

Facultad de Ciencias
**Astronómicas
y Geofísicas**

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

EL MOMENTO ANGULAR ESTELAR:
CARACTERIZANDO LA INFLUENCIA DE LOS
DISCOS PROTO-PLANETARIOS EN
ESTRELLAS MUY JÓVENES.

Autor: Lic. Santiago Orcajo

Director: Dr. Roberto Gamen

Codirector: Dr. Lucas Cieza

Tesis presentada para optar por el grado de Doctor en Astronomía

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas Universidad Nacional de La
Plata

La Plata
Julio 2022

EL MOMENTO ANGULAR ESTELAR:
CARACTERIZANDO LA INFLUENCIA DE LOS
DISCOS PROTO-PLANETARIOS EN
ESTRELLAS MUY JÓVENES.

Autor

Firma y aclaración

Directores

Director de tesis
Firma y aclaración

Codirector de tesis
Firma y aclaración

Miembros del jurado: Dr. Rubén Vázquez, Dra. Lydia Cidale y Dra.
Andrea Buccino

Presidente del Jurado
Firma y aclaración

Resumen

La evolución de las estrellas está determinada fundamentalmente por la masa, pero también por otros parámetros como la tasa de pérdida de masa, la composición química, y la rotación. Esta última influye en la estructura interna y en la mezcla de los elementos químicos de las estrellas, en el transporte de energía y también en la pérdida de masa. Conocer el momento angular de una estrella es, entonces, clave. En la presecuencia principal, se ha demostrado que las interacciones estrella-disco modifican el momento angular estelar y regulan los periodos de rotación de las estrellas con tipos espectrales M2 y más tempranos. Sigue siendo objeto de debate si la regulación del disco se extiende también a las estrellas con tipos espectrales más tardíos. En este trabajo estudiamos principalmente cómo es afectada la rotación estelar durante las primeras etapas evolutivas, debido a la existencia o no de discos protoplanetarios en estrellas de baja masa (tipo espectral M), para ello presentamos el estudio de los cúmulos abiertos jóvenes NGC 2264 y Mon R2. Estos cúmulos fueron elegidos por tener una distancia <1 kpc, edad media <7 Myr y datos fotométricos de *Spitzer-IRAC*.

NGC 2264: presentamos una muestra de más de 180 estrellas con tipos espectrales M3 y más tardíos (correspondientes a masas estelares $\leq 0.3M_{\odot}$) y más de 170 estrellas tipo M2 y más tempranas. Combinando los periodos de rotación de la literatura, los tipos espectrales (nuevos y de la literatura), y las observaciones profundas de *Spitzer*, mostramos que las estrellas con masas inferiores a $0.3 M_{\odot}$ con discos también rotan más lentamente que las estrellas sin disco en el mismo rango de masas y reafirmamos que lo mismo ocurre en subtipos espectrales más tempranos.

Mon R2: presenta poca información respecto a tipos espectrales y periodos de rotación en la literatura y bases de datos, es por ello que hicimos un pedido de 150 horas a la red de telescopios global de Las Cumbres (LCOGT), el cual permite la observación continua de objetos gracias a sus telescopios ubicados en distintos sitios del mundo. Con esto obtuvimos las curvas de luz de más de 6000 fuentes puntuales, de las cuales 141 estrellas resultaron ser variables periódicas. También encontramos otro tipo de variabilidad debido a distintos fenómenos físicos los cuales no profundizamos pero sí mostramos. Además hicimos tres pedidos para utilizar el instrumento GMOS del telescopio Gemini Sur obteniendo 229 espectros de baja resolución donde 141 son de tipo espectral M. Finalmente recopilamos los datos de *Spitzer* para determinar la presencia de disco. Por otro lado, debido a que este cúmulo está muy poco estudiado en relación a la componente estelar, decidimos caracterizarlo. Estimamos la distancia al cúmulo (825 ± 51 pc) y los movimientos propios medios ($\mu_{\alpha} \cos(\delta) = -2.75$ mas años $^{-1}$ y $\mu_{\delta} = 1.15$ mas años $^{-1}$) de sus miembros a partir del análisis de los datos obtenidos con *Gaia* de las estrellas periódicas y de las fuentes con exceso IR o $H\alpha$. También utilizamos la fotometría Pan-STARRS de las estrellas de nuestra muestra para construir un diagrama HR más preciso, a partir del cual estimamos la edad media (3 ± 1 Myr) del cúmulo y su absorción visual ($A_V = 2.09 \pm 1.7$ mag). Esto nos permitió además identificar otros posibles miembros, incluyendo once enanas marrones espectroscópicas con tipos espectrales de M7 a M9. En total, con los distintos criterios de membresía establecidos identificamos 1439 miembros candidatos.

Nuestros resultados demuestran que la regulación del disco opera en estas estrellas de baja masa, aunque la eficiencia de este proceso podría ser menor que en los objetos de mayor masa. Confirmamos que las estrellas con tipos espectrales más tempranas y más tardíos a M2 tienen distribuciones de periodo distintas y que las estrellas con tipos espectrales M5 y más tardíos rotan más rápido que las de tipo M3 y M4.

Índice general

Resumen	iii
1. Introducción	1
2. Datos observacionales y herramientas computacionales	11
2.1. <i>Las Cumbres Observatory Global Telescope Network</i>	11
2.1.1. Obtención de <i>Ic</i>	15
2.1.2. Fotometría diferencial	16
2.2. <i>Observatorio Gemini</i>	16
2.3. <i>Multi Mirror Telescope</i>	19
2.4. <i>Spitzer</i>	20
2.5. <i>Gaia</i>	21
2.6. <i>Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System</i>	22
2.7. Herramientas virtuales y software	22
2.7.1. IRAF	22
2.7.2. Aladin	23
2.7.3. VOSA	23
2.7.4. TOPCAT	23
2.7.5. STILTS	23
2.7.6. VizieR	23
2.7.7. SIMBAD	23
3. Metodología	25
3.1. Determinación de la rotación estelar	25
3.2. Clasificación espectral	29
3.3. Detección de discos protoplanetarios	30
3.4. Membresía a cúmulos	32
3.4.1. Variabilidad	32
3.4.2. Presencia de disco	32
3.4.3. Movimientos propios y paralajes	33
3.4.4. Diagrama color–magnitud e isócrona	35
4. Resultados	39
4.1. NGC 2264	39
4.1.1. Períodos rotacionales	39
4.1.2. Discos	40
4.1.3. Tipos espectrales	40
4.1.4. Análisis	41
4.2. Mon R2	43
4.2.1. Períodos rotacionales	46
4.2.1.1. Clasificación de variables	46
4.2.2. Discos	49
4.2.3. Tipos espectrales	49
4.2.4. Análisis	49

4.2.5. Obtención de parámetros fundamentales de Mon R2	52
4.2.5.1. Distancia	54
4.2.5.2. Obtención de la absorción visual	54
4.2.5.3. Estimación de la edad	55
4.2.6. Enanas marrones espectroscópicas y candidatas fotométricas	56
5. Discusión	59
6. Conclusiones	63
7. Trabajo a futuro	67
A. Misceláneas	77
A.1. Obtención de la distancia	77
A.2. Dependencia con el periodo	77
B. Figuras y tablas extras	83
B.1. Curvas de luz de estrellas variables en Mon R2	83
B.2. Tablas	83
B.2.1. Tipos espectrales extras en el campo de NGC 2264	83
B.2.2. Lista completa de los datos de <i>Spitzer</i> en Mon R2.	87
B.2.3. No miembros de Mon R2	87

Índice de figuras

1.1. Esquema de una estrella T Tauri	2
1.2. Primeras etapas de formación estelar	3
1.3. Simulación de curva de luz producida por manchas estelares	4
1.4. Interacción magnética estrella–disco	5
1.5. Esquema de vientos X en la interacción estrella–disco	6
1.6. Detección del disco en distintas longitudes de onda	8
2.1. Estadística de fondo de cielo en el campo de Mon R2	14
2.2. Punto Zero para I_{ins} de LCOGT	15
2.3. Rms en la fotometría de Mon R2	16
2.4. Curva de luz de tres estrellas no variables en Mon R2	17
2.5. Sub-campos Gemini-GMOS de Mon R2	18
3.1. Potencia máxima del periodograma vs. magnitudes I_c y rms contra i_{PS1} en Mon R2	28
3.2. Principales bandas y líneas de absorción en estrellas de tipo espectral M	30
3.3. Diagrama color–color <i>Spitzer</i> en ambos cúmulos	31
3.4. Diagrama color–magnitud <i>Spitzer</i> y $(R-H\alpha) + 3.15$ vs. I_c en Mon R2	32
3.5. Histograma color $(R-H\alpha) + 3.15$ (magnitud instrumental) con y sin datos de <i>Spitzer</i> en Mon R2	33
3.6. Movimientos propios en el campo de Mon R2	34
3.7. Histogramas para el estudio de membresía con datos <i>Gaia</i> en Mon R2	35
3.8. Diagrama $(i - y)$ vs. i de <i>PS1</i> para las fuentes de Mon R2	36
4.1. Histogramas de estrellas periódicas con y sin datos en <i>Spitzer</i> en NGC 2264	41
4.2. Secuencia espectral para fuentes de NGC 2264	42
4.3. Histogramas de tipos espectrales en NGC 2264	43
4.4. Distribuciones de periodos en NGC 2264 (M3 y tardíos, M2 y tempranos)	44
4.5. Histogramas de periodos y diagramas color–periodo para NGC 2264	45
4.6. Imagen falso color Mon R2	47
4.7. Curvas de luz de estrellas periódicas en Mon R2, ejemplo para tres amplitudes distintas	48
4.8. Comparación de curvas de luz de estrellas variables y no variables	49
4.9. Secuencia espectral M para fuentes de Mon R2	50
4.10. Secuencia espectral K para fuentes de Mon R2	51
4.11. Distribución de periodos de estrellas con y sin disco en Mon R2	52
4.12. Distribuciones de periodo para las estrellas M en Mon R2	53
4.13. Histograma de A_V para el color $(i - y)$	55
4.14. Espectros y diagrama color–magnitud con isócronas de enanas marrones en Mon R2	56
5.1. Distribución de periodos rotacionales en distintos cúmulos abiertos	60
5.2. Comparación de periodos e índices de color entre distintos cúmulos.	62
A.1. Histogramas de paralajes en el cúmulo Mon R2	78
A.2. Histogramas de la distancia al cúmulo Mon R2	78
A.3. Diagrama color–color para la determinación de masas fotométricas en Mon R2	79

