

Formación de Hielos en Discos Protoplanetarios

Ice Formation in Protoplanetary Disks

Germán Chaparro Molano^{a,b,c*}, Inga Kamp^c, Wing-Fai Thi^d, Peter Woitke^e

^aUniversidad ECCI, Bogotá, Colombia.

^bUniversidad Sergio Arboleda, Bogotá, Colombia.

^cKapteyn Astronomical Institute, Rijksuniversiteit Groningen, Holanda.

^d4UJF-Grenoble I/CNRS-INSU, Francia.

^eSUPA, St. Andrews University, Reino Unido.

Aceptado Diciembre 2014; Publicado en línea Marzo 2015

ISSN 2256-3830

Resumen

La estructura y composición de meteoritos y cometas presentan una imagen única de los procesos detallados y la historia de la formación del sistema solar. Muy probablemente procesos similares también ocurren durante la formación de otros sistemas planetarios. Aun no es muy claro que fracción de componentes de los hielos encontrados en cometas fueron heredados de la etapa de la nube molecular primordial, y cuales fueron reprocesados o producidos durante la etapa de disco protoplanetario. Utilizamos el código ProDiMo para modelar la estructura de un disco protoplanetario, donde resolvemos el balance termico-radiativo del gas y polvo junto con la evolución química. Sobre este resultado modelamos el crecimiento de capas de hielos estratificados sobre la superficie de granos de polvo. Encontramos que hay una alteración química significativa de los hielos en discos protoplanetarios, y hallamos que hay una fuerte dependencia de los efectos ionizantes de los rayos cósmicos. Adicionalmente, encontramos que las capas de hielo formadas sobre la superficie de granos de polvo pueden hacer crecer un grano de polvo por un factor de aproximadamente 1.8. Estos factores son muy importantes para las opacidades del polvo en los discos, que son las que definen el perfil de temperatura en la zona del disco donde se pueden formar los primeros embriones planetarios.

Palabras claves: Discos Protoplanetarios, Cometas, Astroquímica.

Abstract

The structure and composition of meteorites and comets present unique insight into detailed processes and the history of formation of the Solar. Similar processes likely also occur during the formation of other planetary systems. It is still unclear which fraction or components of cometary ices are inherited from the molecular cloud stage and which are re-processed or even formed in the protoplanetary disk stage. We use the ProDiMo code to model the structure of protoplanetary disks, where we solve the thermo-chemical balance of the dust and gas, along with the chemistry. We model the stratified growth of ice mantles on the surface of dust grains in the environment set by the model results. We find that there is a very significant alteration of the ice mantles during the lifetime of the disk. We also find a strong dependence of the ice composition on the ionizing effects of cosmic rays. A typical dust grain will grow up to a factor 1.8 due to the deposition of ice mantles. These effects will change

the dust opacities, which will set the midplane temperature, which is the region where the first planetary embryos will form.

Keywords: Protoplanetary disks, Comets, Astrochemistry.

1. Introducción

Las observaciones de cometas presentan hasta la fecha un conjunto de datos significativamente inhomogéneo, con cometas que pertenecen a diferentes familias (Familia de Júpiter, la Nube de Oort), y observaciones tomadas a distintos tiempos orbitales antes y después del afelio. Bockelee-Morvan [1] hace un resumen de los patrones de abundancia química que emergen de esas observaciones. El agua es la especie química dominante (~80%), seguida por CO, CO₂, CH₃OH, CH₄, NH₃, y H₂CO (en orden decreciente). En estas mediciones existe una dispersión de aproximadamente dos órdenes de magnitud en la abundancia de CO/agua y aproximadamente un orden de magnitud para otras especies químicas. La razón puede ser distintas historias de formación, lugares de origen o distintas fases orbitales en las que se tomaron las medidas. Por esta razón misiones como Rosetta/Philae que sigan cometas a través de sus fases orbitales para ver la varianza en la emisión de volátiles desde su superficie son muy importantes para comprender mejor la incertidumbre en la composición de los hielos cometarios.

