

Progenitores de planetas: evolución de discos protoplanetarios en diferentes ambientes estelares

M.P.Ronco¹

¹ *Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET-UNLP, Argentina*

Received: 16 February 2024 / Accepted: 03 April 2024

©The Authors 2024

Resumen / En este artículo presentamos un resumen sobre las características más importantes de los discos protoplanetarios, tanto desde un punto de vista observacional como teórico. Discutimos sobre los principales mecanismos físicos que dan lugar a la evolución de su componente gaseosa, y su final disipación. Por último comentamos cómo diferentes ambientes estelares pueden afectar a la evolución de estos objetos y sobre las implicancias que estos puedan tener en los procesos de formación planetaria.

Abstract / In this article, we present a summary of the most important characteristics of protoplanetary disks, both from an observational and theoretical point of view. We discuss the primary physical mechanisms that lead to the evolution of their gaseous components, as well as their eventual dissipation. Finally, we comment on how different stellar environments can impact the evolution of these objects and the implications they may have on planetary formation processes.

Keywords / protoplanetary disks — accretion, accretion disks — planets and satellites: formation

1. Introducción

Desde el descubrimiento del primer exoplaneta orbitando a una estrella de tipo solar en 1995 (Mayor & Queloz, 1995), logro que le valió el premio Nobel a Michel Mayor y Didier Queloz en 2019, la búsqueda de exoplanetas más allá de nuestro Sistema Solar se ha convertido en uno de los objetivos más importantes y ambiciosos de la astronomía moderna. En la actualidad, gracias a las diferentes técnicas de detección y a los esfuerzos de la comunidad científica por desarrollar instrumentación para tal fin, hemos sido capaces de confirmar la existencia de 5638 exoplanetas, que forman parte de 4153 sistemas planetarios, 895 de los cuales forman parte de sistemas planetarios múltiples (<https://exoplanet.eu>).

La existencia planetaria no queda restringida pura y exclusivamente a estrellas simples o aisladas. También se ha confirmado la existencia de planetas en sistemas estelares binarios, triples e incluso múltiples, orbitando a una o más estrellas de dichos sistemas. La cantidad conocida de este tipo de exoplanetas (unos 217 ejemplares, ver Schwarz et al., 2016) es, sin embargo, baja aún respecto a la cantidad de exoplanetas conocidos que orbitan estrellas simples. Esta diferencia se debe principalmente a que las estrellas binarias han sido excluidas sistemáticamente de los más grandes surveys de búsqueda de exoplanetas por las complicaciones técnicas que presentan.

Por otro lado, si bien las técnicas de observación favorecen la detección de exoplanetas alrededor de estrellas de masa solar o baja masa (F, G, K y M preferentemente), también se ha logrado confirmar la existencia de exoplanetas alrededor de estrellas más masivas, de tipo

Herbig Ae/Be (Borgniet et al., 2019; Berger et al., 2020; Wagner et al., 2022). La detección planetaria alrededor de estas estrellas en secuencia principal es compleja por dos motivos: Por un lado, al ser más masivas y más grandes, la razón de radios entre el planeta y la estrella puede ser muy pequeña como para lograr ser detectada por el método de tránsito. Por otro lado, al ser más calientes, presentan pocas líneas de absorción que además pueden verse ensanchadas debido a la alta rotación estelar. Estos efectos hacen casi imposible la detección de exoplanetas por el método de velocidades radiales (Lagrange et al., 2009). Sin embargo estos problemas disminuyen cuando las estrellas son evolucionadas. Al ser más frías presentan un mayor número de líneas de absorción, y al ser rotadores lentos dichas líneas ya no sufren de ensanchamiento (Johnson et al., 2008).

Por último, pero no menos importante, se han detectado recientemente los primeros exoplanetas alrededor de estrellas enanas blancas (Gänsicke et al., 2019; Vanderburg et al., 2020; Blackman et al., 2021) que ya han sufrido los efectos de la evolución estelar. El origen general de este tipo de planetas es aún incierto. Algunos trabajos sugieren que pueden ser planetas de segunda generación (Bear & Soker, 2015), o que se formaron por procesos de envoltura común (Lagos et al., 2021), o que alcanzaron esas posiciones cercanas a la enana blanca central por medio de diferentes mecanismos dinámicos (ver Veras, 2021, y las referencias allí mencionadas).

En definitiva, la evidencia observacional nos muestra entonces que la formación planetaria es un proceso frecuente, mucho más común de lo que alguna vez imaginamos. Pero ¿cómo y dónde se forman los planetas?

Los planetas se forman en discos de gas y polvo alre-

dedor de estrellas jóvenes. La formación de estos discos es también un proceso común y un sub-producto de la formación estelar. Debido a su rol como progenitores de planetas es que los llamamos usualmente “discos protoplanetarios”. Las características físicas y orbitales de los exoplanetas están íntimamente vinculadas a los discos protoplanetarios en los que se forman. Discos de diferente masa, tamaño, composición, tipo de evolución y escalas de tiempo de disipación formarán arquitecturas planetarias muy diversas. Comprender con detalle estos escenarios es entonces fundamental no sólo para mejorar las condiciones iniciales y parámetros físicos necesarios para lograr, a partir de ellos, reproducir con éxito las poblaciones planetarias observadas.

El objetivo de este resumen es el de describir las características más importantes de los discos protoplanetarios, sus procesos evolutivos y cómo estos pueden cambiar en diversos escenarios estelares, para dar lugar luego a los procesos de formación planetaria.

2. ¿ Qué nos dicen las observaciones sobre los discos protoplanetarios ?

