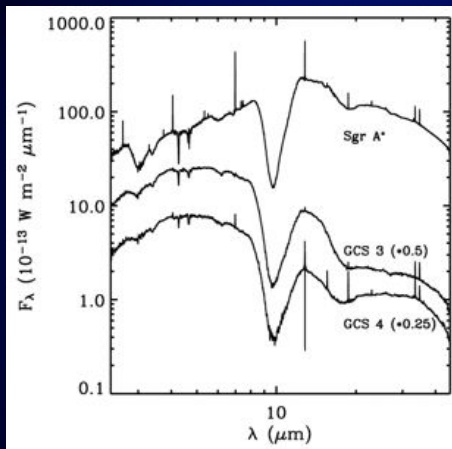
Réactions de surface

- Ne permettent pas d'expliquer toutes les glaces



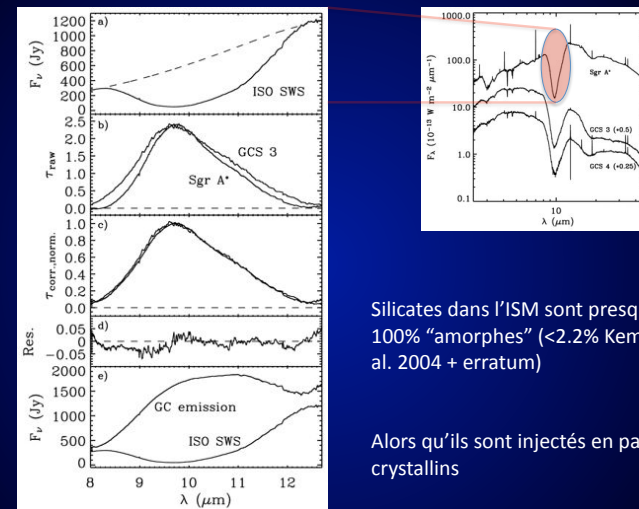
Whittet et al. 2011

Silicates dans le DISM



Kemper et al. 2004

Silicates dans le DISM

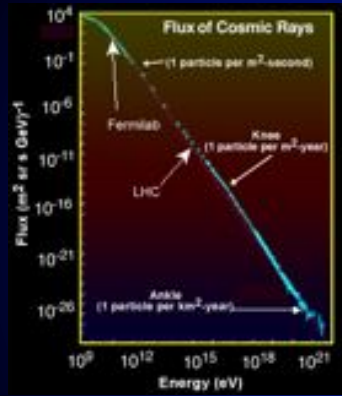


Kemper et al. 2004

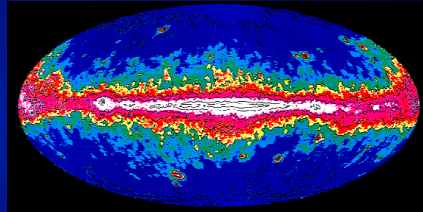
Silicates dans l'ISM sont presque 100% "amorphes" (<2.2% Kemper et al. 2004 + erratum)

Alors qu'ils sont injectés en partie cristallins

Influence des rayons cosmiques énergétiques ?



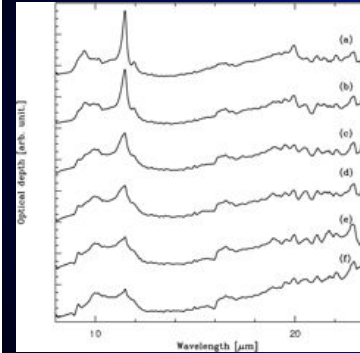
LPSG Grenoble



EGRET Gamma ray

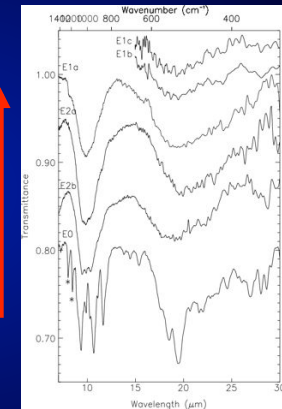
Amorphisation par les rayons cosmiques énergétiques ?

30keV He+, irradiation de Forsterite (Mg₂ SiO₄)



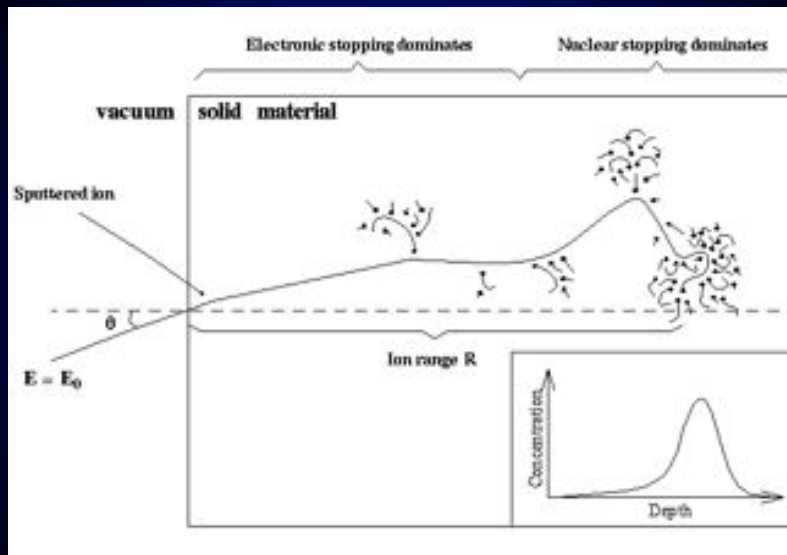
Brucato et al. 2004

20-50keV He+, irradiation d'Enstatite (MgSiO₃)