A.4. Distribución de los periodos según fotometría en Mon R2	80
A.5. Diagrama color–periodo para estrellas periódicas con datos espectroscópicos en Mon R2	81
B.1. Curvas de luz de estrellas periódicas con amplitudes ≥ 0.1 mag en Mon R2	84
B.2. Curvas de luz de estrellas periódicas con amplitudes ≥ 0.1 mag en Mon R2, continuación 1	84
B.3. Curvas de luz de estrellas periódicas con amplitudes ≥ 0.1 mag en Mon R2, continuación 2	84
B.4. Curvas de luz de estrellas periódicas con amplitudes entre 0.05 y 0.1 mag en Mon R2 .	85
B.5. Curvas de luz de estrellas periódicas con amplitudes entre 0.05 y 0.1 mag en Mon R2, continuación 1	85
B.6. Curvas de luz de estrellas periódicas con amplitudes entre 0.05 y 0.1 mag en Mon R2, continuación 2	85
B.7. Curvas de luz de estrellas periódicas con amplitudes ≤ 0.05 mag en Mon R2	86
B.8. Curvas de luz de posibles estrellas periódicas en Mon R2	86
B.9. Curva de luz de estrellas con un eclipse en Mon R2	86
B.10. Curva de luz de estrellas con más de un eclipse en Mon R2	87
B.11. Curvas de luz de variables no periódicas en Mon R2.	88

Índice de tablas

2.1. Detalles de cada máscara de Gemini-GMOS en Mon R2	19
3.1. Candidatos a miembros de Mon R2	37
3.2. Resumen de criterios de membresía Mon R2	37
4.1. Extracto de la tabla principal de NGC 2264	40
4.2. Tabla de estadísticos KS para NGC 2264	44
4.3. Número de estrellas según su subtipo espectral en ambos cúmulos	51
4.4. Parámetros fundamentales obtenidos para el cúmulo Mon R2.	54
4.5. Coeficientes obtenidos de Wang & Chen (2019, table 3)	55
4.6. Enanas marrones espectroscópicas en Mon R2	56
4.7. Candidatas a enanas marrones fotométricas en Mon R2	57
5.1. Porcentajes de los objetos con y sin discos encontrados.	59
5.2. Comparación estadística KS para distintos cúmulos	61
A.1. Test KS para las muestras fotométricas en Mon R2.	79
B.1. Tipos espectrales extras en el campo de NGC 2264	83
B.2. Datos de <i>Spitzer</i> en Mon R2	87
B.3. Objetos con tipo espectral sin indicadores de membresía a Mon R2	89

Capítulo 1

Introducción

El momento angular de una estrella recién nacida es uno de los parámetros fundamentales, como la masa inicial y la composición química. La rotación influye en la estructura interna estelar, en el transporte de energía, en la pérdida de masa, en la mezcla de elementos químicos y en la acreción magnestosférica. El “problema del momento angular” como lo nombra Spitzer (1978), es una de las principales preguntas a resolver para entender la física y las primeras etapas de vida de una estrella hasta llegar a la secuencia principal. El momento angular con el que una estrella llega a la secuencia principal es el resultado de la evolución del mismo en las distintas etapas de formación estelar, comenzando por la contracción de la nube molecular, pasando por el colapso de la protoestrella y finalizando con la contracción estelar en la presecuencia principal. La teoría predice que luego del colapso de la nube molecular, la estrella alcanzaría velocidades de rotación que no soportaría y se desarmaría, pero las observaciones muestran que lejos se está de ese resultado, entonces ¿qué mecanismos hacen que la estrella se esté frenando? Bodenheimer (1995) plantea lo siguiente, supongamos un filamento de nube molecular de 10 pc de largo con un radio de 0.2 pc rotando en sentido axial con una velocidad angular de $\Omega=10^{-15} s^{-1}$ y una densidad de 20 partículas por cm^3 el filamento tendría una masa de $1 M_{\odot}$, esto colapsaría dando lugar a una estrella de radio 6×10^{10} cm. Los efectos rotacionales no impedirán el colapso a lo largo del eje axial pero la conservación del momento angular ($\propto \Omega R^2$) requiere que al decrecer el radio de 0.2 pc al valor estelar (un factor de 10^7), la velocidad angular debe incrementar un factor de 10^{14} , es decir que $\Omega=10^{-1} s^{-1}$. De este modo, la velocidad de rotación de la estrella sería del 20 % de la velocidad de la luz y la relación entre la fuerza centrífuga y la gravedad en el ecuador sería de 10^4 . Pero, las observaciones muestran que esto no ocurre, las velocidades normalmente sólo alcanzan hasta un 10 % de la velocidad de ruptura (véase por ejemplo Hartmann et al., 1986).

Siguiendo el estudio de Bodenheimer (1995) existe evidencia observacional del momento angular en porciones de 0.1 a 25 pc en el material de nubes moleculares. Una nube molecular típica puede alcanzar las $1.5 \times 10^{15} M_{\odot}$ con un radio de 23 pc. Dentro de ella se pueden generar “grumos” de $\sim 10^3 M_{\odot}$ y ~ 1 pc de radio, con un “núcleo” de ~ 0.1 pc de radio. Todas estas evidencias observacionales pueden detectarse a partir de mapeos en ondas de radio observando por ejemplo la distribución del ^{13}CO . Se encuentra que la velocidad angular de fragmentos pequeños de nube (< 10 pc) incrementa en escalas pequeñas, pero no con la suficiente velocidad que se espera como para conservar el momento angular. Aquí ya se detectan velocidades de rotación en superficie de hasta 10^{-2} de la velocidad de ruptura, lo cual puede explicarse a partir del acoplamiento magnético con la nube (Hartmann et al., 1986). En un estado evolutivo posterior, tenemos a la protoestrella que se compone de un núcleo en equilibrio hidrostático, un disco circundante, una envoltura ópticamente gruesa que se acreta hacia el núcleo estelar y al disco y una envoltura ópticamente fina externa. La radiación producida por la acreción dentro del núcleo y del disco es dispersada por el polvo de la envoltura y esta es detectada en el infrarrojo (IR) con el pico de la distribución espectral de energía entre 60 a 100 μm . En esta etapa no se puede determinar directamente la velocidad de rotación ya que el disco está muy oscurecido. Aunque, a partir de modelos semianalíticos con distribución espectral de energía observada se puede determinar el momento angular (Bodenheimer, 1995).

Cuando la envoltura de la protoestrella ha disminuido su profundidad óptica lo suficiente como para poder observar el núcleo estelar en longitudes de onda ópticas, el sistema entra en la fase de

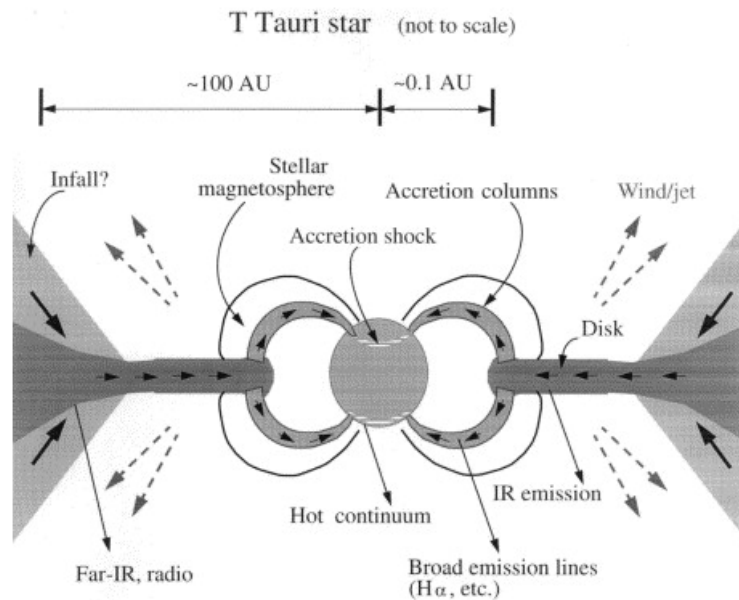


Figura 1.1: Figura 1 del trabajo de Hartmann (1999) representando la acreción en una estrella T Tauri. En las estrellas más jóvenes, el material remanente de la envoltura protoestelar puede caer sobre un disco circunestelar. La acreción a través del disco hacia la estrella central está mediada por los campos magnéticos estelares, que perturban el disco interior. El gas en acreción cae sobre la estrella a gran velocidad; la mayor parte de la energía de acreción se disipa en un choque de acreción y se irradia principalmente en forma de continuo en UV y óptico. Las líneas de emisión anchas se forman sobre todo en las columnas de acreción, aunque algunos rasgos de emisión pueden producirse en el viento o el chorro, que probablemente surge del disco y es impulsado por la liberación de energía de acreción. A esta imagen se le puede agregar también la presencia de erupciones en rayos X en la superficie estelar.

presecuencia principal (PMS) en contracción *quasi-static* y puede ser ubicada en el diagrama HR. Los primeros objetos de baja masa observados en esta etapa son los de tipo T-Tauri ("T-Tauri Stars" TTS). La característica más conocida de estos objetos es la fuerte emisión de la línea H α y de líneas prohibidas indicativas de vientos estelares, exceso en IR cercano atribuido al disco circunestelar y exceso UV asociados al límite entre el disco y la estrella. En la Fig. 1.1 vemos un esquema tomado del trabajo de Hartmann (1999) de este tipo de estrellas. Las TTS se clasifican en dos tipos, las "Clásicas" (CTTS) y las "Débiles" (WTTS). Estas últimas ocupan el mismo lugar en el diagrama HR que las CTTS pero los indicadores de presencia de disco y de vientos estelares son mucho más débiles. Además, las TTS presentan manchas estelares, emisión de rayos X y de radio, lo que indica la presencia de fuertes campos magnéticos y actividad en la superficie estelar. Hay distintos indicadores de la presencia de disco, los principales serían el exceso IR, el exceso UV y el velo óptico (indicativo de una capa límite estrella-disco) y líneas prohibidas (formadas por los vientos, solo se detecta la componente del corrimiento al azul indicando que la componente del corrimiento al rojo queda oculto por el disco). Para edades de 10^7 años ya no se presentan estos indicadores de disco, de hecho, solo el 50% de las estrellas con edades menores a 3 Myr presentan un disco.

En la Fig. 1.2 podemos ver las primeras fases de la formación estelar antes de llegar a la secuencia principal con la clasificación de las clases de objetos estelares jóvenes (YSOs), comenzando por la formación de los núcleos densos en las nubes moleculares gigantes y entrando luego a la fase de protoestrella. Aquí podemos hacer dos divisiones, las de Clase 0 donde todavía no se puede detectar la protoestrella ya que está cubierta por una envoltura que está siendo acretada y las de Clase I donde hay una emisión de cuerpo negro consistente con la protoestrella y un disco denso que emite en IR. A la edad de $\sim 10^6$ años entra a la fase de PMS donde encontramos a los YSOs de Clase II correspondientes a CTTS y más tarde, a los $\sim 10^7$ años encontramos a las WTTS con el disco que probablemente sea de escombros o ya con planetas formados.