Las primeras observaciones de discos protoplanetarios se remontan a la década del 80. En aquellos momentos, la tecnología disponible era insuficiente para resolver el material del disco y por lo tanto los estudios sobre estos objetos eran limitados y basados únicamente en la forma de su distribución espectral de energía (SED por sus siglas en inglés) que mide la distribución de flujo en función de la longitud de onda. Sin embargo, gracias tanto al Telescopio Espacial Hubble que permitió en 1992 resolver por primera vez discos protoplanetarios alrededor de estrellas en la Nebulosa de Orión (O’Dell et al., 1993), como más recientemente a ALMA (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array) (ALMA Partnership et al., 2015) y al instrumento SPHERE, en el VLT (Garufi et al., 2017), el conocimiento en el área se ha revolucionado debido a la resolución sin precedentes con la que podemos observar estos objetos.

La figura 1 muestra una combinación de tres imágenes diferentes del mismo disco TW Hya. Cada tercio de la imagen compuesta sigue un trazador diferente que a su vez nos habla sobre una componente diferente del disco: la luz dispersada (van Boekel et al., 2017), la emisión térmica del continuo (Andrews et al., 2016) y la emisión de la línea espectral del CO (Huang et al., 2018). La luz dispersada representa la luz de la estrella reflejada por los granos de polvo más pequeños, de tamaño micrométrico, que se encuentran suspendidos en la superficie de la componente gaseosa del disco. La luz proveniente de la emisión continua representa a las partículas de polvo más grandes, de tamaños entre el milímetro y el centímetro, que se encuentran ya asentadas al plano medio del disco. Finalmente, la emisión de algunas líneas espectrales de moléculas poco comunes, como el CO por ejemplo, nos ayudan a entender el comportamiento de la componente gaseosa del disco. Las estructuras, sus tamaños y otras características que provee cada trazador son diferentes y complementarias para poder entender

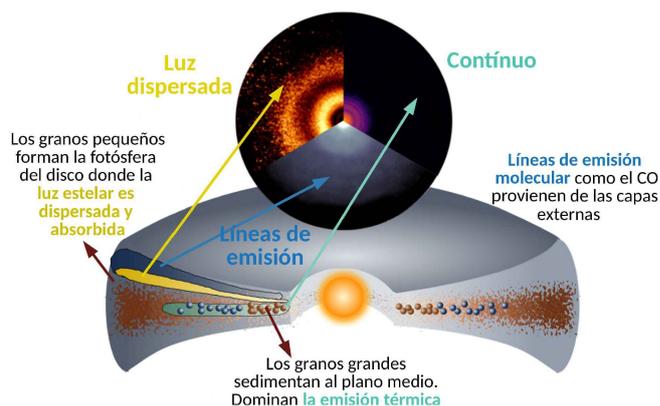


Fig. 1. Esquema de la estructura transversal de un disco protoplanetario. Las zonas sombreadas verde, amarilla y azul denotan aproximadamente las regiones donde se generan trazadores como la emisión térmica, la luz dispersada y las líneas de emisión molecular. Las imágenes se corresponden a observaciones del disco TW Hya en emisión térmica proveniente de partículas milimétricas (Andrews et al., 2016), de luz dispersada (van Boekel et al., 2017), y de la emisión de la línea espectral de CO (Huang et al., 2018). Figuras similares pueden verse en los artículos de revisión Andrews (2020) y Birnstiel (2023).

con mayor detalle al disco protoplanetario de manera global.

2.1. Clasificación

Convencionalmente, los objetos estelares jóvenes (YSOs por sus siglas en inglés) se clasifican desde hace décadas según cómo es la forma de su SED en la región infrarroja, en cuatro clases principales. Los objetos de Clase 0 y I que representan a la estrella en formación y/o con un disco masivo, pero en donde aún estos objetos no son distinguibles uno del otro. Los objetos Clase II que representan a las clásicas estrellas T-Tauri donde podemos ver la fase o etapa de disco protoplanetario, y finalmente los objetos de Clase III que representan la etapa final de la vida del disco, cuando el mismo se ha disipado.

2.2. Determinación de edades

Las edades de los discos protoplanetarios son particularmente importantes porque restringen fuertemente los procesos de formación planetaria. Dado que los planetas gigantes gaseosos se forman inmersos en estos discos de gas y polvo, para poder lograrlo, deben ser capaces de hacerlo en escalas de tiempo más cortas o acordes a las escalas de tiempo de disipación de sus discos anfitriones. Las edades de los discos se asocian a la edad estelar, particularmente a la edad del cúmulo al cual la estrella pertenece, y pueden determinarse observacionalmente de dos formas diferentes que están vinculadas también a la manera en la cual se los clasifica (ver sec. 2.1). La primera es midiendo el exceso en el infrarrojo de la emisión continua (SED) de la estrella joven, que indica la presencia de polvo de tamaño máximo del orden del centímetro. Esta emisión infrarroja decae exponencialmente con la edad estelar y ha mostrado que

las escalas de tiempo típicas de disipación varían entre 1 a 10 millones de años con una media en 3 millones de años (Mamaĵek, 2009; Ribas et al., 2015). Es importante destacar sin embargo que muchas de estas estimaciones pueden estar sesgadas observacionalmente debido a que son dominadas por cúmulos jóvenes y distantes. Pfalzner et al. (2014) y Pfalzner et al. (2022) sugieren que en estos casos puede haber una sobre-representación de estrellas de alta masa, cuyos discos disipan más rápidamente. En cambio, cuando se tienen en cuenta cúmulos cercanos, con distancias menores a los 200 pc, y en los cuales pueden medirse las edades de una mayor cantidad de estrellas de baja masa, este efecto se minimiza aumentando la vida media de los discos.

La segunda forma de estimar edades es teniendo en cuenta la acreción de gas por parte de la estrella central debido a la evolución viscosa del disco protoplanetario y las estimaciones observacionales de la masa de dichos discos. Durante la acreción se libera energía que puede ser detectada en el espectro ultravioleta de la estrella. Combinando estas mediciones, que en general arrojan tasas típicas de acreción del orden de $10^{-8} M_{\odot}/\text{año}$ en estrellas jóvenes, y las masas estimadas de los discos, que rondan valores típicos de $\sim 0.01 M_{\odot}$, las escalas de tiempo de disipación son del orden de los 10^6 años.