Dado que los cometas a pesar de sus fases orbitales conservan su composición prístina desde el origen del sistema solar, es necesario entender la composición del material interestelar que dio origen al sistema solar, y los procesos que pudo haber sufrido durante la etapa de nebulosa protosolar y disco protoplanetario. Un posible escenario para la formación de los hielos en cometas es el siguiente. (A) Las primeras capas de hielo se forman en la superficie de granos de polvo interestelar en nubes moleculares, en unas escalas de tiempo de algunos millones de años [2,3]. En esta etapa, reacciones químicas en la superficie de los granos de polvo pueden formar compuestos orgánicos complejos como el metanol [4]. (B) Estos hielos son procesados durante la formación del sistema estrella+disco (nebulosa protosolar), en escalas de tiempo típicamente más cortas que un millón de años [5]. (C) Durante la etapa de disco protoplanetario una segunda capa de hielo se forma sobre los granos de polvo en el plano medio del disco, que es mucho más denso y cálido que el medio de gas y polvo en las etapas anteriores. Las escalas de tiempo evolutivas de esta etapa pueden ser hasta algunos millones de años. Este escenario es ilustrado en la Figura 1.

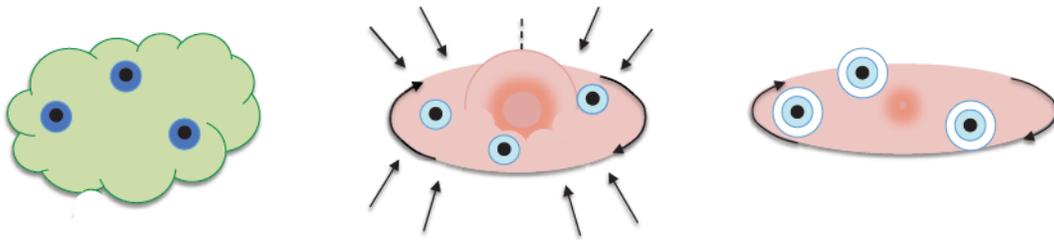


Figura 1. Un escenario para la formación de hielos en cometas desde (izquierda) la nube molecular primordial, luego (centro) el procesamiento térmico durante la fase de colapso de la nube, y hasta (derecha) la etapa de disco protoplanetario.

2. Metodología

Utilizamos el código termo-químico de modelamiento de discos protoplanetarios ProDiMo [6]. El balance térmico y químico es solucionado consistentemente tomando una red química de 90 especies (gas y hielo) y 1100 reacciones (principalmente UMIST [7]). En esta primera aproximación, ignoramos reacciones químicas de superficie. Luego de solucionar el balance térmico del disco, corremos un solver para hallar la evolución química (dependiente del tiempo) utilizando abundancias químicas de nube molecular como condiciones iniciales. Los parámetros del modelo se encuentran en la Tabla 1.

Tabla 1. Parámetros para el modelamiento de la nebulosa solar primordial.

Parameter	Symbol	Value
Stellar mass	M_*	$1 M_\odot$
Effective temperature	T_{eff}	5770 K
Stellar luminosity	L_*	$1 L_\odot$
Disk mass	M_D	$0.01 M_\odot$
Inner disk radius	R_{in}	0.1 AU
Outer disk radius	R_{out}	30 AU
Dust-to-gas mass ratio	ρ_d/ρ_g	0.01
Minimum dust grain size	a_{min}	$0.1 \mu\text{m}$
Maximum dust grain size	a_{max}	$10 \mu\text{m}$
Dust material mass density	ρ_{gmd}	$2.5 \text{ g}\cdot\text{cm}^{-3}$
Gas surface density power law index	ϵ	1.5
Dust grain size power law index	p	3.5
Dust composition (Draine & Lee 1984)	-	100% Silicate
Abundance of PAHs relative to ISM	f_{PAH}	0.0001
Cosmic ray ionization rate (H_2)	ζ_{H_2}	$5 \times 10^{-17} \text{ s}^{-1}$
Number of active layers	N_{Lay}	2
Adsorption site area	A_{site}	$6.67 \times 10^{-16} \text{ cm}^2$

3. Análisis y Resultados

Uno de los principales efectos sobre la evolución química en el plano medio del disco es la ionización por rayos cósmicos. Los rayos cósmicos penetran hasta el plano medio del disco desde regiones radiales más allá de 1 UA (dependiendo de la ley de potencia de la densidad superficial). Aquí es donde los planetesimales se deben formar a partir de pequeños granos de polvo, desnudos o cubiertos de hielo. La composición de los hielos que se forman durante la etapa de disco protoplanetario está fuertemente influenciada por la ionización inducida por rayos cósmicos.