Podemos detectar la rotación estelar en PMS principalmente con dos métodos observacionales,

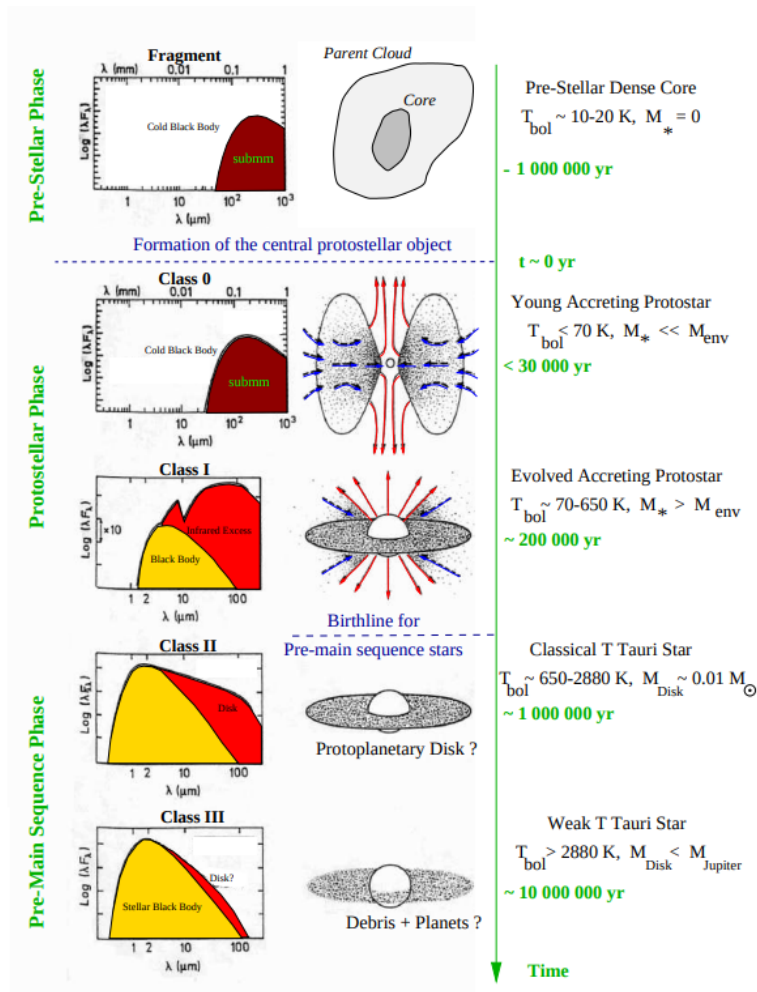


Figura 1.2: Figura tomada del trabajo de André (2002) en la cual se muestra esquematizado las primeras etapas de formación estelar de estrellas de baja masa antes de llegar a la secuencia principal. De arriba hacia abajo tenemos desde la fase preestelar cuando se forman los grumos con sus núcleos densos emitiendo en longitudes de onda submilimétricas, luego llega a la fase de protoestrella donde comienza a acretar material pero solo se capta el exceso en IR hasta que se forma el disco. Finaliza en la fase de PMS donde tenemos las CTTS y las WTTS donde las primeras presentan mayores indicativos de disco.

la espectroscopía utilizada para encontrar la velocidad proyectada *vsini* a partir del ensanchamiento de líneas y la fotometría para detectar la periodicidad de fluctuaciones irregulares en la luz de estos objetos. Si consideramos que estas fluctuaciones son generadas por actividad en la superficie estelar como manchas, podemos determinarlas como una medida de la rotación estelar. En la Fig. 1.3 podemos ver un ejemplo, a partir de un modelo, de cómo afectarían las manchas estelares a las curvas de luz.

Ya en el trabajo de Bodenheimer (1995) comentan que a partir de las observaciones fotométricas realizadas en las TTS, las estrellas de tipo espectral más tardío que K5 de varias regiones de formación estelar presentan diferencias rotacionales entre CTTS y WTTS. Las estrellas con disco (determinado por el exceso IR) presentan un rango de periodos bastante reducido con el valor más probable en 8 días. Por otro lado, las estrellas sin disco presentan rangos más anchos de 1.5 a 16 días con un valor medio cercano a 4.5 días. Para estrellas K5–F5 las que presentan disco tienen periodos de 3–4 días y de F5–A0 (donde tendríamos transporte radiativo) no habría indicios de relación entre la rotación y la presencia o ausencia de disco. Estas observaciones dan origen al estudio de los mecanismos de regulación o frenado por disco. En el caso de las estrellas con disco, la velocidad de rotación estelar se mantiene relativamente baja gracias al acoplamiento con el disco y a la pérdida del momento angular a través del viento. Por el contrario, las estrellas sin disco son libres de aumentar su velocidad de rotación debido a la contracción gravitacional y al cambio en el factor de momento de inercia que

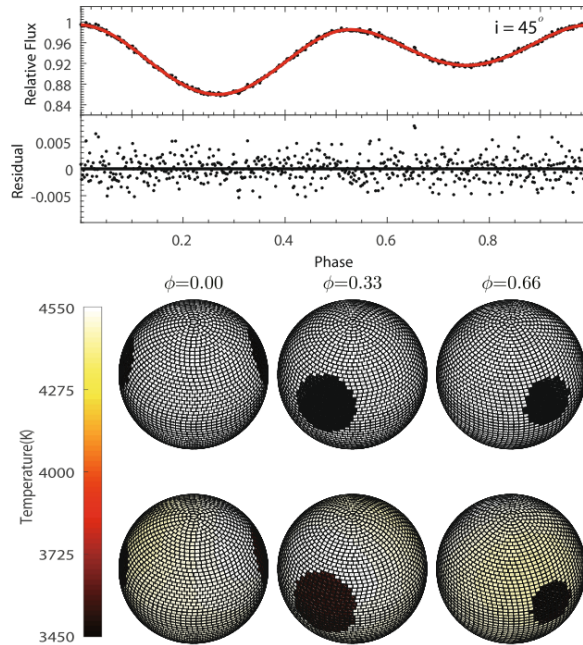


Figura 1.3: Figura 1 de Luo et al. (2019) en la cual se muestra una curva de luz sintética generada por dos manchas (ellos hicieron un modelo para recrear curvas de luz producidas por manchas estelares que llamaron Light-curve Inversion with Bipartite Regularization LIBR). El radio de una mancha es de 25° , el de la otra es de 20° , y ambas latitudes de las manchas se eligieron de 30° . La primera fila muestra la curva de luz observada (puntos) y reconstruida (línea roja). La segunda fila muestra sus residuos. Las dos últimas filas son la superficie estelar sintética (gris) y la superficie estelar reconstruida en las fases 0.00, 0.33 y 0.66 para una inclinación polar de $i = 45^\circ$. La barra de color muestra la temperatura correspondiente de la superficie estelar reconstruida.

se produce una vez que se forma el núcleo radiativo. Entonces, las estrellas que perdieron su disco relativamente temprano, tienen más tiempo de aumentar su velocidad de rotación a medida que llegan a la secuencia principal de edad cero (ZAMS) y se convertirían en rotadores rápidos, mientras que las que retienen su disco por más tiempo en la PMS, llegarían a la ZAMS como rotadores lentos. Los casos intermedios serían estrellas que pierden el disco más tarde que la media entonces no llegan a ser rotadores rápidos en la ZAMS, sino que tendrían un periodo más largo que las que lo han perdido en edades tempranas.

Se han propuesto varios procesos para ralentizar la rotación estelar, por ejemplo, el frenado magnético, los discos, la pérdida de masa, las envolturas en expansión, etc. En el caso de las estrellas de baja masa ($0.3\text{--}2.0 M_\odot$), se cree que el principal mecanismo que regula la rotación estelar es la interacción estrella–disco. Bouvier et al. (2014) a partir de datos actualizados sobre las observaciones en distintos cúmulos jóvenes, agrupaciones estelares, regiones de formación estelar y estrellas de campo, respecto a la distribución de periodos rotacionales para edades entre 1 Myr a 1 Gyr para estrellas de masa solar y menores, investigan los mecanismos que gobiernan la evolución del momento angular. La evolución del momento angular y del periodo de rotación estelar dependen tanto de procesos internos como externos.

Uno de los principales mecanismos de transporte del momento angular es la interacción magnética entre la estrella y el disco, la cual es estudiada desde hace pocas décadas aportando nuevos resultados que permiten la mejora de los modelos utilizados. En esta interacción, los vientos estelares podrían remover el momento angular durante la acreción de material en estrellas jóvenes. En la Fig. 1.4 extraída de Zanni & Ferreira (2013) se pueden apreciar los distintos escenarios que extraerían eficientemente el momento angular. Para estrellas con acreción del disco, la cantidad del momento angular que el disco transporta a la estrella es proporcional a la tasa de acreción. Los vientos estelares podrían ser un mecanismo para contrarrestar la aceleración de la rotación por efecto de la acreción si la tasa de flujo saliente de masa es una fracción significativa ($\sim 10\%$) de la tasa de acreción. Para la formación

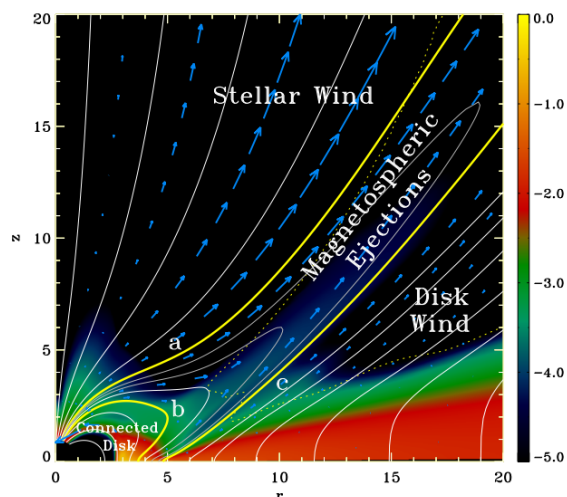


Figura 1.4: Figura 3 de Zanni & Ferreira (2013) donde se muestra un esquema de los flujos de salida que pueden encontrarse en un sistema de interacción estrella–disco. Se pueden distinguir cuatro grupos de líneas de campo: (1) las líneas de campo que conectan constantemente el disco con la estrella por debajo de la superficie magnética (b); (2) las líneas de campo abiertas ancladas en la superficie de la estrella en latitudes superiores a la posición de la superficie (a); (3) las líneas de campo abiertas unidas al disco de acreción más allá de la superficie (c); (4) las líneas de campo encerradas entre las superficies (a), (b) y (c) que conectan el disco con la estrella, evolucionando periódicamente a través de etapas de inflación, reconexión y contracción. También se pueden notar 3 mecanismos de transporte de momento angular: 1) Vientos estelares acelerados a lo largo del flujo magnético abierto anclado en la estrella; 2) eyecciones magnetosféricas asociadas a los procesos de expansión y reconexión de las líneas de campo magnético cerradas que conectan la estrella y el disco; 3) vientos del disco (incluidos los vientos X) lanzados a lo largo de las superficies magnéticas estelares abiertas que enhebran el disco.

de estos vientos se requiere de energía que podría ser obtenida de la energía potencial gravitatoria liberada por la acreción. También están las eyecciones magnetosféricas (ME) que se espera que surjan debido a la expansión y posterior reconexión de las líneas cerradas del campo magnetosférico que conectan la estrella con el disco. El proceso de inflación resulta de la rotación diferencial estrella–disco y la consiguiente acumulación de presión del campo magnético toroidal. Además, las ME pueden intercambiar masa, energía y momento angular tanto con la estrella como con el disco. Estos procesos de inflación y reconexión son periódicos. Las ME podrían entonces contribuir al control del periodo de rotación estelar, extraen el momento angular del disco cerca de la región de truncamiento, de modo que la rotación se reduce sensiblemente. Por otro lado, si el plasma expulsado gira más lentamente que la estrella, las MEs pueden extraer el momento angular directamente de la estrella gracias a un efecto de rotación diferencial. Si bien estos escenarios parecen dar una respuesta sólida, en parte, al control del momento angular estelar, aún no hay observaciones suficientes como para afirmarlo. Por otro lado, están los vientos X que son una clase de vientos del disco que afecta directamente el momento angular. En la teoría del viento X se supone que el campo magnético se origina en la protoestrella, y el flujo de salida es impulsado desde una pequeña región cercana al borde interior del disco (Cai, 2009). Este modelo podría explicar las tasas lentas de giro de las TTS en acreción (mostramos un esquema en la Fig. 1.5). Otro método que resulta muy eficiente para el transporte de momento angular en estrellas de baja masa con envolturas convectivas es el de la pérdida de masa a través del viento estelar acoplados al campo magnético.