Es importante mencionar que, dado el fuerte acople entre el polvo y el gas, las estimaciones de edades de los discos a partir de la medición del exceso en el infrarrojo también indican o representan, de manera indirecta, las escalas de tiempo de disipación del disco de gas. En general, ambas formas de estimar las edades tienen buen acuerdo (ver la fig. 4 de Fedele et al., 2010).

3. Formación de discos protoplanetarios

Los discos protoplanetarios, o también usualmente denominados discos de acreción (ver Sec. 4), se forman alrededor de estrellas jóvenes como consecuencia natural del colapso gravitatorio de una nube de gas molecular, para conservar el momento angular. Generalmente y considerando las condiciones típicas del medio interestelar, se asume que estos discos están formados por un 1% de su masa en forma de partículas submilimétricas de silicatos y/o hielos, y un 99% en forma de gas compuesto principalmente por H_2 y He (Armitage, 2010). Sin embargo estas proporciones pueden cambiar dependiendo de las características de la estrella anfitriona. En escalas de tiempo cortas, de unos 1000 a 10000 años, el polvo se asienta al plano medio del disco y comienza a crecer, dando lugar primero a la formación de pebbles (partículas del tamaño del orden del cm) (Weidenschilling, 1977; Brauer et al., 2008). Debido a las diferencias relativas entre la velocidad azimutal del gas, que al ser soportada por presión es sub-kepleriana, y la velocidad azimutal de las pebbles, que es kepleriana, las pebbles sufren un fuerte decaimiento orbital hacia la estrella central que complica significativamente la formación de cuerpos más masivos (Weidenschilling, 1977).

Procesos físicos como el Streaming Instability (Youdin & Goodman, 2005; Johansen et al., 2007), bastante aceptado por la comunidad científica en la actualidad como el mecanismo que mejor resuelve el gran proble-

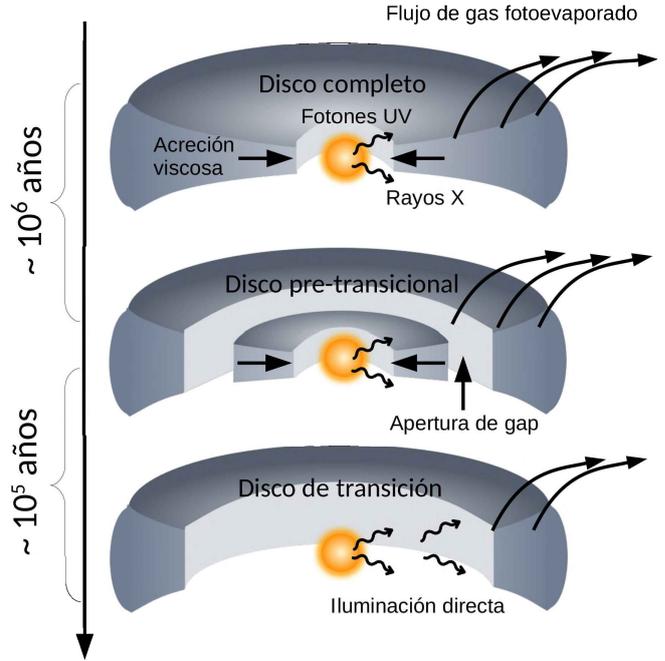


Fig. 2. Esquema sobre las morfologías típicas que presenta un disco protoplanetario de Clase II que evoluciona por acreción viscosa y fotoevaporación hacia un disco de Clase III. Inicialmente y durante el primer millón de años, la pérdida de masa del disco de gas está dominada por la acreción viscosa (arriba). Cuando la fotoevaporación se hace efectiva, abre un gap en el disco y lo separa en dos. El disco interno se pierde rápidamente porque es acretado por la estrella central mientras el externo continúa perdiendo masa por fotoevaporación (medio). Finalmente, el disco externo disipa por completo afectado por fotoevaporación directa de la estrella central.

ma de las barreras de crecimiento, las pebbles pueden acumularse en ciertas regiones del disco y formar de manera espontánea cuerpos kilométricos conocidos como planetesimales. Estos objetos continúan creciendo para formar embriones planetarios, los cuales crecen por la acreción de pebbles (Ormel et al., 2010; Johansen & Lambrechts, 2017), planetesimales (Mordasini et al., 2009; Ronco et al., 2017) o ambos tipos de sólidos (Alibert et al., 2018; Guilera et al., 2020), hasta alcanzar masas suficientes para ligar grandes cantidades de gas, en el marco del mecanismo de la acreción del núcleo (Pollack et al., 1996; Guilera et al., 2010, 2020).

En este resumen nos dedicaremos a detallar únicamente la evolución de la componente gaseosa del disco. Para una descripción pormenorizada sobre la evolución y la dinámica del polvo y las pebbles referimos al lector al reciente trabajo de revisión Birnstiel (2023).

4. Evolución de un disco circumestelar

Los modelos estándar que intentan reproducir la evolución de los discos protoplanetarios se basan en la teoría clásica de los discos de acreción (ej. Pringle, 1981), y por tal motivo los discos protoplanetarios son también usualmente denominados discos de acreción. En estos discos, el principal mecanismo de transporte de mo-

mento angular es la viscosidad turbulenta, la cual puede ser generada ya sea por inestabilidades magnetohidrodinámicas, como la inestabilidad magnetorotacional (MRI por sus siglas en inglés, Balbus & Hawley, 1991), o por inestabilidades hidrodinámicas (ver por ejemplo el trabajo de Lyra & Umurhan, 2019). En general, y dada la complejidad del problema, los modelos globales de evolución de discos protoplanetarios adoptan que la viscosidad turbulenta ν está caracterizada a través de un parámetro adimensional α (Shakura & Sunyaev, 1973), con $\nu = \alpha c_s H$ y donde c_s es la velocidad del sonido y H la escala de altura del disco.