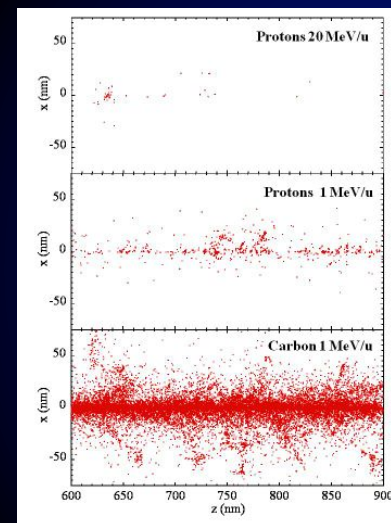
Demyk et al. 2004, Carrez et al. 2002

Perte d'énergie des ions dans un solide

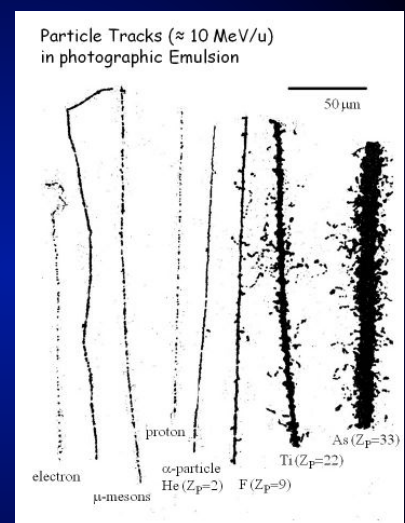


Wikipedia

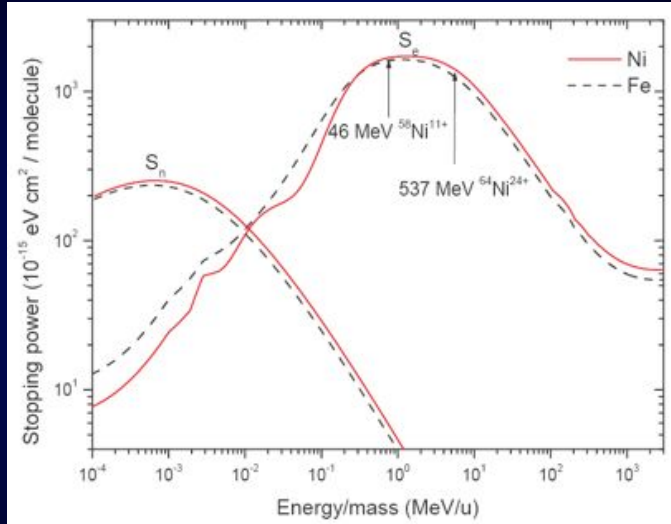
Traces



SRIM/TRIM

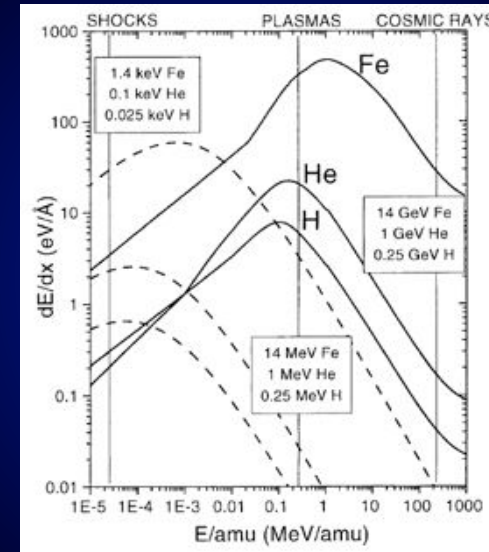


Pouvoir d'arrêt



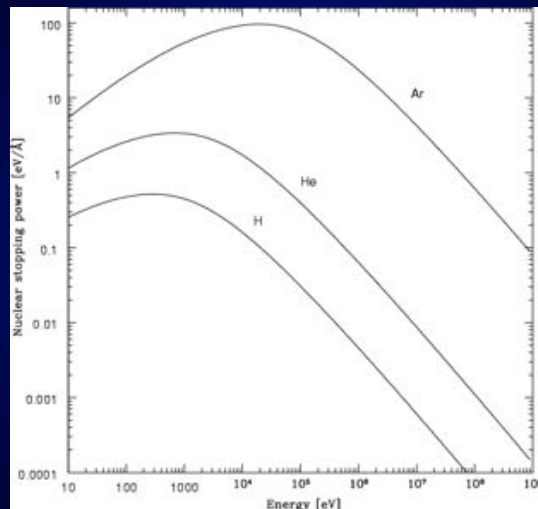
SRIM/TRIM

Energies et pouvoir d'arrêt des rayons cosmiques



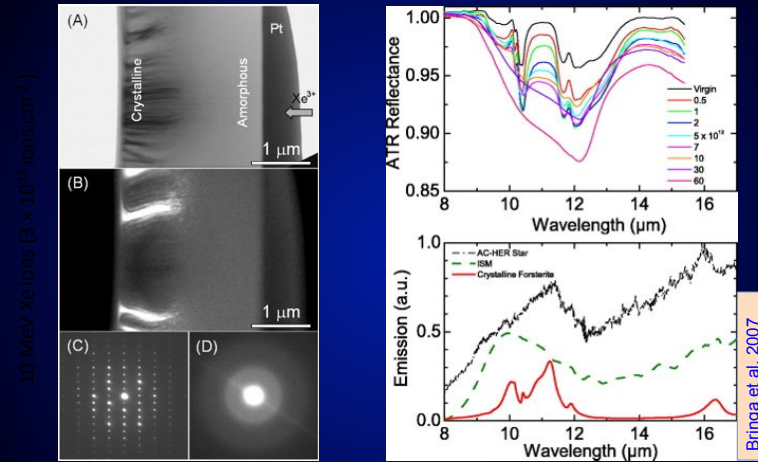
Bringa 2003

C.R. énergétiques ($E > 10\text{MeV}$) passent au travers



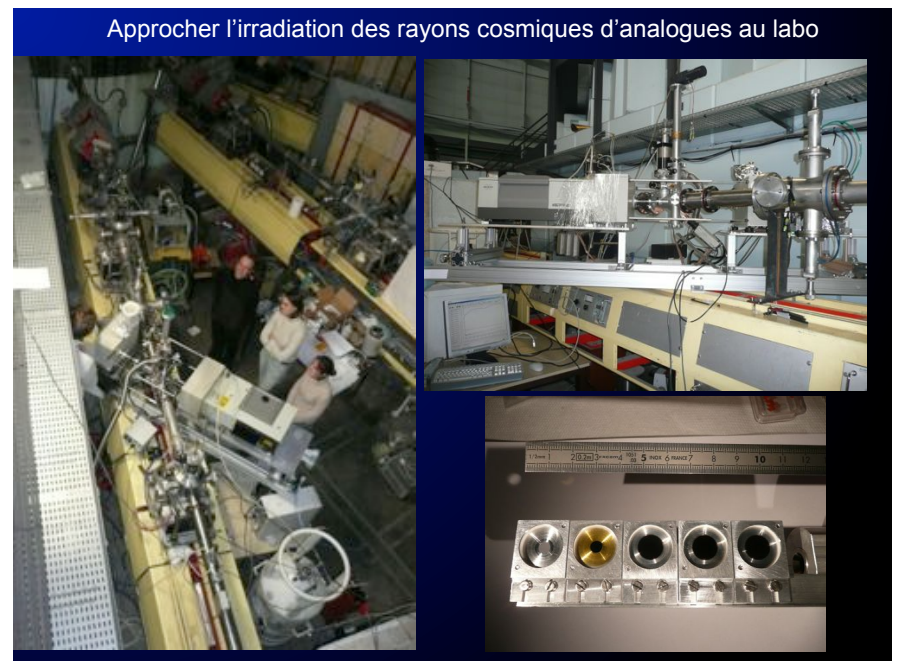