Finalmente, debemos tener en cuenta cómo los procesos internos de la estrella afectan el momento angular. Hay dos mecanismos extremos, la rotación de cuerpo sólido, donde la pérdida del momento angular se redistribuye por todo el interior de la estrella y el desacoplamiento completo entre el núcleo y la envoltura, en el cual solo la zona convectiva externa disminuye la rotación mientras el núcleo radiativo interior se acelera a medida que evoluciona durante el PMS. Lamentablemente, aún no se cuenta con los datos observacionales suficientes para delimitar estos modelos.

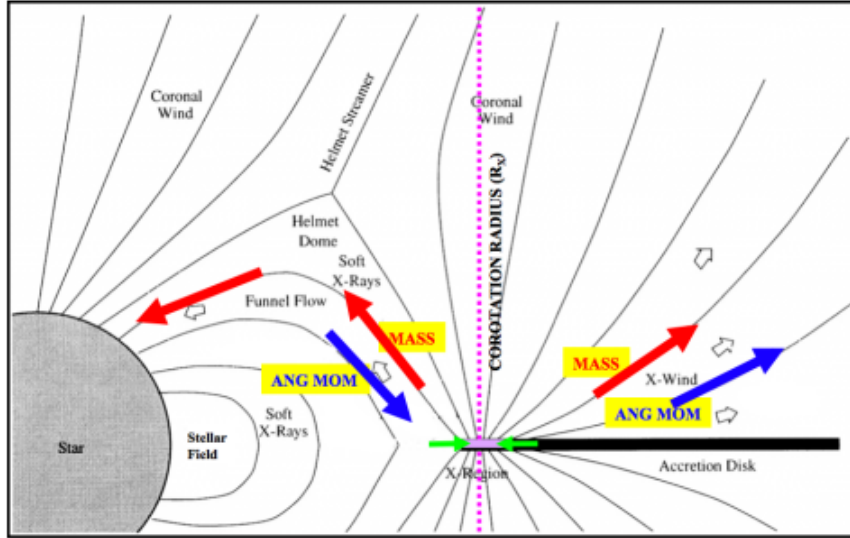


Figura 1.5: Figura 5 de Bouvier et al. (2014), donde se muestra un esquema del modelo de viento X en estado estacionario. La línea gruesa negra en el plano ecuatorial es el disco truncado; las curvas negras muestran el campo magnético; la línea punteada púrpura muestra el radio de co-rotación R_X ; la línea gruesa horizontal púrpura muestra la región X . Las flechas rojas y azules muestran la dirección del transporte de la masa y del momento angular, respectivamente: en el interior de R_X , el material fluye desde la región X hacia la estrella en forma de embudo a lo largo de las líneas de campo que se inclinan lo suficiente hacia el interior, y el exceso de momento angular de este gas fluye de vuelta a la región X a través de las tensiones magnéticas; en el exterior de R_X , el material fluye fuera de la región X en forma de viento, a lo largo de las líneas de campo que se inclinan lo suficiente hacia el exterior, y se lleva consigo el momento angular de la región X . Las flechas verdes muestran el pinzamiento del gas en la región X debido al transporte del momento angular, que trunca el disco en el borde interior y mantiene el flujo magnético atrapado en la región X .

El paradigma actual sobre la evolución de las estrellas de baja masa ($<1 M_{\odot}$) de la PMS indica que las estrellas interactúan magnéticamente con sus discos, eliminando el momento angular de las estrellas en contracción e impidiendo que alcancen velocidades de ruptura como se esperaría de la conservación del momento angular solamente. Rebull et al. (2004) plantean que estas estrellas son muy sensibles al cambio del momento angular debido a la rápida contracción que sufren en esta etapa. Por ejemplo, para una estrella de $\sim 0.1 M_{\odot}$ el radio cambia en un factor ~ 3 durante los primeros 3 Myr (desde la línea de nacimiento estelar) y luego cambia en un factor menor de 1.5. Pero vamos a tener dos casos extremos, uno para estrellas que por algún mecanismo (como los vistos anteriormente por ejemplo) no logren cambiar su velocidad angular en esos primeros años y el otro extremo para estrellas que son libres de girar a medida que se contraen. Teniendo en cuenta que $\Omega \propto v/R = cte$, la velocidad rotacional v debe variar directamente con el radio R manteniendo el periodo P constante. Por otro lado, si el momento angular total J se conserva, obtenemos que $J = I\Omega \propto MvR = cte$, suponiendo que la estrella se puede aproximar a una esfera con momento de inercia $I \propto MR^2$. Para estrellas PMS totalmente convectivas en el rango de tipos espectrales K5-M2, podemos considerar que vR es constante y que P varía con R^2 entonces estudiando las relaciones entre P y $v \sin i$ (que son dos valores obtenidos observacionalmente) con R podremos investigar los cambios en el momento angular. Con este factor 3 que comentamos antes, si Ω se conserva, entonces v y R decrecen ambos a la vez un factor 3 mientras P permanece constante. Pero, si J se conserva, se esperaría que v crezca un factor 3 mientras P en un factor 9. Si vamos a un ejemplo concreto, para una velocidad inicial típica de 30 km s^{-1} cerca de la parte superior de la zona convectiva, si la velocidad angular se conserva, en estrellas más antiguas se esperarían velocidades de 10 km s^{-1} , mientras que si se conserva el momento angular, la velocidad sería de 90 km s^{-1} . Desde el punto de vista del periodo, para un periodo inicial

de 5 días, luego de ~ 3 Myr se esperaría un periodo de 0.6 días conservando el momento angular mientras que si conservamos la velocidad angular, el periodo se conservaría también, es decir, sería de 5 días. Además, Herbst et al. (2001) también aborda este problema a partir de la relación entre el momento angular específico y el periodo (siendo el primero una cantidad física y el segundo una cantidad observada) de la forma $j = J/M = I\Omega/M = 2\pi k^2 R^2/P$, donde k es el radio de giro en unidades de radio estelar y se adopta 0.44 para los modelos de PMS de 1 Myr. Para conservar el momento angular, la estrella debería girar con $P \propto R^2$ pero va a estar limitada por el equilibrio que debe existir entre la fuerza gravitatoria y la centrífuga, es por ello que se define un periodo crítico P_{crit} asociado a un j_{crit} para la rotación axial de una esfera rígida y tiene la forma $P_{crit} = 0.116 R_{\star/\odot}^{3/2} / M_{\star/\odot}^{1/2}$. Comparando j_{obs} con j_{crit} encuentran que las estrellas de baja masa ($< 0.2 M_{\odot}$) rotan más cerca de la velocidad crítica que las de mayor masa (al menos en el cúmulo de la Nebulosa de Orión ONC). Entonces, hasta aquí podemos concluir que la evidencia observacional muestra que las estrellas al llegar a la ZAMS están lejos de su velocidad de ruptura y que deben existir mecanismos de frenado entre la estrella y el disco circunestelar o protoplanetarios, entonces podemos deducir que va a existir una dependencia con el tiempo de vida del disco, y como dijimos antes, según el momento en que se disipa el disco, vamos a tener un periodo de rotación distinto en la entrada a la secuencia principal más allá del efecto de la contracción. Así, los discos protoplanetarios tienen vidas muy variadas, que van desde menos 1 Myr hasta 10 Myr. Por ejemplo, Sicilia-Aguilar et al. (2006) estudian dos cúmulos Tr 37 de ~ 4 Myr y NGC 7160 de ~ 10 Myr pertenecientes a la asociación Cep OB2. En el primer cúmulo detectan a partir de la emisión en IR, un 48 % de estrellas con disco más un 10 % con discos en transición, es decir que ya son muy delgados y se están disipando o convirtiendo en escombros y/o planetas. Mientras que en el segundo cúmulo encuentran apenas un 4 % de discos en estrellas de baja masa y algunos pocos disco de escombros en estrellas de masa intermedia. Por otro lado Hernández et al. (2007) estudian dos campos de la asociación Orión OB1, una de ellas de ~ 10 Myr y la otra de ~ 5 Myr, en la primera detectan un 6 % de estrellas con disco y en la segunda 13 % más un 10 % con discos en transición. Ellos concluyen que la etapa de transición de disco puede ser relativamente rápida y que la frecuencia o porcentaje de existencia de disco es una función de la masa estelar (con un máximo en la estrellas de tipo espectral M0) y de la edad. Estudios en varios cúmulos obtienen valores similares (por ejemplo, Cieza & Baliber, 2007; Cieza et al., 2007; Haisch et al., 2001). Williams & Cieza (2011) concluyen que los discos tienen una vida media de 2 a 3 Myr pero varían de menos de 1 Myr a 10 Myr. En estrellas de alta masa viven menos tiempo que en estrellas tipo solar y en las de baja masa y enanas marrones pueden vivir tanto como las solares o incluso más. En estrellas binarias, el tiempo de vida de los discos es significativamente más corto. Además, Williams & Cieza (2011) detallan cómo evoluciona un disco circunestelar hasta llegar a convertirse en un disco de escombros o en un sistema planetario, los cuales no afectarían de manera apreciable al momento angular. Entre los procesos evolutivos del disco se encuentran la acreción viscosa, la sedimentación y coagulación del polvo, las interacciones dinámicas con compañeros (subestelares) y planetas en formación, y la foto-vaporización por la radiación ultravioleta y de rayos X. La principal predicción de este paradigma de “frenado del disco” es que las estrellas que han perdido sus discos deben rotar más rápido que las que aún lo conservan.