Considerando que el disco es axisimétrico (y adoptando simetría cilíndrica), puede mostrarse que las ecuaciones de Navier-Stokes –que involucran la conservación de la masa y del momento angular para el fluido– se reducen a una ecuación de difusión unidimensional para la densidad superficial de gas dada por (Pringle, 1981; Frank et al., 1992)

$$\frac{\partial \Sigma}{\partial t} - \frac{3}{r} \frac{\partial}{\partial r} \left[r^{1/2} \frac{\partial}{\partial r} (r^{1/2} \nu \Sigma) \right] = 0 \quad (1)$$

en donde t es el tiempo, r representa a la coordenada radial, y Σ es la densidad superficial de gas.

Si bien el modelo de acreción viscosa es el más utilizado para estudiar la evolución de un disco protoplanetario, no es capaz de reproducir por sí solo ni la transición entre discos de Clase II a Clase III, ni las escalas de tiempo de disipación de los discos observados (ver sec. 2.2) que son mucho más cortas que las de la evolución viscosa. Para lograrlo es necesario introducir un segundo mecanismo de pérdida de masa, y el más plausible es la fotoevaporación del disco por parte de la estrella central. La fotoevaporación es el proceso por el cual la radiación ultravioleta o de rayos X calienta la superficie del disco hasta que el gas se vuelve lo suficientemente caliente como para escapar del potencial gravitatorio como un viento impulsado térmicamente. Se modela incluyendo un sumidero en la ec. 1. Es decir, en vez de igualar la ecuación a cero, se la iguala a un término $\dot{\Sigma}_{PW}$, que representa la pérdida de densidad superficial (o equivalentemente, pérdida de masa del disco) por fotoevaporación interna.

La figura 4 representa esquemáticamente las etapas de un disco que evoluciona por acreción viscosa y fotoevaporación. Inicialmente el disco está completo y evoluciona predominantemente por acreción viscosa (arriba). Parte del material cae a la estrella central y parte se expande hacia las zonas externas mientras la fotoevaporación remueve poca masa. Esta etapa tiene una duración aproximada de un millón de años. Cuando la fotoevaporación es lo suficientemente fuerte, es capaz de abrir una brecha en el disco de gas y de dividirlo en dos (medio). La parte interna es rápidamente acretada por la estrella central mientras que la externa se expande viscosamente hacia afuera y pierde masa por fotoevaporación. Generalmente denominamos esta estructura disco pre-transicional o de pre-transición. Finalmente, una vez que el disco interno disipó, el externo continúa perdiendo masa debido ahora a la fotoevaporación directa por parte de la estrella central (abajo). Usualmente se denomina a estos discos, discos de transición. La figu-

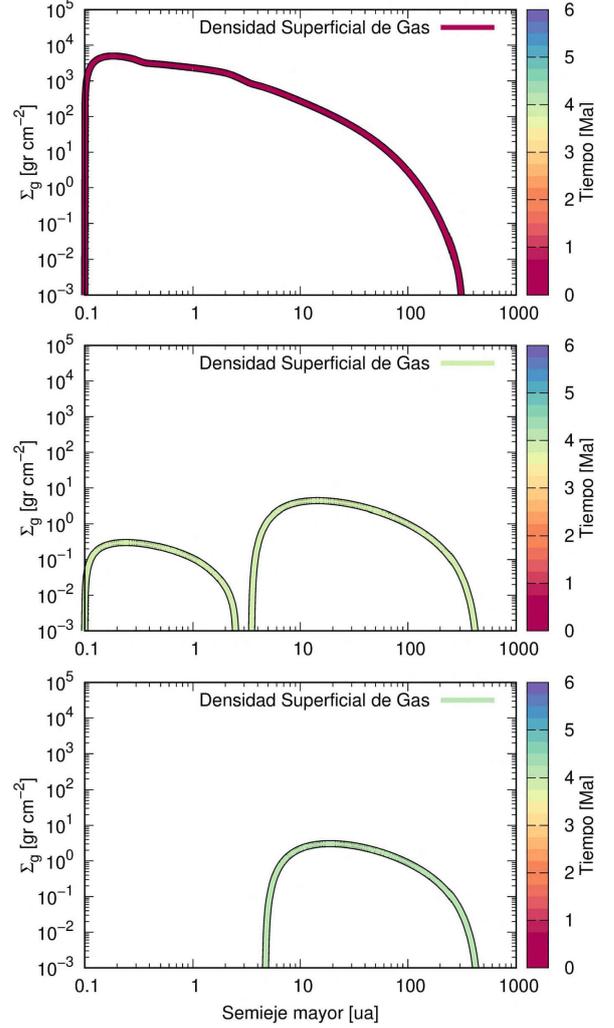


Fig. 3. Capturas de la evolución temporal de la densidad superficial de gas de un disco protoplanetario que evoluciona por acreción viscosa y fotoevaporación por parte de la estrella central (eq. 1) en tiempos que representan las etapas descritas por la figura 1. Disco completo (panel superior), disco Pre-transicional (panel medio) y disco de Transición (panel inferior).

ra 3 muestra capturas de la evolución temporal de la densidad superficial de gas de un disco protoplanetario típico que evoluciona por acreción viscosa y fotoevaporación (soluciones de la ec. 1, computadas con el código PlanetaLP (Ronco et al., 2017; Guilera et al., 2020)). El panel superior representa la etapa inicial donde vemos el disco completo, el panel del medio representa la etapa en la que el gap se abre en el disco debido a que la fotoevaporación se hace eficiente y se forma un disco pre-transicional, y el panel inferior muestra la etapa final, de disco de transición, en la que la fotoevaporación actúa de manera directa sobre el disco externo. La evolución recién descrita suele denominarse evolución *de adentro hacia afuera* o *inside-out evolution* en inglés (Gorti et al., 2009; Owen et al., 2010; Kunitomo et al., 2021).