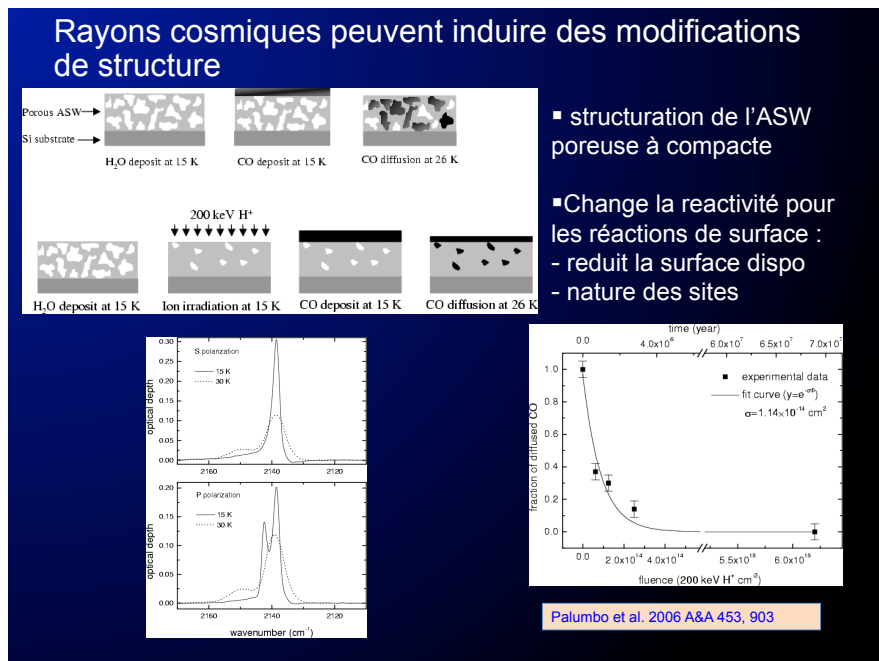
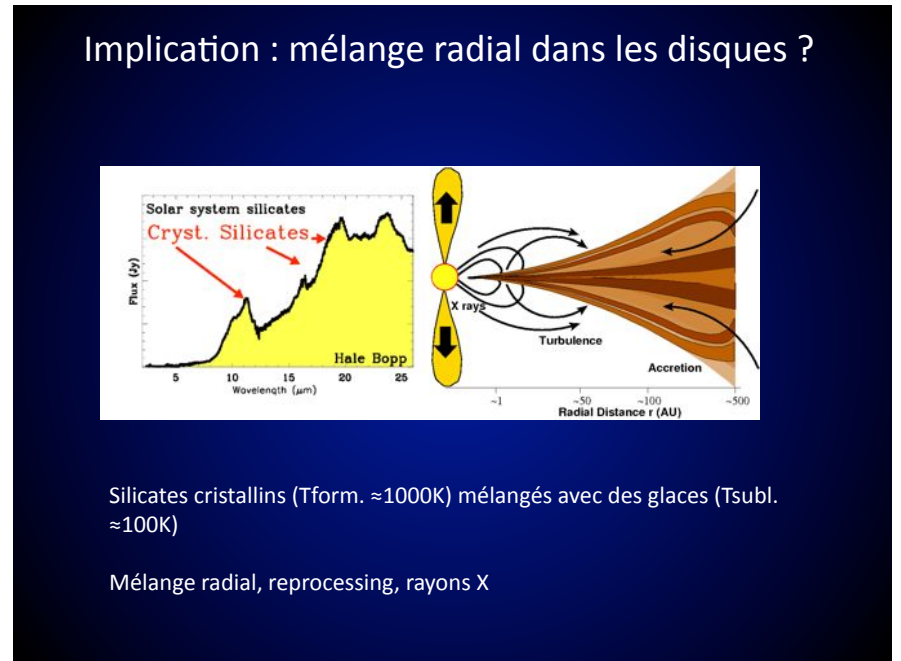
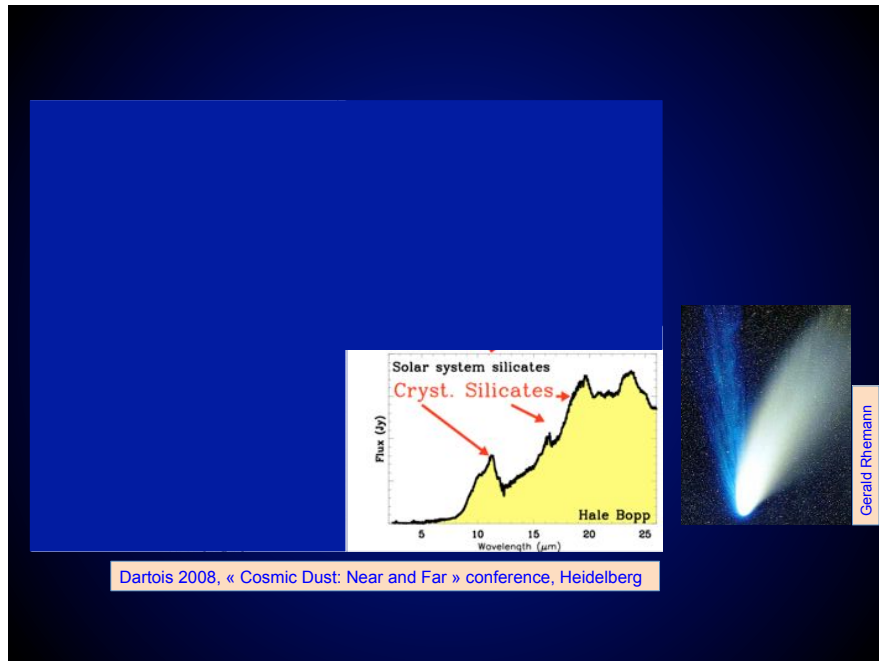
Brucato et al. 2004

Lab versus temps astro

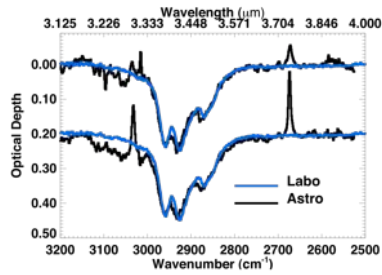


Bringa et al. 2007

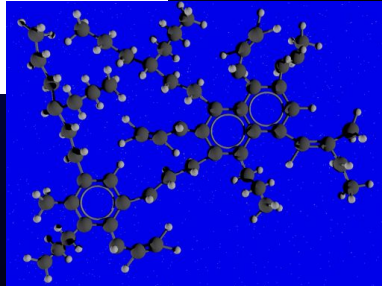
« 0.1-5.0 GeV heavy-ion cosmic rays can rapidly ($\sim 70 \text{ Myr}$) amorphize crystalline silicate »



Production d'a-C:H au laboratoire
 Comparé aux spectres ISO / VLT-ISAAC / Spitzer



« Exacte » reproduction des spectres observés (C-H élong. & def.) vers IRS7 (centre galactique, milieu diffus)