Como la vida de los discos protoplanetarios es relativamente corta, los podemos encontrar en los cúmulos abiertos (CA) jóvenes. Los CA son objetivos esenciales para estudiar la estructura y composición galáctica, así como de la formación y población estelar en una galaxia, incluyendo la Vía Láctea, en la cual nos ayuda a entender su formación, evolución y cinemática especialmente del disco galáctico, además los CA jóvenes componen los brazos espiral de nuestra galaxia junto con regiones *HII*, nubes moleculares gigantes y asociaciones OB (ver por ejemplo Janes & Adler, 1982; Molina Lera et al., 2019; Zhong et al., 2020). Lada & Lada (2003) definen CA como un grupo de estrellas físicamente relacionadas con una densidad de volumen de masa suficiente (si está en equilibrio virial) como para mantenerse estable frente a la perturbación de marea de la galaxia y al paso de nubes interestelares. Sumado a esto, el cúmulo debe tener la cantidad suficiente de miembros como para asegurar que el tiempo de evaporación sea mayor a 10^8 años (vida típica de los CA observados). El tiempo de evaporación es lo que tardan los encuentros entre miembros internos del cúmulo en expulsar a todos los miembros, es decir el tiempo que el cúmulo tarda en desarmarse. Además podemos distinguir

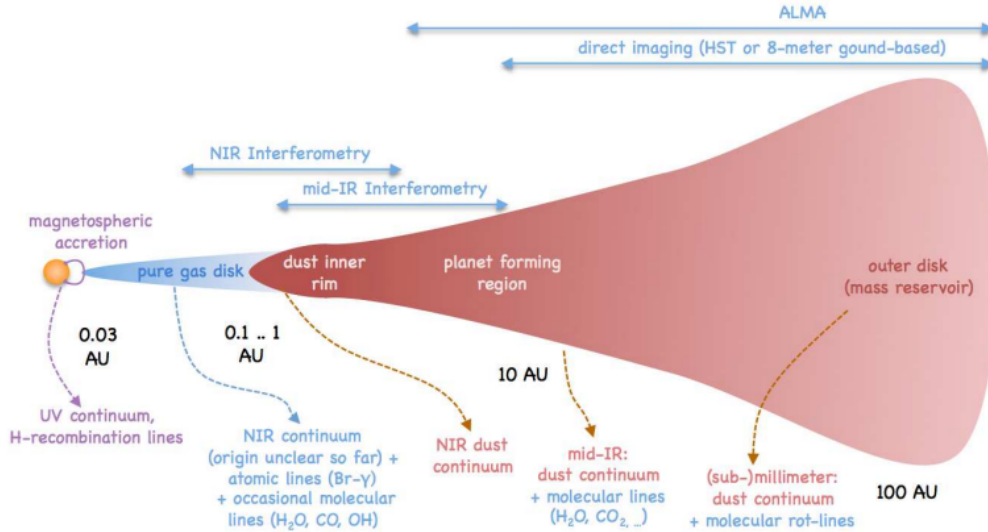


Figura 1.6: Figura 1 del trabajo de Dullemond & Monnier (2010) donde muestran el esquema de la estructura y las escalas espaciales de un disco protoplanetario. La escala radial en el eje x no es lineal. Encima del esquema se muestra qué técnicas observacionales pueden resolver espacialmente según las escalas. Debajo se muestra qué tipo de emisión surge de cada parte del disco.

entre dos tipos de cúmulos, los expuestos y los embebidos. Los primeros son aquellos donde hay poco o nada de material interestelar y son bien observados desde el óptico, mientras que los embebidos están sumergidos total o parcialmente en gas y polvo lo cual hace difícil su estudio en óptico y por ello es mejor utilizar el IR, estos serían más jóvenes que los primeros y algunos se podrían considerar protocúmulos. Se suele suponer que los miembros de un CA joven tienen el mismo origen, edad y composición, aunque puede haber algunas subestructuras de formación estelar dentro de un mismo cúmulo. Sim et al. (2019) a partir de un estudio con datos de *Gaia Data Release 2* (GDR2) identificaron 655 CA en nuestro vecindario cercano (<1 kpc).

Los CA jóvenes contienen estrellas PMS, gas molecular y regiones HII. El polvo asociado al gas molecular en estos CA interfiere con las estimaciones de distancia, edad y masa estelar. Sin embargo, la combinación de conjuntos de datos de observatorios como *Spitzer*, *Gaia*, y Pan-STARRS (PS1), entre otros, nos proporcionan una visión más precisa y profunda que permite obtener estos parámetros estelares principales con mayor precisión (ej. Castro-Ginard et al., 2020; Qin et al., 2020). A su vez, un censo más completo de los miembros estelares permite definir mejor la estructura y la edad de un CA joven y proporciona restricciones observacionales para probar las teorías de formación y estructura estelar (ej. Lada & Lada, 2003; Shu et al., 1987).

Varios estudios observacionales han demostrado que, durante la etapa de PMS, las estrellas drenan el momento angular a través de sus discos circunestelares (por ejemplo Cieza & Baliber, 2007; Orcajo et al., 2019; Venuti et al., 2017). Por lo tanto, medir el periodo de rotación en CA de estrellas con y sin disco es clave para estudiar la evolución del momento angular en función de la edad y la masa estelar. Actualmente, estos estudios pueden realizarse mediante la combinación de periodos de rotación fotométricos y observaciones en el IR (utilizadas para la identificación de discos). En la Fig. 1.6 mostramos en las diferentes longitudes de onda en que se pueden detectar los discos aunque no todas son eficientes.

Las primeras mediciones fotométricas de los periodos de rotación de las estrellas PMS, combinadas con observaciones en el infrarrojo cercano (NIR) como indicador del disco (más comúnmente el exceso de emisión en la banda *K*), parecían apoyar el escenario de la interacción estrella-disco para la regulación del momento angular. Las estrellas de rotación rápida mostraban un exceso NIR medio menor que el de las estrellas con periodos de rotación más largos (Edwards et al., 1993; Herbst et al., 2001, 2002; Lamm et al., 2005). Estas primeras afirmaciones fueron cuestionadas por estudios posteriores

que no confirmaron la correlación entre el periodo de rotación y los diferentes indicadores de disco y acreción en varios cúmulos (Littlefair et al., 2010; Makidon et al., 2004; Rebull, 2001; Rebull et al., 2004; Stassun et al., 1999).

La mayor parte de los resultados contradictorios pueden atribuirse al uso de indicadores ambiguos del disco (por ejemplo, excesos en la banda K) y a la dependencia de los periodos de rotación con la masa estelar. En particular, hay una brusca ruptura en el comportamiento de las distribuciones de los periodos de rotación para las estrellas más tardías y más tempranas al tipo espectral M2 (correspondientes a masas estelares de $\sim 0.2\text{--}0.3 M_{\odot}$ a una edad de 1–3 Myr) (Herbst et al., 2002; Littlefair et al., 2010), lo que obliga a tratar ambos grupos de estrellas de forma independiente. También se observan distribuciones distintas del periodo de rotación para diferentes regímenes de masa estelar a edades más avanzadas (8–800 Myr; Rebull et al., 2018). Además, debido a que el contraste entre la fotosfera estelar y la emisión térmica del disco interior en longitudes de onda NIR no es tan grande como en el IR medio, las observaciones en el NIR pasan por alto el 30 % de los discos que pueden detectarse en longitudes de onda más largas (Hillenbrand et al., 1998). Por otro lado, este contraste se hace más evidente en estrellas de mayor masa que en las de menor masa ya que el flujo estelar en las primeras alcanza su máximo en longitudes de ondas más cortas, lo que provoca una correlación entre el exceso de NIR y la masa (Littlefair et al., 2005). Las estrellas de tipo solar (F8–K7) y las M tempranas también giran intrínsecamente más despacio que las M medias y tardías. Las estrellas de mayor masa también giran intrínsecamente más despacio que las de menor masa (Rebull et al., 2020). La combinación de estas dos correlaciones puede imitar la correlación esperada por la interacción estrella–disco, de este modo, el exceso NIR como indicador del disco podría no ser eficiente o confiable.

Utilizando el índice de color de *Spitzer* del infrarrojo medio ($[3.6] - [8.0]$) como indicador robusto de disco, Cieza & Baliber (2007, CB07, en adelante) mostró una clara correlación entre el periodo de rotación y la presencia de disco en ONC y NGC 2264, para estrellas con tipos espectrales M2 y más tempranas. En particular, CB07 demostró que la distribución bimodal reportada en ONC en este régimen de masas por las primeras observaciones (ej. Herbst et al., 2000b) está compuesta por dos poblaciones distintas: estrellas sin disco que tienen una distribución de periodo con un pico de ~ 2 días y estrellas con discos con una distribución de periodos con un pico de ~ 8 días. CB07 también demostró que las distribuciones de periodo de las estrellas con y sin disco en NGC 2264 son significativamente diferentes en el sentido de que las estrellas con disco tienden a girar más lentamente, como predice el paradigma de la regulación del disco. Utilizando el exceso de UV como indicador de disco de acreción, Venuti et al. (2017) confirma que los discos influyen en la evolución rotacional de las estrellas en NGC 2264.

Sigue sin estar claro si el frenado por disco sigue operando en estrellas con tipos espectrales M3 y más tardías. Los datos de *Spitzer* utilizados por CB07 no eran lo suficientemente profundos como para probar de forma sólida el frenado por disco en los miembros de menor masa de ninguno de sus cúmulos. En particular, el hecho de que los datos de $8.0 \mu\text{m}$ utilizados no lleguen a las fotosferas estelares de las estrellas de tipo M tardío introduce un fuerte sesgo de detección contra los rotadores rápidos que es difícil de interpretar: los rotadores rápidos podrían no ser detectados porque son las estrellas de menor masa de la muestra o porque son preferentemente estrellas sin disco. Rebull et al. (2006) examinó la relación entre los flujos *Spitzer* del infrarrojo medio y la rotación en estrellas de entre $0.1\text{--}3 M_{\odot}$ en ONC (empleando los mismos datos de *Spitzer* utilizados en CB07). Encontraron que las estrellas que albergan discos con masas estimadas $< 0.25 M_{\odot}$ rotan más lentamente que las estrellas sin disco. Sin embargo, además del sesgo de detección de *Spitzer* mencionado anteriormente, el estudio adolece de cierta ambigüedad en la estimación de la masa estelar. Dado que utilizan los colores ópticos para identificar las estrellas más y menos masivas que $0.25 M_{\odot}$, la muestra de baja masa puede estar contaminada por estrellas extinguidas de mayor masa, que tienden a rotar más lentamente y tienen una mayor tasa de detección de *Spitzer*. Los estudios posteriores sobre la regulación del disco han arrojado resultados contradictorios. Rodríguez-Ledesma et al. (2010) encuentran una conexión disco–rotación en el régimen de masa de 0.075 a $0.4 M_{\odot}$ a partir de un estudio de los excesos en la banda K de las estrellas periódicas en ONC, mientras que Cody & Hillenbrand (2010) encuentran que las estrellas en este régimen de masa con y sin disco tienen distribuciones de periodo muy similares

en el cúmulo σ -Ori. Scholz et al. (2018) también encuentran indicios de la regulación del disco en el régimen de las enanas marrones, aunque con una muestra muy pequeña de sólo 25 objetos.