Además, el proceso de fotoevaporación no sólo depende de la fuente que lo provoca sino también de la

energía de los fotones involucrados en el mismo (Hollenbach et al., 1994) y de dónde éstos se originan. La radiación puede provenir de la fotosfera estelar y ser ultravioleta lejana (FUV) ($6 \text{ eV} < E < 13.6 \text{ eV}$) o ultravioleta extrema (EUV) ($13.6 \text{ eV} < E < 100 \text{ eV}$), o puede deberse a rayos-X ($E > 100 \text{ eV}$) generados en la corona estelar. Kunitomo et al. (2021) mostró que para estrellas con masas menores a las $2 M_{\odot}$, la radiación de rayos-X es la componente principal de la fotoevaporación interna (ej. Owen et al., 2012; Picogna et al., 2019), mientras que para estrellas de masas mayores a las $2 M_{\odot}$ la irradiación FUV de la estrella central es la componente dominante (ej. Gorti et al., 2009; Kunitomo et al., 2021).

4.1. Discos que evolucionan por vientos magnéticos

Si bien los modelos de discos de acreción viscosa pueden reproducir muchos de los observables actuales asociados a los discos protoplanetarios (ver Manara et al., 2023), resultados recientes sugieren que las viscosidades bajas podrían ser la norma (ver Rosotti, 2023, y las referencias allí mencionadas). De ser así, esto significa que la viscosidad turbulenta puede no ser la única fuente involucrada en la dispersión de los discos. En los últimos años, ha emergido una nueva teoría que vincula la evolución de los discos protoplanetarios y los vientos asociados a sus campos magnéticos. En el contexto de la evolución impulsada por vientos magnéticos, la evolución del disco está gobernada por la eliminación del momento angular en lugar de por el transporte, como ocurre con la viscosidad. El viento es lanzado por el campo magnético que media el intercambio de momento angular entre el material que queda en el disco y el viento. De esta manera, el viento magnético se caracteriza por la tasa a la cual elimina masa y por la tasa a la cual elimina momento angular (Suzuki et al., 2016).

5. Discos en sistemas estelares binarios y/o múltiples

Más del 50 % de las estrellas de tipo solar forman parte de sistemas estelares binarios (Raghavan et al., 2010). Resultados observacionales (Duchêne & Kraus, 2013) como teóricos y numéricos (Bate, 2018) nos han mostrado que la multiplicidad estelar es un resultado común del proceso de formación estelar. Particularmente sabemos que cuanto más joven es un objeto estelar, mayor es la probabilidad de que forme parte de un sistema estelar múltiple (Reipurth et al., 2014). En consecuencia, también es un proceso común la formación de discos protoplanetarios en estos escenarios, aunque sus propiedades, evolución y escalas de tiempo de disipación difieren de aquellos que sólo orbitan a una única estrella.

Los discos protoplanetarios en sistemas estelares binarios pueden clasificarse en dos tipos. Por un lado están los discos tipo S que son los que se encuentran orbitando a una de las estrellas de un sistema estelar binario. Estos sistemas son los progenitores de planetas tipo S (Dvorak, 1982). El disco puede estar orbitando a la estrella primaria (disco circumprimario) o a la estrella secundaria

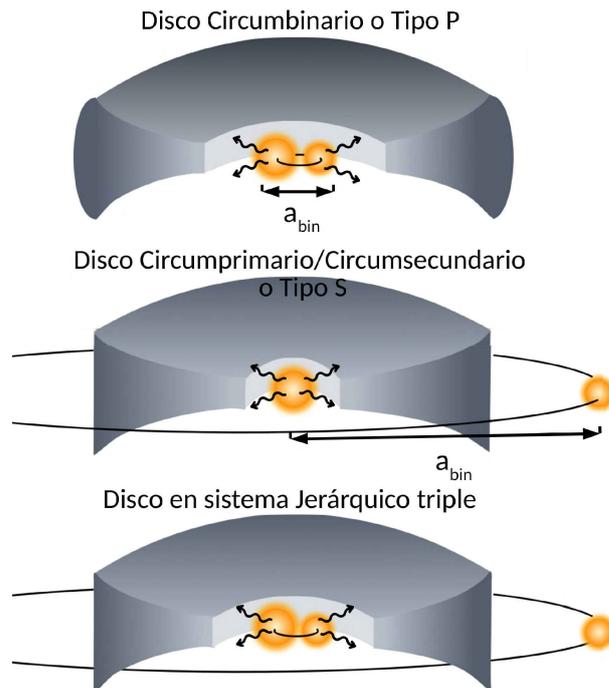


Fig. 4. Esquema que representa posibles configuraciones entre los discos protoplanetarios y los sistemas estelares binarios. Discos tipo P (arriba) son discos protoplanetarios que orbitan a ambas estrellas de un sistema estelar binario. Discos tipo S (medio) en los cuales el disco orbita a una de las estrellas del sistema estelar binario. Discos en un sistema estelar jerárquico triple (abajo), donde se tiene un disco circumbinario orbitado a su vez por una tercer estrella (o un sistema estelar binario en el caso de un sistema estelar cuádruple).

(disco circumsecundario), o puede haber casos en donde cada estrella posea un disco. Por otro lado están los discos tipo P, o discos circumbinarios, progenitores de planetas tipo P o circumbinarios (Dvorak, 1984), los cuales orbitan a ambas estrellas de un sistema estelar binario.