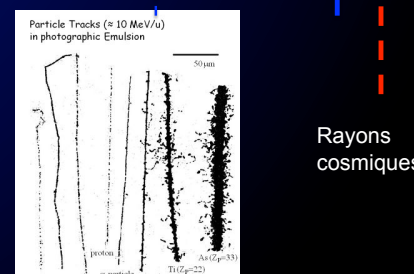
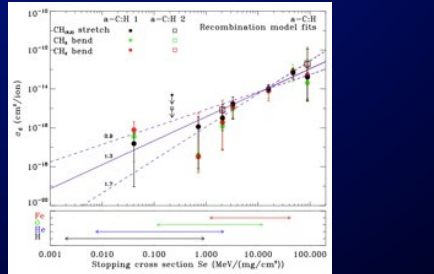
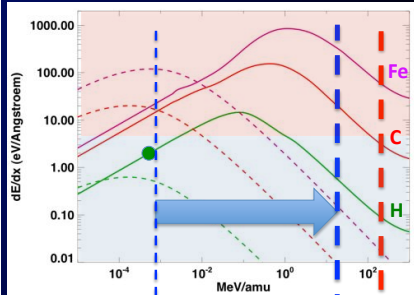
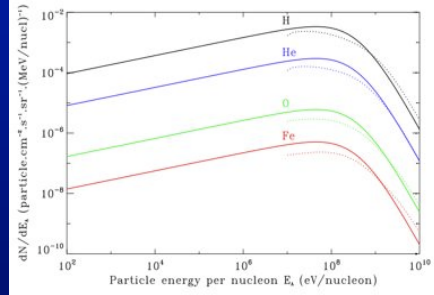


Explorer exp.
 La gamme complète des sections efficaces des CR

Échantillon	Ion	E (MeV)	Expérience	S_0 (M _☉ /mag/cm ²)	S_0/S_1	S_0/S_2	H (atm)	Φ_0 (ions cm ⁻² s ⁻¹)	Φ_0 (M _☉ mag ⁻¹ s ⁻¹)	T_{max} (années)	$F_{E,max}$ (ions cm ⁻²)	$F_{E,max}$ (M _☉ mag ⁻¹)
a-C:1	H ⁺	0.2	Castex 2009	$1.002 \cdot 10^{-1}$	$1.1 \cdot 10^{-1}$	1.40^*	≈ 0.9	$2 \cdot 10^{17}$	$1 \cdot 10^{17}$	0.6	$6 \cdot 10^{15}$	$2.8 \cdot 10^{15}$
a-C:1	He ⁺	0.2	Castex 2009	1.886	$5.4 \cdot 10^{-1}$	0.900*	≈ 0.9	$6 \cdot 10^{17}$	$1 \cdot 10^{17}$	1.9	$6 \cdot 10^{15}$	$1.3 \cdot 10^{15}$
a-C:1	Ar ⁺	0.4	Castex 2009	5.001	$3.3 \cdot 10^{-1}$	0.263*	≈ 0.6	$6 \cdot 10^{17}$	$3 \cdot 10^{17}$	0.9	$2 \cdot 10^{15}$	$1 \cdot 10^{15}$
a-C:1	He ⁺	10	Taniguchi 2009	$4.580 \cdot 10^{-1}$	$5.5 \cdot 10^{-1}$	0.910	≈ 1	$1.4 \cdot 10^{17}$	$4.4 \cdot 10^{17}$	0.8	$2.1 \cdot 10^{15}$	$8.0 \cdot 10^{14}$
a-C:1	He ⁺	10	Taniguchi 2009	$4.580 \cdot 10^{-1}$	$5.5 \cdot 10^{-1}$	0.910	≈ 10	$0.7 \cdot 10^{17}$	$3.2 \cdot 5.5 \cdot 10^{16}$	0.1	$2.0 \cdot 10^{15}$	$9.2 \cdot 10^{14}$
a-C:1	He ⁺	20	Taniguchi 2009	$3.207 \cdot 10^{-1}$	$5.9 \cdot 10^{-1}$	0.964	≈ 11	$1.2 \cdot 10^{17}$	$3.9 \cdot 6.1 \cdot 10^{16}$	0.7	$3.0 \cdot 10^{15}$	$9.7 \cdot 10^{14}$
a-C:1	C ⁺	30	Taniguchi 2009	2.07	$5.4 \cdot 10^{-1}$	0.1847	≈ 8	$3.3 \cdot 10^{17}$	$4.8 \cdot 20 \cdot 10^{16}$	0.7	$2.3 \cdot 10^{15}$	$4.8 \cdot 10^{14}$
a-C:1	C ⁺	30	Taniguchi 2009	3.274	$5.7 \cdot 10^{-1}$	0.246	≈ 12	$1.5 \cdot 7.3 \cdot 10^{17}$	$6.5 \cdot 2.3 \cdot 10^{16}$	0.3	$6.2 \cdot 10^{14}$	$2.7 \cdot 10^{14}$
a-C:1	Si ⁺	45	Taniguchi 2009	15.91	$7.9 \cdot 10^{-1}$	0.37	≈ 6	$0.5 \cdot 2.3 \cdot 10^{17}$	$6.8 \cdot 3.7 \cdot 10^{16}$	0.5	$1.0 \cdot 10^{15}$	$3.6 \cdot 10^{14}$
a-C:1	Si ⁺	100	Taniguchi 2009	46.96	$1.6 \cdot 10^{-1}$	0.21	≈ 6	$1.2 \cdot 10^{17}$	$5 \cdot 10^{16}$	1.2	$5.4 \cdot 10^{14}$	$2.6 \cdot 10^{14}$
a-C:1	[17]	180	Taniguchi 2009	89.33	$3.8 \cdot 10^{-1}$	0.29	≈ 6	$1.6 \cdot 3.6 \cdot 10^{17}$	$1.4 \cdot 3.2 \cdot 10^{16}$	0.3	$6.9 \cdot 10^{14}$	$4 \cdot 10^{14}$
a-C:2	He ⁺	30	Taniguchi 2010	$3.207 \cdot 10^{-1}$	$5.9 \cdot 10^{-1}$	0.964	≈ 7	$0.6 \cdot 10^{17}$	$2.9 \cdot 4.2 \cdot 10^{16}$	0.3	$1.9 \cdot 10^{15}$	$6.0 \cdot 10^{14}$
a-C:2	C ⁺	30	Taniguchi 2010	2.07	$5.4 \cdot 10^{-1}$	0.1847	≈ 7	$2.3 \cdot 4.5 \cdot 10^{17}$	$4.6 \cdot 8.3 \cdot 10^{16}$	0.4	$6.0 \cdot 10^{14}$	$3.3 \cdot 10^{14}$
a-C:2	[17]	180	Taniguchi 2010	89.33	$3.3 \cdot 10^{-1}$	0.29	≈ 3	$1.6 \cdot 2.5 \cdot 10^{17}$	$1.7 \cdot 2.2 \cdot 10^{16}$	0.3	$1.6 \cdot 10^{15}$	$1.2 \cdot 10^{15}$
Sole	He ⁺	0.2	Castex 2007	$3.809 \cdot 10^{-1}$	$1.2 \cdot 10^{-1}$	1.21*	≈ 3	$2.5 \cdot 10^{17}$	$1.5 \cdot 10^{17}$	0.2	$2 \cdot 10^{15}$	$1.2 \cdot 10^{15}$
Sole	He ⁺	0.2	Castex 2009	1.346	$0.0 \cdot 10^{-1}$	0.704*	≈ 0.9	$1 \cdot 10^{17}$	$2 \cdot 10^{17}$	0.9	$8.8 \cdot 10^{14}$	$5.4 \cdot 10^{14}$
Sole	He ⁺	10	Taniguchi 2009	$4.559 \cdot 10^{-1}$	$4.9 \cdot 10^{-1}$	0.941	\approx a few	$5.3 \cdot 0.7 \cdot 10^{17}$	$3.3 \cdot 4.9 \cdot 10^{16}$	4.0	$1.1 \cdot 10^{15}$	$4.6 \cdot 10^{14}$
Sole	C ⁺	30	Taniguchi 2009	2.864	$3.3 \cdot 10^{-1}$	0.49	≈ 4	$3.3 \cdot 5.7 \cdot 10^{17}$	$6.6 \cdot 16 \cdot 10^{16}$	1.9	$2.7 \cdot 10^{14}$	$7.8 \cdot 10^{14}$
Sole	Si ⁺	85	Taniguchi 2009	13.7	$7.3 \cdot 10^{-1}$	0.29	≈ 4	$0.9 \cdot 2.5 \cdot 10^{17}$	$1.3 \cdot 3.2 \cdot 10^{16}$	1.4	$7.8 \cdot 10^{14}$	$1.1 \cdot 10^{15}$
Sole	Si ⁺	100	Taniguchi 2009	39.35	$1.0 \cdot 10^{-1}$	0.35	≈ 3	$1.2 \cdot 10^{17}$	$4.7 \cdot 10^{17}$	0.6	$2.5 \cdot 10^{14}$	$9.9 \cdot 10^{14}$