El objetivo general de esta Tesis Doctoral es determinar si existe una relación entre la cantidad de momento angular estelar y la presencia de un disco protoplanetario en estrellas de baja masa, tal como se observa en estrellas de masa de tipo solar. Existe un límite muy preciso en la distribución de períodos de rotación de estrellas de presecuencia principal: las estrellas menos masivas giran significativamente más rápido. Este límite parece corresponder a una masa de $0.3 M_{\odot}$, y sugiere un cambio drástico en la eficiencia de transferencia de momento angular debido a un cambio repentino en la magnitud del campo magnético estelar, el cual a su vez puede estar asociado a un cambio en la estructura de la estrella en este límite de masa (Lamm et al., 2005). Por lo tanto el resultado del proyecto tendrá implicaciones en diversos campos: la evolución del momento angular en estrellas de presecuencia principal, la generación de campos magnéticos y la estructura interna de objetos de baja masa. Para aportar evidencia observacional al objetivo general, se plantea como objetivo específico el estudio del comportamiento del momento angular en estrellas jóvenes de baja masa de algunos cúmulos cercanos y con un amplio rango de edades para poder estudiar la evolución de las rotaciones estelares.

Para llevar a cabo nuestro objetivo, hemos estudiado dos cúmulos abiertos jóvenes, NGC 2264 y Mon R2 ambos con una edad media estimada de ~ 3 Myr. Ambos cuentan con datos profundos de *Spitzer* para determinar la presencia o no de discos. Obtuvimos datos espectroscópicos para determinar los tipos espectrales de las estrellas miembros de cada cúmulo. En cuanto a los periodos rotacionales, para las estrellas de NGC 2264 ya los teníamos, pero para Mon R2 fue necesario determinarlos. Para ello realizamos un análisis fotométrico, i.e. generamos las curvas de luz, identificamos las estrellas variables, y obtuvimos los periodos.

Respecto a NGC 2264, nuestro aporte principal resulta en el extremo menos masivo. Si bien había muchos estudios en la literatura acerca de sus miembros de baja masa y la interacción estrella–disco, faltaba el análisis en estrellas de muy baja masa ($< M3$). Mon R2, por lo contrario, es un cúmulo muy poco estudiado, por lo que no solo estudiamos el paradigma del frenado por disco sino que hicimos una caracterización utilizando además datos de *Gaia* y PS1 y así obtuvimos la edad media estimada, la distancia media y la absorción visual.

Capítulo 2

Datos observacionales y herramientas computacionales

Para el desarrollo del presente trabajo utilizamos distintos tipos de datos observacionales y de herramientas virtuales que permitieron el análisis de los mismos. Presentamos a continuación una reseña de los datos observacionales utilizados junto con la configuración técnica de cada uno de ellos y una breve descripción de los principales software empleados a modo informativo.

2.1. *Las Cumbres Observatory Global Telescope Network*

Las Cumbres Observatory Global Telescope Network (LCOGT) es una red de 23 telescopios instalados en siete lugares del mundo que trabajan conjuntamente. Esta red de telescopios creada en el año 2005 permite, entre otras cosas, detectar desde tránsitos planetarios hasta supernovas o kilonovas. Los telescopios se ubican en Haleakala Observatory (Maui, Hawai), McDonald Observatory (Texas, EE. UU.), Cerro Tololo Observatory (Distrito IV, Chile), Teide Observatory (Tenerife, España), South African Astronomical Observatory (Sutherland, Sudáfrica), Wise Observatory (South District, Israel), Ali Observatory (Western Tibet, China) y en Siding Spring Observatory (New South Wales, Australia)¹.

En el caso del cúmulo abierto Mon R2, al no contar con casi ninguna de las observaciones necesarias para hacer el análisis rotacional, debimos preparar las propuestas de observación, para obtener la fotometría de las estrellas de interés. En el año 2016 hicimos una propuesta (CLN2016B-001) en la cual pedimos 150 horas para observar este cúmulo. La propuesta fue aceptada y se observó Mon R2 durante 23 días consecutivos (del 1 al 23 de diciembre) desde los observatorios de Sudáfrica (CPT), Australia (COJ), EE. UU. (ELP) y Chile (LSC). Utilizamos el instrumento SCICAM-SINISTRO en los telescopios de 1-m de los sitios nombrados. Este instrumento consiste en una cámara CCD de $4K \times 4K$ y provee un FOV de 26.5×26.5 arcmin², con una escala de 0.389 arcsec pixel⁻¹ (Brown et al., 2013). Centramos el campo en las coordenadas RA(J2000.0)= $06^h07^m53^s.57$ y DEC(J2000.0)= $-06^{\circ}21'59''.4$. Las primeras imágenes las obtuvimos en octubre de ese año y fueron 10 en los filtros de banda ancha *I* e *Y* (con 180 s de tiempo de exposición). Finalmente, en diciembre, obtuvimos 2389 imágenes más en la banda *I* con un tiempo de exposición de 180 s, 20 en *R* con 300 s y 18 en la banda angosta *H α* con 600 s. Se logró una cadencia de observación de 30 minutos entre cada conjunto de 10 imágenes sumando más de 500 horas de observación.

Los filtros utilizados no son al azar sino que tienen su fundamento. La banda *Y* (sistema de *Pan-STARRS*, con longitud central en $1 \mu\text{m}$) capta la zona del espectro electromagnético donde las estrellas de baja masa brillan más y su extinción es más baja, aunque la amplitud de la variabilidad es un poco menor que en longitudes de onda más cortas (Frasca et al., 2009). Por otro lado, la banda *I* (sistema Bessell con longitud de onda central en 7980 \AA) maximiza la amplitud que producen las manchas estelares y minimiza la contribución del disco que tiende más al rojo y la de efectos de acreción que tiende más al azul (Rebull, 2001). La banda *R* (sistema de Bessell con longitud de onda central en

¹<https://lco.global/about/>

6407 Å) puede ser hasta más sensible que la banda I pero se ve afectada por la acreción estelar la cual presenta emisión en la línea $H\alpha$ (6563 Å). Aunque esta banda junto con la angosta $H\alpha$ (longitud de onda central en 6563 Å) nos permiten generar diagramas color-magnitud para estudiar la presencia de actividad estelar de acreción. Sin embargo, para ambas bandas se necesita más tiempo de integración y, nuestro principal objetivo con estas observaciones es la de conseguir curvas de luz que nos permitan detectar variabilidad estelar, entonces, solo tomamos algunas pocas imágenes para complementar el análisis de la presencia de disco.

LCOGT entrega las imágenes procesadas automáticamente con el *pipeline* BANZAI (McCully et al., 2018) como un producto final en archivos de multi-extensión FITS junto con un catálogo de las fuentes (CAT) detectadas por el *Source Extraction and Photometry* en una tabla binaria FITS y con una máscara de píxeles malos² (BPM). El catálogo enumera las posiciones de los píxeles (X, Y), los semi-ejes mayor y menor (A, B), ángulos de posición ($THETA$), flujos y errores ($FLUX, FLUXERR$) de cada fuente. Sin embargo, la fotometría automática no resulta lo suficientemente profunda ($I_{\max} \sim 18.5$ mag) como para detectar fuentes de baja masa. Es por esto que tuvimos que generar nuestra propia fotometría y lo hicimos a partir del software IRAF, utilizando los paquetes DAOFIND and APPHOT. En el Cap. 3 explicamos cómo llevamos a cabo la fotometría una vez obtenido el producto final del observatorio y para qué fueron usados estos datos.

Antes de seguir, vamos a aclarar algunos puntos. DAOFIND es una tarea para examinar los cúmulos de estrellas, utiliza un algoritmo para encontrar automáticamente las estrellas y luego aplicarles fotometría. Para optimizar esta acción, antes debemos asignarle a la tarea ciertos valores principales como la desviación estándar que presenta el cielo (σ), la PSF de la estrella a partir de la anchura media máxima ($fwhm$) de la gaussiana y el umbral de detección a partir de σ ($threshold$). Estos valores se consiguen examinando la imagen interactivamente con la tarea IMEXAMINE. Para ello, se deben tomar varios puntos del cielo y varias estrellas, además de buscar los límites de saturación y de detección. Lo más aconsejable es hacer varias pruebas con DAOFIND buscando el mejor resultado y, tener en cuenta que mientras menor sean los valores de los 3 parámetros nombrados antes, más fuentes vamos detectar pero, a su vez, conseguiremos mayor cantidad de puntos espurios, mientras que si acrecentamos los valores, menos estrellas encontraremos y perderemos las más débiles. Entonces es un equilibrio entre lo que queremos “perder” y lo que queremos “ganar”. Lo que hace DAOFIND es examinar la imagen utilizando un anillo del diámetro del $fwhm$ para encontrar el pico máximo de cuentas en su interior y estimar el promedio de cuentas del fondo del cielo detrás de la estrella. Resta este último valor del pico máximo y luego divide este resultado por σ . Si el cociente está por encima del $threshold$, esa fuente se contará como estelar³.

Las imágenes que obtuvimos en octubre de 2016, las utilizamos para ajustar, calibrar y mejorar la obtención de datos fotométricos posteriores (diciembre del 2016). En primer lugar alineamos cada conjunto de 10 imágenes con la tarea IMALIGN para luego combinarlas con la tarea IMCOMBINE usando el promedio. Luego aplicamos la tarea DAOFIND para encontrar automáticamente las fuentes. Este proceso nos llevó varias pruebas para conseguir una buena profundidad, es decir, para alcanzar estrellas débiles que podrían ser de baja masa. Finalmente con los valores de $\sigma=10$ $fwhm=6.9$ $threshold=4$ obtuvimos la fotometría para 2176 objetos. Con estos resultados concluimos que lo óptimo era tomar imágenes con la misma configuración en la banda I y dejar de lado la banda Y ya que detectamos menos fuentes entonces necesitaríamos mayor tiempo de exposición lo que implica menos imágenes.

Por otro lado, notamos que el total de imágenes obtenidas con el filtro I (2399) no era múltiplo de 10, lo que implica que había conjuntos de imágenes incompletos dando indicios de problemas durante las observaciones. A la hora de comenzar el proceso de alineación nos encontramos que, no solo estaban desalineadas, sino que había imágenes de muy mala calidad. Por ejemplo, había imágenes desenfocadas, con problemas de seguimiento, con objetos extraños o rayones. Además, había imágenes que presentaban muy pocas fuentes, seguramente por la presencia de nubes y baja S/N. Las imágenes con los defectos señalados en primer lugar, fueron eliminadas a partir de una inspección visual. En el caso de las imágenes con pocas cuentas se hizo un estudio estadístico. Pero antes, para acelerar el proceso, las alineamos lo cual fue muy costoso ya que hay varias tareas para realizar este procedimiento.