En sistemas estelares jerárquicos triples o cuádruples, los discos son en general circumbinarios, siendo orbitados por una estrella o un sistema binario externo, respectivamente. Ejemplos típicos de estos casos son los discos en el sistema triple TWA3 (Czekala et al., 2021) y en el sistema cuádruple HD 98800 (Soderblom et al., 1996; Ribas et al., 2018; Kennedy et al., 2019; Zúñiga-Fernández et al., 2021). La figura 4 muestra una representación esquemática de estos escenarios.

A pesar de la complejidad en la detección debido a las grandes distancias a las regiones cercanas de formación estelar (mayores a los 140 pc), a las limitaciones técnicas en los actuales telescopios para poder resolver sistemas estelares binarios, y al hecho de que en general los discos son más pequeños y menos masivos en estos escenarios, conocemos un gran número de discos en sistemas estelares binarios y/o múltiples (ver detalles en el reciente artículo de revisión Zurlo et al., 2023).

La evolución de los discos en estos escenarios estelares y sus escalas de tiempo de disipación son diferentes respecto a las de discos protoplanetarios alrededor

de estrellas simples. Los discos tipo S son en general más pequeños y menos masivos que los clásicos circunestelares debido a los efectos de truncamiento por los torques tidales que genera la compañera estelar externa (Artymowicz & Lubow, 1994). Estos torques evitan que el disco se expanda viscosamente más allá del radio de truncamiento, que se estima es del orden de un tercio de la separación entre las estrellas (medido desde la posición de la estrella central) (Papaloizou & Pringle, 1977), y por lo tanto, disipan más rápidamente que los discos circunestelares.

Los discos tipo P se ven afectados por los torques tidales generados por la binaria central pero principalmente en su región interna. Se produce una competencia entre los torques ejercidos por la binaria, que empujan el borde interno del disco hacia afuera, y la evolución viscosa que intenta lograr lo opuesto. Esta competencia da lugar a la formación de una cavidad entre la binaria y el borde interno del disco cuyo tamaño se estima es de aproximadamente tres veces la separación de ambas estrellas (Artymowicz & Lubow, 1994, 1996). El efecto directo y más importante de esta cavidad es el de evitar o disminuir la acreción viscosa, lo que aumenta las escalas de tiempo de disipación respecto a los casos circunestelares.

Al igual que en discos circunestelares (ver sección 4), la fotoevaporación también juega un rol crucial en los discos en sistemas estelares binarios. Rosotti & Clarke (2018) mostraron que en discos tipo S afectados por fotoevaporación interna por rayos-X y por los torques de la compañera estelar externa, la evolución del disco puede ser de tipo *de adentro hacia afuera* (ver fig. 4) o de *afuera hacia adentro* dependiendo de la separación de ambas estrellas. Para un estudio de la dinámica del polvo en estos escenarios referimos al lector al trabajo de Zagaria et al. (2023).

Por otro lado, Alexander (2012) estudió la evolución de discos tipo P o circumbinarios teniendo en cuenta los torques tidales y la fotoevaporación generada por la binaria. Encontró que es justamente la fotoevaporación quien determina las escalas de tiempo de disipación de los discos, y que el proceso de disipación deja una huella en la distribución de las duraciones de vida de los discos circumbinarios, con un aumento notable en las edades de discos con separaciones entre ambas estrellas de entre ~ 0.3 y 1 ua.

Más recientemente, Ronco et al. (2021) estudiaron los efectos de los torques tidales y la fotoevaporación en la evolución de discos protoplanetarios en sistemas estelares jerárquicos triples. Dichos autores lograron mostrar que debido a la cavidad interna del disco generada por la binaria interna, y el truncamiento externo del disco generado por el torque de la estrella externa, los discos en estos escenarios evolucionan de manera confinada, no pudiendo así expandirse hacia adentro o afuera. De esta manera pierden masa únicamente por efectos de la fotoevaporación de la binaria central y no por acreción/evolución viscosa. El resultado interesante es que, a pesar de ser escenarios extremadamente hostiles, permiten extender la vida de sus discos por varios millones de años.

6. Discos en estrellas de masa intermedia

Las estrellas más masivas que el Sol, tipo Herbig Ae/Be también exhiben discos protoplanetarios. Muchos de ellos presentan estructuras de gas y polvo, como asimetrías, espirales y anillos que podrían estar asociadas a la existencia de planetas masivos (Dong et al., 2015; Pinte et al., 2018). Sin embargo, diversos estudios, tanto observacionales como teóricos apuntan a que los procesos de formación planetaria pueden verse desfavorecidos en estos escenarios debido a la aparentemente rápida evolución (y por ende disipación) que presentan frente a otros que evolucionan alrededor de estrellas menos masivas (Kennedy & Kenyon, 2009; Ribas et al., 2015; Kunitomo et al., 2021; Luhman, 2022).

Las estrellas de masa intermedia evolucionan más rápido que las estrellas de baja masa. Los cambios que estas estrellas sufren en su estructura interna y temperatura efectiva durante los primeros millones de años de vida pueden resultar cruciales en la evolución de sus discos protoplanetarios. Kunitomo et al. (2021) fueron los primeros en estudiar la evolución de discos protoplanetarios alrededor de estrellas de masa intermedia, teniendo en cuenta los efectos de la evolución estelar. Estos autores mostraron que los cambios en las luminosidades de rayos-X y FUV que sufren las estrellas más masivas debido a que se vuelven radiativas rápidamente, afectan y cambian las tasas de fotoevaporación de los discos, y por ende a sus escalas de tiempo de disipación. El resultado más importante es que, considerando los efectos de la evolución estelar, las escalas de tiempo de disipación de los discos disminuye con la masa estelar, en acuerdo con trabajos previos. Sin embargo, no encuentran entre sus resultados cambios significativos en la forma en la que evolucionan estos discos, que lo hacen como es usual, de adentro hacia afuera.