En discos protoplanetarios, los granos de polvo son típicamente más grandes que granos en nubes moleculares, lo cual lleva a un incremento en el campo UV inducido por rayos cósmicos por un factor que puede ser hasta 40 [8]. Los fotoprocesos inducidos por este campo se vuelven mucho más eficientes, favoreciendo por ejemplo formación de CO_2 y CH_4 sobre agua y CO. Otros procesos, como reacciones con He^+ (creado también por rayos cósmicos), destruyen CO para formar CO_2 y agua. Después de escalas de tiempo de 1 Ma, se desfavorece la formación de CO para formar moléculas orgánicas simples como metano, formaldehído y metanol a partir de la destrucción de CO a través de CH_3 y CH_5 . En regiones cercanas a 1 UA, donde no encontramos hielos, la opacidad del gas al campo UV inducido por rayos cósmicos contribuye casi el 30% de la opacidad total (del gas y polvo). Las especies químicas que más aportan a esta opacidad son CO, CO_2 , S, SiO y O_2 [9]. Características observables del hielo en el plano medio del disco protoplanetario obtenidas con el

modelo aparecen en la Figura 2, como un anillo de CO₂ dentro de la línea de hielo del CO, y formación tardía de CH₄ en regiones donde esperamos que se formen los cometas ($r > 10$ AU).

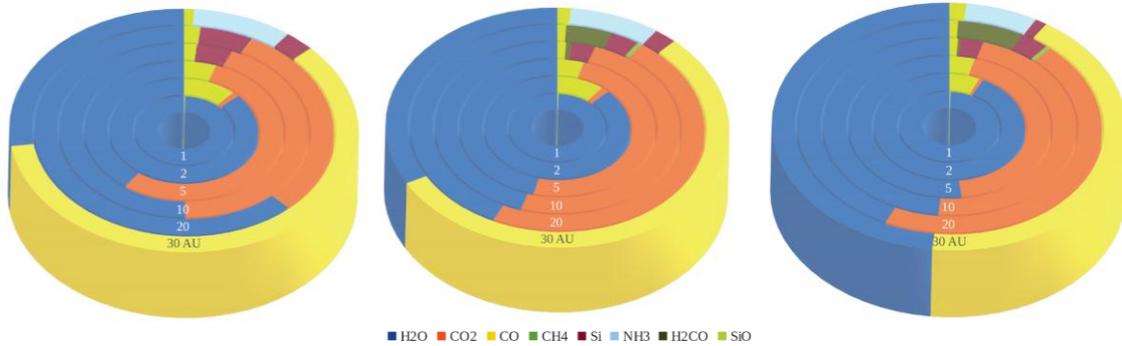


Figura 2. Contenido de hielo del plano medio del disco en porcentaje para tres escalas de tiempo, 10^5 , 10^6 y 10^7 años (de izquierda a derecha).

Gracias a la formación de capas de hielo, los granos de polvo aumentan su tamaño hasta un 30% [10] en nubes moleculares. Aquí tenemos en cuenta el crecimiento de los granos de polvo en dos maneras: (A) la distribución del tamaño de granos de polvo está corrida hacia tamaños mayores que en el medio interestelar y (B) crecimiento de capas de hielo. La deposición de capas de hielo en nuestros modelos a distancias mayores que 10 UA aparecen en la Figura 3.