Godard et al. 2011

Survie des analogues en milieu astrophysique

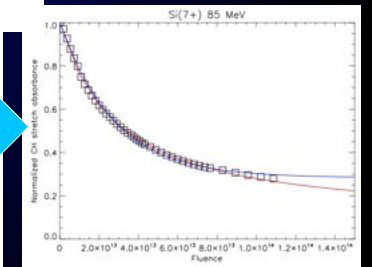
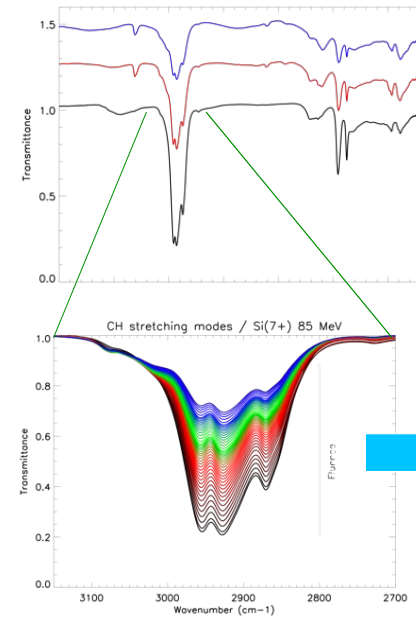


Rayons cosmiques

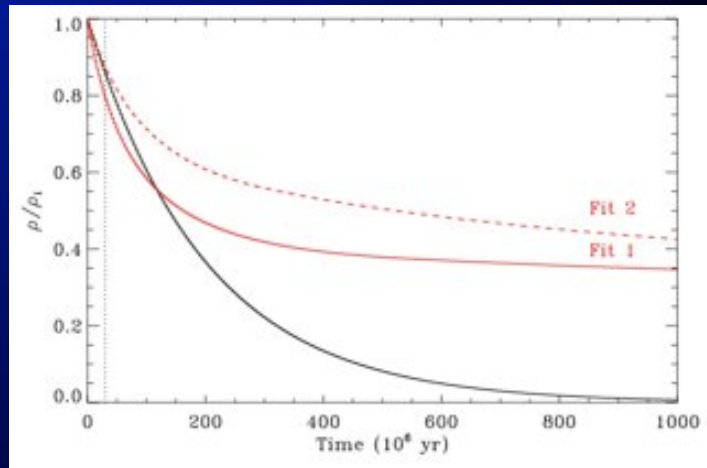
Godard et al. 2011

Evolution sous irradiation de rayons cosmiques des analogues de poussière carbonée

évolution FTIR in-situ : Suivi de la modification en temps réel

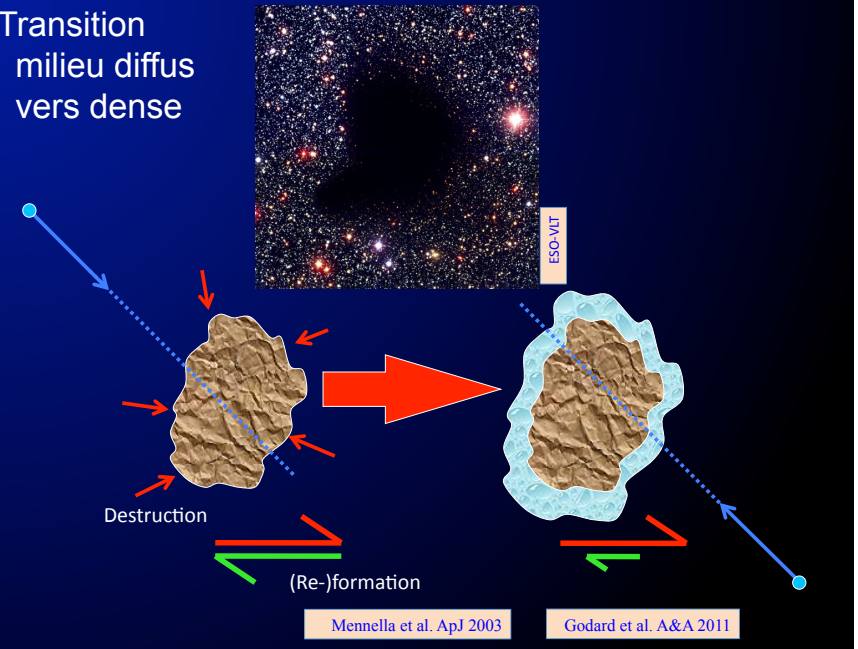


Temps caractéristique de destruction pour les a-C:H pour $\zeta \approx 3d-17 \text{ s}^{-1}$

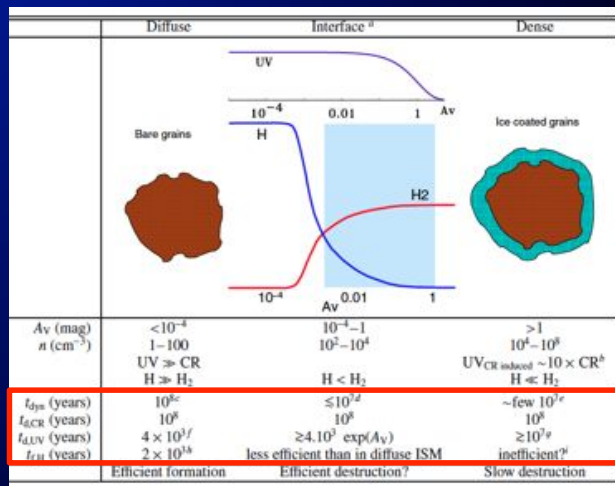


Godard et al. 2011

Transition milieu diffus vers dense



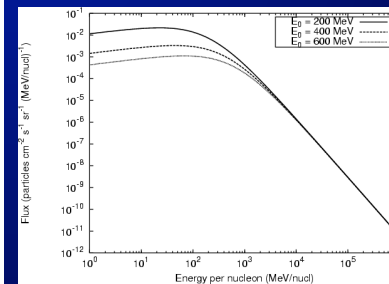
Evolution des a-C:H du milieu diffus au dense