²<https://lco.global/documentation/data/BANZAIpipeline/>

³<http://www.physics.hmc.edu/Astronomy/Iphot.html>

Después de hacer varias pruebas, encontramos que la tarea WREGISTER es la más eficiente. Esta tarea funciona a partir de las coordenadas que ya venían incorporadas originalmente en las imágenes, aunque en caso de no poseerlas se pueden construir a partir de otras tareas.

El estudio estadístico para detectar las imágenes con baja S/N lo hicimos con la tarea IMSTATICS aplicándola a dos pequeños rectángulos del cielo y calculando el promedio y la desviación estándar en cada uno. Además, para el análisis, creamos imágenes “super” que consisten en la combinación del conjunto de imágenes de cada observación, las cuales en su mayoría se agrupaban de a 10, obteniendo 244 imágenes super. Consideramos que si estos rectángulos presentan una media superior a los 2200 ADUs, la imagen del fondo del cielo es muy brillante por lo tanto la S/N es baja y la imagen se descarta. En la Fig. 2.1, mostramos este estudio estadístico donde se puede apreciar el espacio de al menos 4 días consecutivos en los cuales se perdieron las imágenes (probablemente por malas condiciones atmosféricas) y esto se ve reflejado en las curvas de luz vs. día juliano. Finalmente, de 2399 imágenes obtenidas en la banda *I*, 1560 fueron utilizadas para el estudio de variabilidad lo que representan un máximo de 1560 puntos fotométricos por fuente. Por último, construimos una imagen “master” generada con la combinación de estas 1560 imágenes con buena S/N en la banda *I* en la cual buscamos la mayor cantidad de fuentes para tenerlas como referencia para luego obtener la fotometría en las 1560 imágenes individuales, de esta manera podemos aplicar fotometría diferencial y armar las curvas de luz de todas ellas. Luego de varias pruebas, aplicamos DAOFIND a la imagen master que, por tener muy buena S/N, nos permitió alcanzar objetos muy débiles. Con los valores $fwhm=4.4$, $threshold=5$ y $sigma=0.6$ obtuvimos las coordenadas de 6842 fuentes puntuales las cuales forman nuestro catálogo principal (o base) para el estudio de membresía y características de Mon R2. Una gran cantidad de estos puntos son falsos o espurios, los cuales intentamos eliminar de distintas maneras pero no tuvimos éxito y, eliminarlos de forma manual demandaría demasiado tiempo. Estos puntos tienen la característica que se comportan fotométricamente como estrellas con una magnitud media respecto a las fuentes estelares. Espacialmente, la mayoría de estos puntos se ubican en las líneas de dispersión de las estrellas saturadas y dentro del *seeing* de las mismas. Como esta muestra también fue cruzada con otros catálogos públicos como *Gaia*, PS1 y *Spitzer*, era de esperar que estos puntos falsos quedaran fuera, es por ello que decidimos no invertir tanto tiempo en la eliminación de los mismos. Finalmente, con las coordenadas obtenidas, aplicamos fotometría de apertura a las 1560 imágenes individuales con la tarea PHOT del paquete APPHOT.

La fotometría de apertura, en resumen, consiste en tomar una circunferencia o apertura centrada en la fuente la cual tiene una distribución semejante a una gaussiana o a una de Moffat. Luego se calcula el flujo de energía dentro de esa apertura y el flujo del cielo alrededor de la fuente para, posteriormente, ser restado. Este producto final en flujo es transformado a magnitudes que es una medida que puede interpretar el ojo humano. Entonces la tarea PHOT necesita que ingresemos algunos parámetros para poder hacer un mejor cálculo. Nuevamente necesitaremos el $fwhm$ de la PSF y el $sigma$ del cielo, también se suman los parámetros *annulus* que es el radio del anillo donde va a tomar los valores del cielo y el *dannulus* que es el ancho del mismo, *apertures* es el radio del círculo centrado en la fuente donde vamos a medir su flujo y *salgorithm* es el algoritmo que va a utilizar para calcular el valor del cielo. Estos valores están en píxeles. El desafío es que estos parámetros sirvan tanto para las fuentes brillantes como para las débiles en simultáneo perdiendo la menor información posible ya que el proceso será automático por la cantidad de fuentes detectadas. Una estrella brillante va a tener una PSF mayor que una débil, entonces si la apertura es chica, pierdo flujo de la brillante, pero si es grande, entra demasiado flujo del cielo en las débiles. Para la banda *I*, estimamos los siguientes parámetros: $fwhm=6$, $sigma=10$, $annulus=15$, $dannulus=1$, $apertures=6$, $salgorithm=mode$.

Finalmente obtuvimos una mega tabla donde sus columnas contienen la fotometría de las 6842 fuentes y cada fila corresponde a cada imagen. Luego separamos los datos fotométricos (que incluyen el día Juliano) por fuente en un archivo individual, llegando a los 6842 archivos los cuales forman la curva de luz de cada fuente. Para la banda *R* y la banda angosta *H α* aplicamos los mismos pasos pero fue más rápido puesto que son pocas imágenes. Obtuvimos 2355 para la primera banda y 915 para la segunda. Utilizamos la misma configuración que para *I* pero $fwhm=4.5$ y $apertures=5$.

Encontramos que los niveles de saturación ocurren cerca de $I_c \sim 12$ mag y que el límite en profundidad es $I_c \sim 22.61$ mag. En este caso I_c representa la magnitud instrumental *I* corregida por el

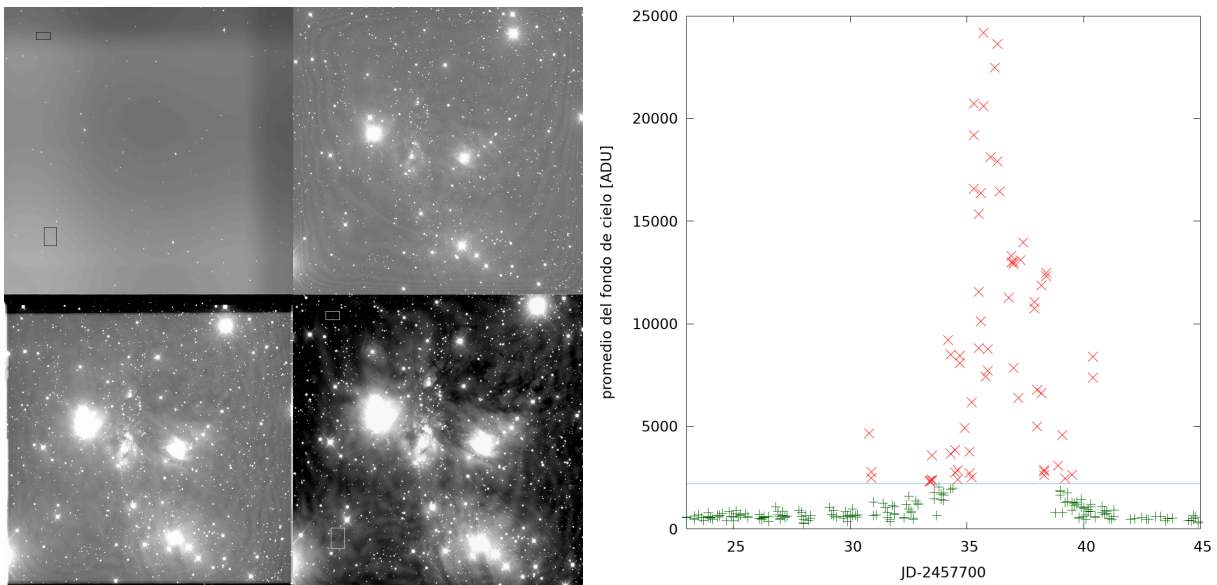


Figura 2.1: **Panel derecho:** la imagen superior izquierda tiene muy baja S/N, además mostramos los dos rectángulos donde se hizo la estadística. Arriba a la derecha tenemos una imagen con buena S/N, abajo a la izquierda es una super, y por último, abajo a la derecha tenemos la master, en la cuál es notoria la excelencia en su calidad. Lo que no pudimos eliminar en su totalidad es el *fringing* aunque su efecto no es grave. Este es un efecto físico de interferencia entre ondas. Cuando dos ondas se solapan, hay regiones en las que la amplitud de la ondulación resultante aumenta, y regiones en las que disminuye o queda suprimida. El efecto es mayor en filtros rojos e IR (<https://fringe.iar.unlp.edu.ar/>). **Panel izquierdo:** valores de la media del fondo de cielo calculados en dos sectores sin estrellas en cada super en la banda *I*. Las 'x' rojas representan las imágenes de baja calidad por tener una media alta, mientras que los '+' verde representan a las imágenes de calidad óptima, el límite lo hemos definido a los 2200 ADUs.

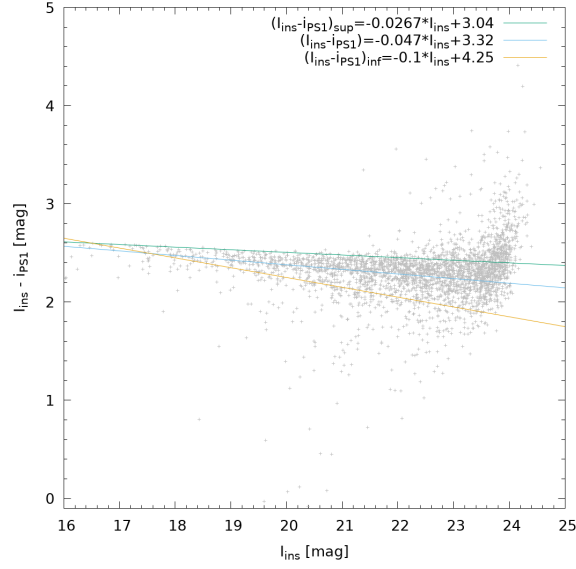


Figura 2.2: Calibración de I_c a partir de las fuentes coincidentes entre LCOGT y $PS1$. Es notoria la sobredensidad de valores ubicada entre los dos ajustes lineales *sup* e *inf*. Adoptamos el ajuste central como corrección.

punto cero obtenido utilizando las fuentes coincidentes con $PS1$. Aunque esta corrección no es absoluta ni exacta, solo la usamos para orientarnos ya que las magnitudes de la banda I no fueron utilizadas de manera directa. En la Fig. 2.3 mostramos el rms de la fotometría en la banda I tanto en magnitudes instrumentales como en su contraparte de $PS1$. Alcanzamos un $rms = 0.01$ mag para magnitudes de hasta $i_{PS1} \sim 17$ mag, y $rms = 0.2$ mag hasta $i_{PS1} \sim 21$ mag. Esto implica muy buena calidad en la fotometría lo que nos permite obtener curvas de luz de alta resolución.