Más recientemente, y con el objetivo de estudiar a futuro los procesos de formación planetaria en estrellas de masa intermedia, Ronco et al. (2024) extendieron el trabajo de Kunitomo et al. (2021) haciendo un estudio más minucioso de los parámetros del disco involucrados. Si bien estos autores encontraron escalas de tiempo de disipación de los discos muy similares a las halladas por Kunitomo et al. (2021), encontraron que la forma en la que evolucionan también cambia con el aumento de la masa estelar siendo de tipo *de adentro hacia afuera* para estrellas de $1M_{\odot}$ pero siendo de tipo *de afuera hacia adentro* para estrellas de $3M_{\odot}$. Estos cambios en la forma en la que evoluciona el disco de gas puede ser crucial para los procesos de formación planetaria.

7. Discos afectados por fotoevaporación externa

La fotoevaporación de los discos protoplanetarios puede ser también externa, y se vuelve relevante cuando el campo de radiación UV de las estrellas masivas cercanas es significativo (ver por ejemplo Winter & Haworth, 2022). Este fenómeno, como se ha mostrado previamente, juega un rol importante en la evolución de la masa, radio y en las escalas de tiempo de vida de los discos (Ansdell et al., 2017; Eisner et al., 2018; Winter et al.,

2020).

La evolución de discos circunestelares afectados tanto por fotoevaporación interna y externa fue estudiada por diferentes autores. Particularmente, y dependiendo del grado de viscosidad del disco, Coleman & Haworth (2022) encontró que la forma en la que los discos evolucionan no es siempre la típica 'de adentro hacia afuera', si no que puede haber otros escenarios intermedios hasta alcanzar la evolución 'de afuera hacia adentro'. Los cambios significativos en la forma en la que evolucionan los discos son de crucial importancia y pueden cambiar las reglas de juego a la hora de estudiar procesos de formación planetaria.

8. Efectos sobre los procesos de formación planetaria

Los planetas se forman a partir del polvo y del gas que poseen los discos protoplanetarios. Es por tal motivo que las características de estos objetos, como ser sus masas, tamaños, cavidades, truncamientos, sus viscosidades y la forma en la que evolucionan, son cruciales a la hora de dar lugar o no a los procesos de formación planetaria que determinarán las diferentes arquitecturas posibles de sistemas planetarios.

Discos que evolucionan *de adentro hacia afuera* formarán arquitecturas planetarias muy diferentes a discos que evolucionan *de afuera hacia adentro* simplemente porque es diferente la cantidad disponible de gas y polvo en las distintas regiones del disco.

En el caso de sistemas estelares binarios, sería por ejemplo de esperar que discos tipo S, poco masivos y que disipan rápidamente, formen planetas menos masivos que los que pueden formarse en sus homólogos circunestelares. Sin embargo, es de esperar que discos tipo P, con mayor masa y que disipan más lentamente, formen planetas más masivos.

Los discos que sufren los efectos de la fotoevaporación externa también tendrán consecuencias importantes en los procesos de formación planetaria pues en general, también disipan más rápidamente, lo que va en detrimento particularmente de la formación de planetas gigantes gaseosos.

De manera similar, la formación planetaria alrededor de estrellas más masivas puede cambiar si los discos no evolucionan de adentro hacia afuera.

En definitiva, para poder hacer estudios detallados sobre los procesos de formación planetaria y determinar las diferentes arquitecturas y características que cada escenario estelar dará a lugar, es de vital importancia modelar de la manera más realista posible la evolución de los discos de gas y polvo en los distintos ambientes.

9. Conclusiones finales

En este artículo introdujimos algunas de las características más importantes de los discos protoplanetarios en general, ya sea desde un punto de vista teórico como observacional. Mencionamos cuáles son sus escalas de tiempo de disipación y mencionamos la importancia que

éstas tienen en los procesos de formación planetaria. Detallamos las particularidades de los procesos físicos de evolución enfocándonos principalmente en la evolución viscosa y la fotoevaporación, pero mencionando también que la evolución por vientos magnéticos está ganando terreno rápidamente, y que no podemos determinar aún cuál de los dos mecanismos es el dominante en la evolución temporal de estos objetos. Finalmente, describimos cualitativamente las características de los discos en escenarios diversos, como ser en sistemas estelares binarios y/o múltiples, inmersos en cúmulos estelares masivos donde la fotoevaporación externa puede ser relevante, o hasta en estrellas más masivas que el Sol, donde los efectos de la evolución estelar no deben ser despreciados. Por último mencionamos algunos potenciales efectos sobre la formación planetaria.

Agradecimientos: M.P.R. agradece profundamente a las y los organizadores de la 65 Reunión Anual de la Asociación Argentina de Astronomía, tanto al Comité Organizador Local como al Comité Científico, por su invitación a presentar una charla invitada y por la ayuda económica brindada, sin la cual no hubiese sido posible su participación. También agradece al Dr. Hernan Muriel, parte del comité editorial, por la revisión de este artículo y por su paciencia con los tiempos de la autora. Por último agradece a Octavio Guilera por las discusiones y comentarios sobre el resumen.