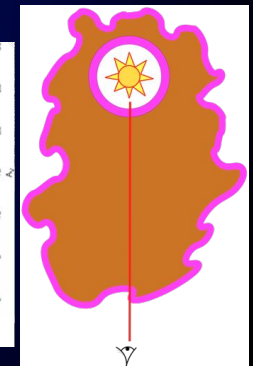
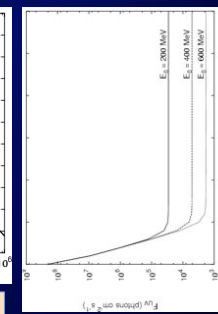
Mennella et al. ApJ 2003

Godard et al. A&A 2011

Photons UV et flux induit par les rayons cosmiques



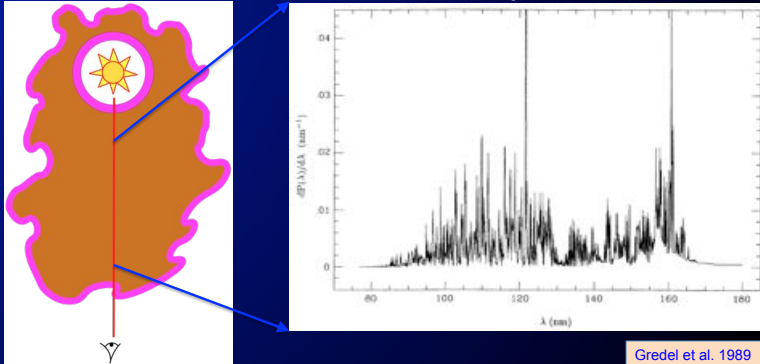
Shen & Greenberg 2004



Les rayons cosmiques avec des énergies de 10 à 100 MeV/u ionisent H₂ et génèrent des électrons avec une énergie moyenne autour de 30 eV.

Ces électrons secondaires dissocient et ionisent H₂, qui en se désexcitant émettent des photons VUV

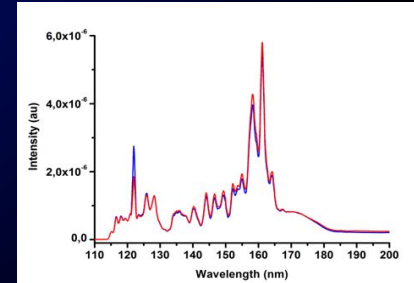
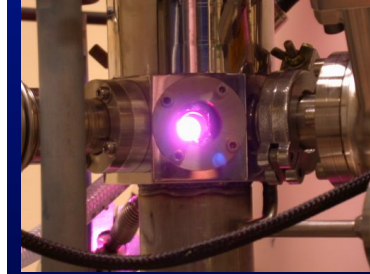
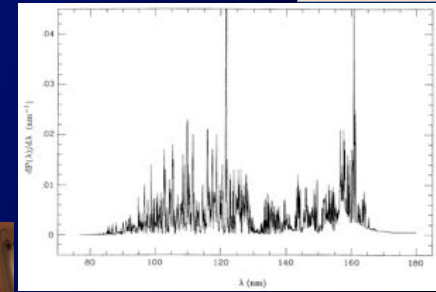
Photons UV et flux induit par les rayons cosmiques



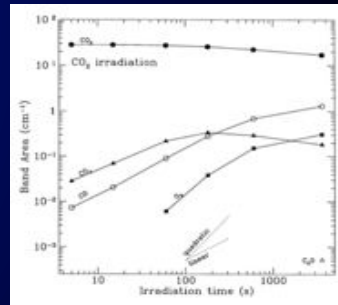
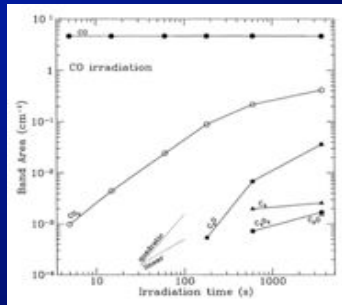
Gredel et al. 1989

- Les photons UV induits par les rayons cosmiques produisent la photochimie dans les cœurs denses, pas la lumière stellaire ni l'ISRF.
- Les solides volatiles autour des étoiles de faible/forte masse ont toutes les raisons d'être les mêmes / l'environnement radiatif (pas temporel)
- Si le nuage parent est perturbé par l'étoile, alors elle joue un rôle important