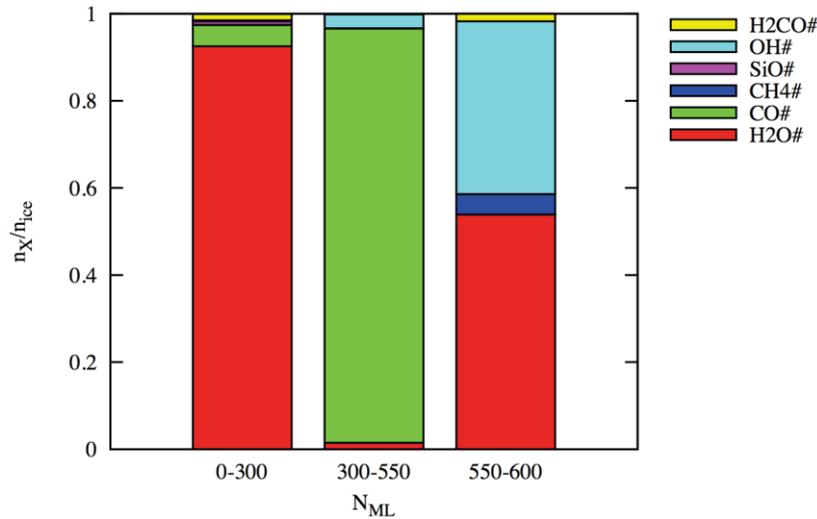


Figura 3. Crecimiento y composición de capas de hielo a distancias radiales > 10 UA. La primera capa es formada en la etapa de nube molecular, la segunda en la etapa de disco protoplanetario, y la tercera cuando el disco está entrando en la etapa de disco de escombros.

Las primeras 300 monocapas de hielo, que principalmente es agua, se forman en los primeros 10 millones de años de la etapa de la nube molecular primordial (polvo tipo nube molecular, $T=20$ K, $n_H=10^5$ cm⁻³). Las siguientes 300 monocapas de hielo se forman en el modelo de disco protoplanetario (polvo más grande, $T=20$ K, $n_H=10^5$ cm⁻³) con dos composiciones distintas: las primeras 250 monocapas son de CO, y cerca del final del tiempo de vida del disco (1 Ma) se depositan 50 monocapas más, cuya composición es agua, OH y pequeñas cantidades de hielo de metano y formaldehído. Un grano de 0.2 μ m crece por un factor de aproximada-

mente 1.8 debido a la deposición de capas de hielo. Las abundancias de nuestro modelo comparadas con las de la recopilación de abundancias cometarias de [1] se encuentran en la Tabla 2.

Tabla 2. Comparación entre los valores cometarios de la composición de hielos en cometas [1] vs. nuestro modelo SS (estado estacionario) y LT (a 1 Ma), junto con la ubicación radial donde aparece esas abundancias en nuestros modelos.

Ice ratio	Cometary value	SS/LT value	Location
$n_{\text{CH}_4\#}/n_{\text{H}_2\text{O}\#}$	0.005-0.02	0.03-0.45 (SS) 0.03 (LT)	20-30 AU 20 AU
$n_{\text{NH}_3\#}/n_{\text{H}_2\text{O}\#}$	0.007-0.02	0.06 (SS) 0.25 (LT)	30 AU 30 AU
$n_{\text{H}_2\text{CO}\#}/n_{\text{H}_2\text{O}\#}$	0.002-0.02	– (SS) 0.02-0.12 (LT)	10-20 AU
$n_{\text{CO}\#}/n_{\text{H}_2\text{O}\#}$	0.005-0.2	– (SS) 1.5 (LT)	30 AU
$n_{\text{CO}_2\#}/n_{\text{H}_2\text{O}\#}$	0.02-0.11	– (SS) 1.1 (LT)	5-30 AU

4. Conclusiones

Encontramos alteración de hielos y formación in situ de hielos en discos protoplanetarios. Además, desorción y destrucción continua de CO, junto con ionización inducida por rayos cósmicos resultan en un incremento en la formación de agua y moléculas orgánicas en escalas de tiempo más cortas que el tiempo de vida del disco.

Encontramos que las capas de hielo formadas bajo condiciones típicas del plano medio de un disco protoplanetario pueden tener varios cientos de monocapas, y un grano de 0.2 μm crece por un factor de aproximadamente 1.8. Este crecimiento en el tamaño de los granos de polvo debido a capas de hielo tiene importantes consecuencias en las opacidades del polvo y por consiguiente en el perfil de la temperatura del polvo en el plano medio del disco, $T_{\text{polvo}}(r)$.

Referencias

- [1] Bockelee-Morvan 2010, EASPS, Vol 41, 313
- [2] Tielens & Hagen 1982, A&A, 114, 245
- [3] Chang et al. 2007, A&A 469, 973
- [4] Ioppolo, S. 2010, PhD Thesis, Universiteit Leiden
- [5] Visser et al. 2009, A&A 495, 881
- [6] Woodall et al. 2007, A&A 466, 1197
- [7] Woitke, Kamp, Thi 2009, A&A 501, 383
- [8] Chaparro Molano & Kamp 2012a, A&A 537, A138
- [9] Chaparro Molano & Kamp 2012b, A&A 547, A7
- [10] Acharyya et al. 2011, ApJ 732, 73