Referencias

- Alexander R., 2012, ApJL, 757, L29
 Alibert Y., et al., 2018, Nature Astronomy, 2, 873
 ALMA Partnership, et al., 2015, ApJL, 808, L3
 Andrews S.M., 2020, ARA&A, 58, 483
 Andrews S.M., et al., 2016, ApJL, 820, L40
 Ansdell M., et al., 2017, AJ, 153, 240
 Armitage P.J., 2010, *Astrophysics of Planet Formation*
 Artymowicz P., Lubow S.H., 1994, ApJ, 421, 651
 Artymowicz P., Lubow S.H., 1996, ApJL, 467, L77
 Balbus S.A., Hawley J.F., 1991, ApJ, 376, 214
 Bate M.R., 2018, MNRAS, 475, 5618
 Bear E., Soker N., 2015, MNRAS, 450, 4233
 Berger T.A., et al., 2020, AJ, 160, 108
 Birnstiel T., 2023, arXiv e-prints, arXiv:2312.13287
 Blackman J.W., et al., 2021, Nature, 598, 272
 Borgniet S., et al., 2019, A&A, 621, A87
 Brauer F., Dullemond C.P., Henning T., 2008, A&A, 480, 859
 Coleman G.A.L., Haworth T.J., 2022, MNRAS, 514, 2315
 Czekala I., et al., 2021, ApJ, 912, 6
 Dong R., et al., 2015, ApJL, 812, L32
 Duchêne G., Kraus A., 2013, ARA&A, 51, 269
 Dvorak R., 1982, Oesterreichische Akademie Wissenschaften Mathematisch naturwissenschaftliche Klasse Sitzungsberichte Abteilung, 191, 423
 Dvorak R., 1984, Celestial Mechanics, 34, 369
 Eisner J.A., et al., 2018, ApJ, 860, 77
 Fedele D., et al., 2010, A&A, 510, A72
 Frank J., King A., Raine D., 1992, *Accretion power in astrophysics.*, vol. 21
 Gänsicke B.T., et al., 2019, Nature, 576, 61
 Garufi A., et al., 2017, The Messenger, 169, 32
 Gorti U., Dullemond C.P., Hollenbach D., 2009, ApJ, 705, 1237
 Guilera O.M., Brunini A., Benvenuto O.G., 2010, A&A, 521, A50
 Guilera O.M., et al., 2020, A&A, 642, A140

- Hollenbach D., et al., 1994, ApJ, 428, 654
Huang J., et al., 2018, ApJ, 852, 122
Johansen A., Lambrechts M., 2017, Annual Review of Earth and Planetary Sciences, 45, 359
Johansen A., et al., 2007, Nature, 448, 1022
Johnson J.A., et al., 2008, ApJ, 675, 784
Kennedy G.M., Kenyon S.J., 2009, ApJ, 695, 1210
Kennedy G.M., et al., 2019, Nature Astronomy, 3, 230
Kunitomo M., et al., 2021, ApJ, 909, 109
Lagos F., et al., 2021, MNRAS, 501, 676
Lagrange A.M., et al., 2009, A&A, 493, L21
Luhman K.L., 2022, AJ, 163, 25
Lyra W., Umurhan O.M., 2019, PASP, 131, 072001
Mamajek E.E., 2009, T. Usuda, M. Tamura, M. Ishii (Eds.), *Exoplanets and Disks: Their Formation and Diversity*, American Institute of Physics Conference Series, vol. 1158, 3–10
Manara C.F., et al., 2023, S. Inutsuka, Y. Aikawa, T. Muto, K. Tomida, M. Tamura (Eds.), *Protostars and Planets VII*, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, vol. 534, 539
Mayor M., Queloz D., 1995, Nature, 378, 355
Mordasini C., et al., 2009, A&A, 501, 1161
O'Dell C.R., Wen Z., Hu X., 1993, ApJ, 410, 696
Ormel C.W., Dullemond C.P., Spaans M., 2010, ApJL, 714, L103
Owen J.E., Clarke C.J., Ercolano B., 2012, MNRAS, 422, 1880
Owen J.E., et al., 2010, MNRAS, 401, 1415
Papaloizou J., Pringle J.E., 1977, MNRAS, 181, 441
Pfalzner S., Dehghani S., Michel A., 2022, ApJL, 939, L10
Pfalzner S., Steinhausen M., Menten K., 2014, ApJL, 793, L34
Picogna G., et al., 2019, MNRAS, 487, 691
Pinte C., et al., 2018, ApJL, 860, L13
Pollack J.B., et al., 1996, Icarus, 124, 62
Pringle J.E., 1981, ARA&A, 19, 137
Raghavan D., et al., 2010, ApJS, 190, 1
Reipurth B., et al., 2014, H. Beuther, R.S. Klessen, C.P. Dullemond, T. Henning (Eds.), *Protostars and Planets VI*, 267
Ribas Á., Bouy H., Merín B., 2015, A&A, 576, A52
Ribas Á., et al., 2018, ApJ, 865, 77
Ronco M.P., Guilera O.M., de Elía G.C., 2017, MNRAS, 471, 2753
Ronco M.P., et al., 2021, ApJ, 916, 113
Ronco M.P., et al., 2024, A&A, 682, A155
Rosotti G.P., 2023, NewAR, 96, 101674
Rosotti G.P., Clarke C.J., 2018, MNRAS, 473, 5630
Schwarz R., et al., 2016, MNRAS, 460, 3598
Shakura N.I., Sunyaev R.A., 1973, A&A, 24, 337
Soderblom D.R., et al., 1996, ApJ, 460, 984
Suzuki T.K., et al., 2016, A&A, 596, A74
van Boekel R., et al., 2017, ApJ, 837, 132
Vanderburg A., et al., 2020, Nature, 585, 363
Veras D., 2021, *Oxford Research Encyclopedia of Planetary Science*, 1
Wagner K., et al., 2022, AJ, 163, 80
Weidenschilling S.J., 1977, MNRAS, 180, 57
Winter A.J., Haworth T.J., 2022, European Physical Journal Plus, 137, 1132
Winter A.J., et al., 2020, MNRAS, 491, 903
Youdin A.N., Goodman J., 2005, ApJ, 620, 459
Zagaria F., et al., 2023, European Physical Journal Plus, 138, 25
Zúñiga-Fernández S., et al., 2021, A&A, 655, A15
Zurlo A., et al., 2023, European Physical Journal Plus, 138, 411