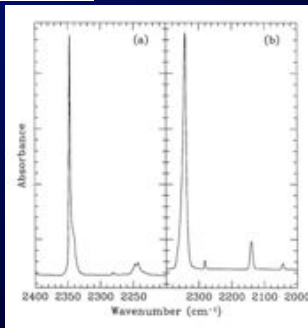
Gredel et al. 1989



Cruz Diaz et al. 2013

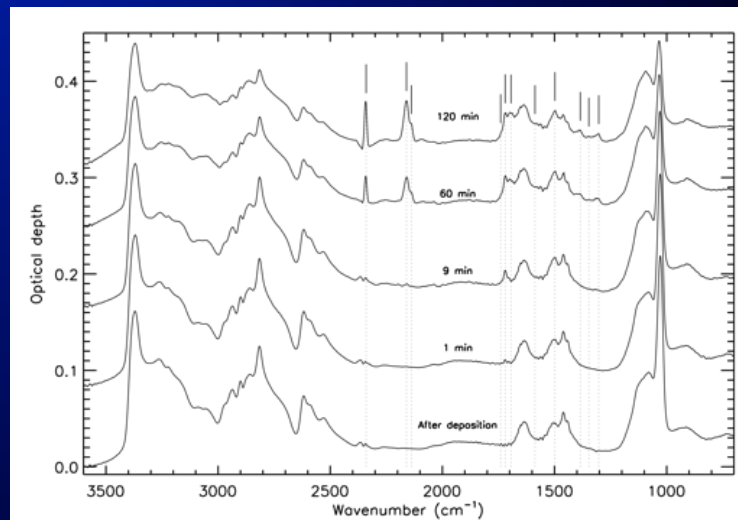


Gerakines 1996



Photochimie UV de glaces pures

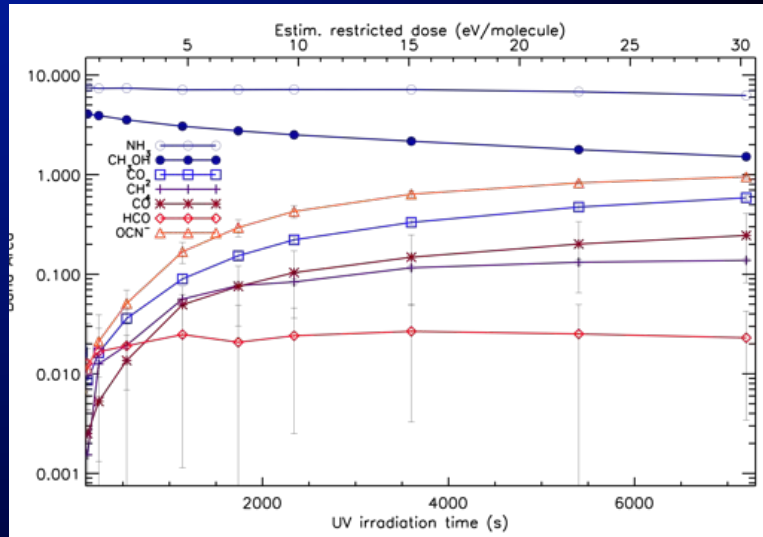
Photochimie UV de mélanges de glaces



$\text{NH}_3:\text{CH}_3\text{OH}$

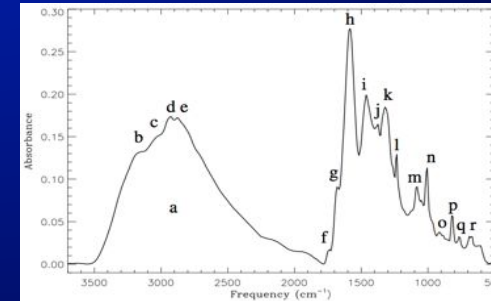
Munoz Caro et al. 2013

Photochimie UV de mélanges de glaces



NH₃:CH₃OH

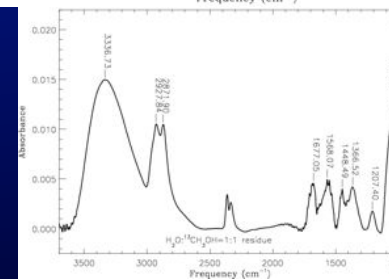
Munoz Caro et al. 2013



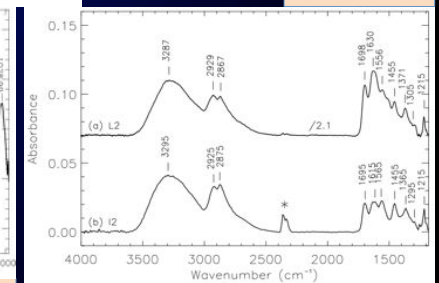
Photochimie UV et formation de résidus solides stables à plus haute T.

Munoz Caro et al. 2003

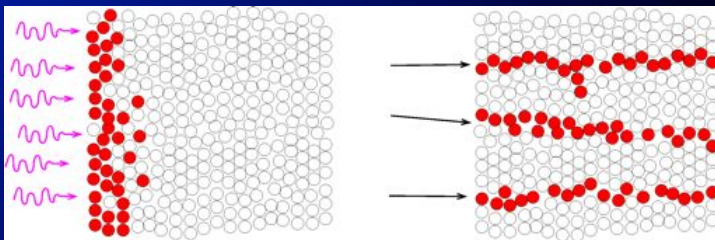
Nuevo et al. 2006



Munoz Caro 2009



Photons UV et rayons cosmiques



Gerakines et al. 2001, JGR 106, 33381

UV irradiation	Cosmic rays
Photochemistry (Break specific bonds)	Energy deposition via electronic excitation
Penetration depth is composition dependent	Penetration depth Energy of the particle /stopping power
Stopped in a typical ice mantle	Goes through the grain

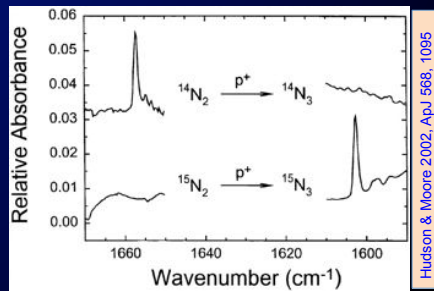
Photons UV versus rayons cosmiques

	irradiation UV	Rayons cosmiques
Nuages denses	eV.cm ² .s ⁻¹	eV.cm ² .s ⁻¹
N _H ~ 10 ³ cm ⁻³	10 ⁴ -10 ⁵	10 ³

- E(UV) / E(Rayonnement cosmique) ~ 10 -100
- Ce rapport est relativement constant car l'UV est induit par les rayons cosmiques.
- La nature de l'interaction est différente et peu représenter une différence pour des réactions avec un seuil au dessus de la limite UV.

Peut-on voir la différence d'effet des cosmiques / UV ?

- Rendements de formation sont différents (ex. pour HCOO⁻), mais vision du labo pour analyser l'ISM ou les glaces sont mélangées.
- A hautes doses, les photons UV plus spécifiques que les ions
- Seuils énergétiques

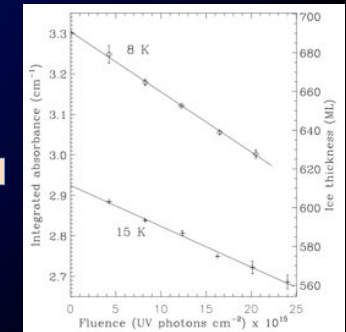


Hudson & Moore 2002, ApJ 568, 1095

See also, e.g. Palumbo et al. 2006 MSAIS 9, 192; Baratta et al. 2002, A&A 384, 343; Strazzulla et al. 2007, Icarus 192, 623; Brucato et al. 2004 MSAIS 5, 33

UV et photodesorption

- Temps d'accrétion de la phase gaz... $\sim 10^9$ ans / n_H : tout condense
- Photodésorption peut (ré)injecter des espèces dans le gaz (aussi les rayons cosmiques et le chauffage stellaire)
- Premières mesures en labo : efficacité de désorption (CO et CO₂) environ 10(-3) molécule / photon UV incident
 - efficacité plus haute mesurée par d'autres 3.5×10^{-2}
- Seules les premières couches affectées, avec un rendement proche de l'unité pour les vrais volatiles.
- Le reste de l'énergie sert à la photochimie dans le grain



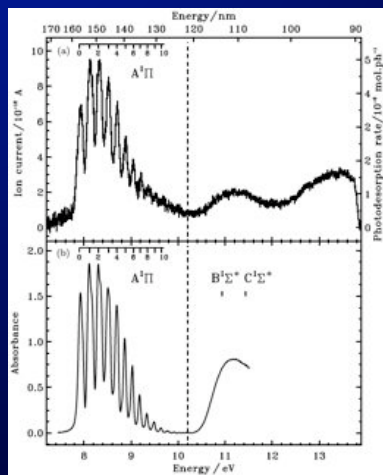
1ML ~ 10(15) molecules

Oberg et al. 2007, ApJ 662, L23; Oberg et al. 2008

Munoz-Caro et al. 2010

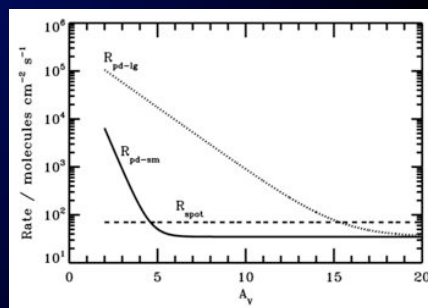
UV et photodesorption

- Les mesures dépendantes de la longueur d'onde montrent que le processus est induit par les transitions électroniques.



Fayolle et al. 2011

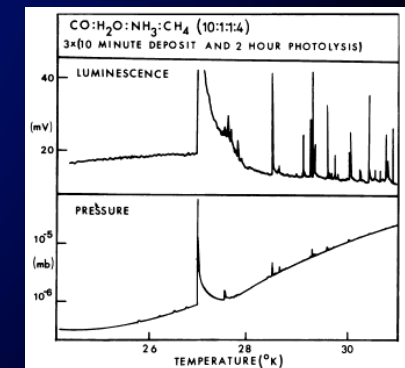
Efficace au bord des nuages, dedans permet juste un faible pourcentage de réinjection en gaz



Oberg et al. 2007

Recombinaison radicalaire et désorption explosive.

- Le passage d'un rayon cosmique (lourd, comme le Fe) peu déclencher des réactions en avalanche.
- Libère les radicaux / ions dans la glace qui « stockent » de l'énergie.
- Evolution moléculaire car ainsi cela remplit la phase gaz avec des espèces plus complexes.



D'Hendecourt et al. 1982 A&A 109, 12; Léger 1987, IAUS 120, 539

Réactions activées thermiquement ou spontanées

- Réorganisation des matrices glacées sous l'effet de l'évolution des étoiles enfouies.
- La mobilité et la diffusion des espèces engendre de nouvelles réactions

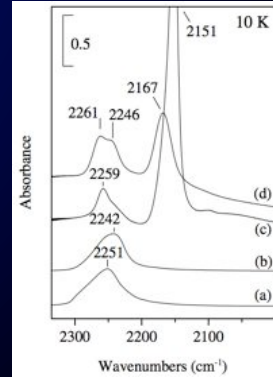
▪ Réactions de polymérisation ?



Schutte et al 1993, Icarus 104,118

Réactivité de surface à basse température

e.g pour former OCN^- depuis $\text{HNCO} / \text{NH}_3$



Raunier et al. 2004, CP 104

Conclusions provisoires

- Les solides représentent les premières surfaces de l'univers, concentrant les espèces en grande abondance.
- Ils initient une chimie impossible ou moins efficace que dans la phase gazeuse
- Ils influencent le transfert de rayonnement
- Les profils des bandes contiennent une grande quantité d'information (structure, composition ...)
- Les processus d'évolution sont concomitants, et pas à mettre en opposition (surface, UV, rayons cosmiques, effets thermiques ...)
- importance relative dans un milieu donné ?
- Durée d'exposition et temps caractéristiques de survie ?
- Volume de la Galaxie affecté ?

Nébuleuse bipolaire

1. Pour l'état fondamental $^2S_{1/2}$ et pour l'état excité $^2P_{1/2}, ^2P_{3/2}$.
2. Il s'agit du bore.
3. On mesure $e^{-\tau_{9.7}}$ directement sur la figure, comme rapport de la profondeur de la bande d'absorption au continuum, et on trouve $\tau_{9.7} \simeq -\ln(7.7/8.6) \simeq 0.1$ soit $A_V \simeq 1.85$
4. Il existe un seuil en A_V de l'ordre de 3 pour que la glace résiste au rayonnement et soit observable.

5. On a

$$N = \frac{\int \tau d\nu}{A} \simeq \frac{\tau_{9.7} \Delta\nu}{A} = 6.25 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$$

6. On a $d\tau = \sigma n_g$, donc

$$\tau(r_H) = \int_{r_M}^{r_H} Q_e \pi a^2 n_g(r) dr$$

7. La luminosité apparente de l'étoile vue par le grain au point H est

$$L_H = \frac{L_*}{4\pi r_H^2} e^{-\tau(r_H)}$$

8. On a

$$\frac{I_H}{I_{H'}} = \frac{G(i)}{G(\pi - i)} = \left[\frac{1 + g^2 + \sqrt{2}g}{1 + g^2 - \sqrt{2}g} \right]^{3/2} \simeq 6.85$$

9. On observe une forte asymétrie pour les flots inclinés sur la ligne de visée, la partie dirigée vers l'observateur apparaissant beaucoup plus brillante.

10. On a

$$dM = dS dr m_H n_H \simeq 2\pi \left[1 - \left(1 - \frac{\theta^2}{2} \right) \right] r^2 dr m_H n_H = \pi \theta^2 r^2 dr m_H n_H$$

11. La perte de masse est

$$\dot{M} = \frac{dM}{dt} = \pi \theta^2 r^2 m_H n_H V_f$$

12. \dot{M} et V_f étant des constantes, on a

$$n_X(r) = \frac{f_X \dot{M}}{\pi \theta^2 m_H V_f} \times \frac{1}{r^2} = \frac{n_0}{r^2}$$

13. Comme $r = V_f t$,

$$n_X(t) = \frac{f_X \dot{M}}{\pi \theta^2 m_H V_f^3} \times \frac{1}{t^2}$$

14. On a directement

$$\frac{da}{dt} = \frac{S \langle V_X \rangle m_X}{4\rho_g} \times \frac{f_X \dot{M}}{\pi \theta^2 m_H V_f^3} \times \frac{1}{t^2} = \frac{n_1}{t^2}$$

avec

$$\langle V_X \rangle = \sqrt{\frac{8kT_{\text{gaz}}}{\pi m_X}}$$

15. Par intégration

$$a(t) = a_0 + n_1 \left(\frac{1}{t_M} - \frac{1}{t} \right) = a_0 + \frac{S \sqrt{8kT_{\text{gaz}} m_X}}{4\rho_g} \frac{f_X \dot{M}}{\pi^{3/2} \theta^2 m_H V_f^3} \left(\frac{1}{t_M} - \frac{1}{t} \right)$$

16. Le temps de voyage depuis l'étoile jusqu'au point de condensation des grains est

$$t_M = \frac{r_M}{V_f} = 1.5 \times 10^7 \text{ s} = 170 \text{ jours}$$

17. En supposant que le rayon initial des grains au point M est très petit et correspond juste à un noyau de nucléation, on a

$$a_0 \ll a(\infty)$$

et donc

$$a(\infty) \simeq \frac{S \sqrt{8kT_{\text{gaz}} m_X}}{4\rho_g} \frac{f_X \dot{M}}{\pi^{3/2} \theta^2 m_H V_f^3} \frac{1}{t_M} \simeq 3.4 \mu\text{m}$$