2.1.1. Obtención de I_c

Con el fin de mostrar las magnitudes encontradas en LCOGT en una escala calibrada, hemos buscado el punto cero de la magnitud instrumental de la banda I en relación con la banda i_{PS1} de $PS1$. Al ser dos sistemas diferentes, probablemente no haya una correlación directa (i.e. requiera algún índice de color en la relación) pero puede haber una buena aproximación. El objetivo de hacer este procedimiento es solamente para tener una referencia de las magnitudes reales resultantes de la fotometría realizada, es decir, esta transformación solo se utilizará de referencia y no se involucrará en ningún estudio de Mon R2. Para las curvas de luz, se utiliza fotometría diferencial, entonces lo único que interesa es que la fotometría esté hecha con la misma configuración observacional y que las imágenes restadas tengan la misma fecha juliana. Para llevar a cabo la calibración del punto cero, trabajamos con las fuente obtenidas en LCOGT que tienen también datos en $PS1$. La banda I del sistema Bessell utilizado en LCOGT tiene una longitud central en 7980 \AA y un ancho de 1540 \AA^4 mientras que la banda i de $PS1$ tiene su longitud central en 7520 \AA y un ancho de 1290 \AA (Tonry et al., 2012), además la distribución de transmisión difieren entre sí. Entonces graficamos I_{ins} contra $(I_{ins} - i_{PS1})$ y obtuvimos la Fig. 2.2. Claramente se puede ver que no hay una relación lineal entre ambos sistemas y que la dispersión crece junto con la magnitud como es de esperar. A pesar de esto, se puede notar una nube de mayor densidad, la cuál no supera las 0.6 mag. Es por ello que hicimos un ajuste superior y uno inferior de esa nube, para luego hacer un ajuste lineal a los valores que quedaron encerrados entre los dos primeros ajustes. Finalmente encontramos que $(I_{ins} - i_{PS1}) = -0.047 * I_{ins} + 3.32$ es un buen ajuste para obtener una corrección a I_{ins} , quedando que $I_c = i_{PS1} - 0.047 * I_{ins} + 3.32$. Esta corrección se debe utilizar teniendo en cuenta que a mayor magnitud, mayor va a ser el error y no la recomendamos para $I_{ins} > 23.5$ mag.

⁴<https://lco.global/observatory/instruments/filters/>

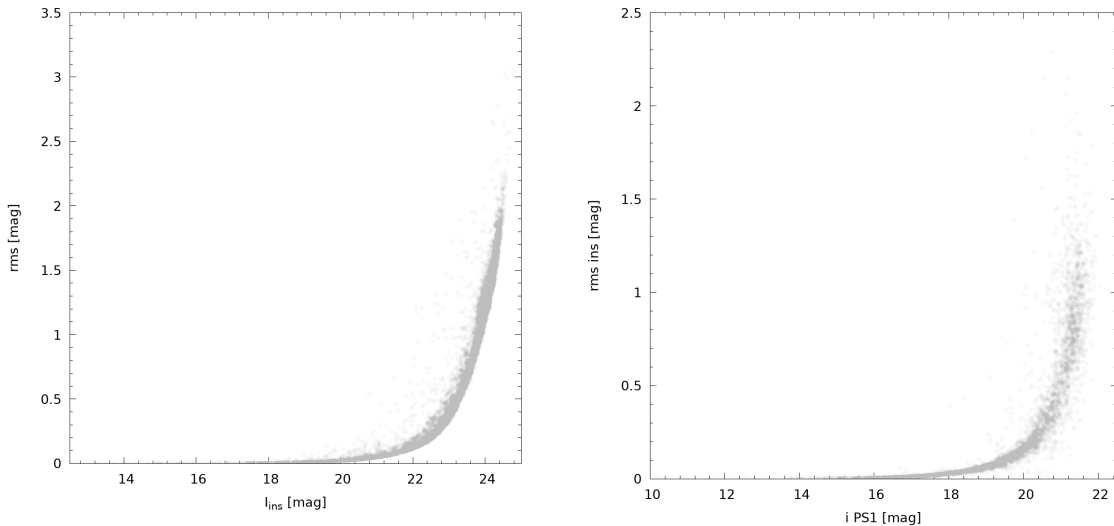


Figura 2.3: Rms de la fotometría en la banda I . **Panel derecho:** contra la magnitud instrumental I . **Panel izquierdo:** contra la magnitud en su contraparte de PS1. Notamos el corrimiento mayor a 2 mag.

2.1.2. Fotometría diferencial

Una vez realizada la fotometría para las 6842 fuentes, calculamos la fotometría diferencial para cada una de ellas a partir de la construcción de una estrella de referencia. La estrella de referencia es el resultado de combinar, a través del promedio fotométrico, tres estrellas que no presenten variabilidad detectable y que su error fotométrico sea bajo. Estas tres estrellas tienen una fotometría diferencial extremadamente consistente entre ellas, lo que indica que son intrínsecamente no variables. Las curvas de luz de estas estrellas no variables se muestran en Fig. 2.4. La estrella de referencia resulta con una magnitud en la banda i de $PS1$ de 14.422 mag. Cada curva de luz es generada a partir de las 1560 imágenes en la banda I las cuales fueron obtenidas en el transcurso de 23 días consecutivos. El vacío de datos que se presenta es el resultado de haber eliminado las imágenes de baja calidad como se comentó antes.

La fotometría diferencial consiste en hacer una resta entre la magnitud de mi estrella de estudio y la magnitud de referencia. En este caso, al ser miles de fuentes y tener cientos de puntos fotométricos por cada estrella, el proceso fue automatizado para lograr obtener la curva de luz de cada fuente. Finalmente alcanzamos $rms < 0.001$ mag, lo cual nos permitió identificar estrellas variables con amplitudes por debajo de las 0.01 mag. Gracias a estas series de tiempo bien calibradas y muestreadas fue posible encontrar estrellas variables con periodos entre 0.2 y 16 días.

2.2. Observatorio Gemini

El Observatorio *Gemini* consiste en dos telescopios de 8.1 metros situados en ambos hemisferios del planeta, uno en Cerro Pachón, Chile (Gemini Sur, GS) y otro en Mauna Kea, Hawai (Gemini Norte, GN). Actualmente hay 6 países socios que son Estados Unidos, Canadá, Chile, Brasil, Argentina y Corea. Argentina cuenta con el 2% del tiempo total disponible para realizar actividades científicas en ambos telescopios. *Gemini* cuenta con una amplia instrumentación que permite hacer investigación a partir de observaciones en el rango del óptico y del IR. Permite aplicar técnicas de fotometría y espectroscopía⁵. En este trabajo hemos utilizado datos espectroscópicos de ambos telescopios para clasificar espectralmente las estrellas de interés de ambos cúmulos.

NGC 2264 se observó con el espectrógrafo Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS) en el modo multi-objeto desde el telescopio GN (programa GN-2009B-Q-76). Se emplearon 15 máscaras para abarcar las zonas de interés, de acuerdo con el campo de visión (FOV) de GMOS (5.5 arcmin²). Se

⁵<https://www.gemini.edu/about> <https://www.argentina.gob.ar/ciencia/sact/acerca-de-gemini>

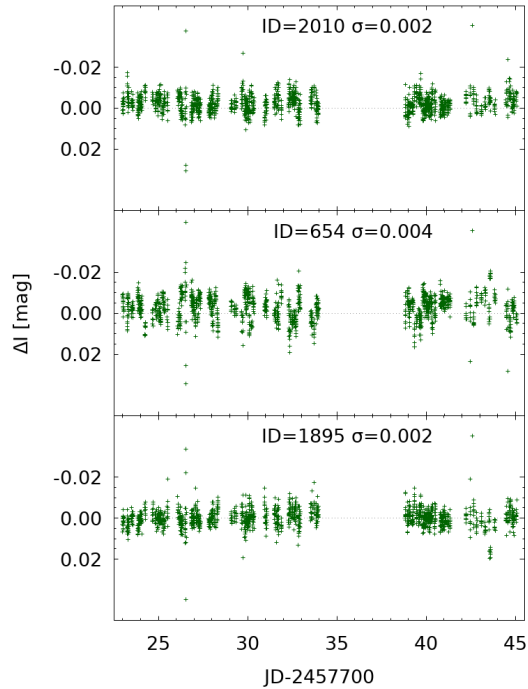


Figura 2.4: Magnitudes diferenciales (Δi) vs. Día Juliano para las tres estrellas no variables con las desviaciones estándar fotométrica más bajas de toda la muestra. Las magnitudes en la banda i_{PS1} son: ID 2010 = 14.616 ± 0.004 , ID 654 = 13.924 ± 0.011 y ID 1895 = 14.726 ± 0.001 . Δmag es calculado entre cada fuente y la estrella de referencia. La estrella de referencia presenta una magnitud de $i_{PS1} = 14.442$ mag y el símbolo σ es la amplitud de la curva de luz.

utilizó la red R400, que proporciona espectros ópticos entre 5500 y 10000 Å con un poder de resolución $R \sim 2000$. Los objetos observados con GMOS tienen magnitudes en la banda R en el rango 18–20 mag, y se integraron hasta un total de 20 min para alcanzar relaciones típicas de Señal Ruido (S/N) de 50. Estos datos fueron solicitados por el Dr. Lucas Cieza antes de comenzar este trabajo.

Para el caso de Mon R2 también fue necesario obtener datos espectroscópicos ya que presenta demasiada extinción diferencial intrínseca, donde puede haber zonas con $A_V > 30$ mag (Carpenter & Hodapp, 2008). En la literatura solo hay información espectral de fuentes brillantes con masas mayores a las solares y muy pocas de menor masa. Observamos este cúmulo con el instrumento GMOS en el modo multi-objeto pero con el telescopio de GS. Dividimos el campo obtenido con LCOGT en 16 sub-campos de acuerdo con el FOV de GMOS. En la primera propuesta no fueron aceptados los 16 campos por lo cual debimos hacer dos propuestas más a lo largo de este doctorado alcanzando 12 sub-campos. En la Tabla 2.1 hacemos un resumen de las propuestas y máscaras obtenidas y sus posiciones se ilustran en la Fig. 2.5. Para los tres programas usamos la red R150 con la cual obtuvimos espectros en el rango desde 4500 a 11000 Å con una resolución de $R \sim 630$. Esta resolución es adecuada para hacer una clasificación espectral en estrellas de tipo M. Nuestros objetivos comprenden magnitudes entre 15 y 22 mag en la banda I y fueron observados con tiempos de integración entre 5 y 11.5 min, con esto alcanzamos una relación S/N de 50, la cual mejora al combinar los tres espectros obtenidos para cada estrella.

Por otra parte, también obtuvimos un espectro telúrico por cada cúmulo. Estos tipos de espectros, por lo general pertenecen a enanas blancas que presentan una distribución de energía muy próxima a la de cuerpo negro, así, las líneas y bandas que aparecen aquí son las producidas por la atmósfera terrestre y las cuales son utilizadas para eliminar o minimizar la contaminación atmosférica de los espectros de ciencia ya que en esta región espectral hay bandas de H_2O y O_2 , entre otras. La configuración para la obtención de estos espectros es la misma que la empleada para los objetos de ciencia, pero el instrumento se configura en modo *Long Slit* (LS), entonces, el procesamiento es similar al del modo

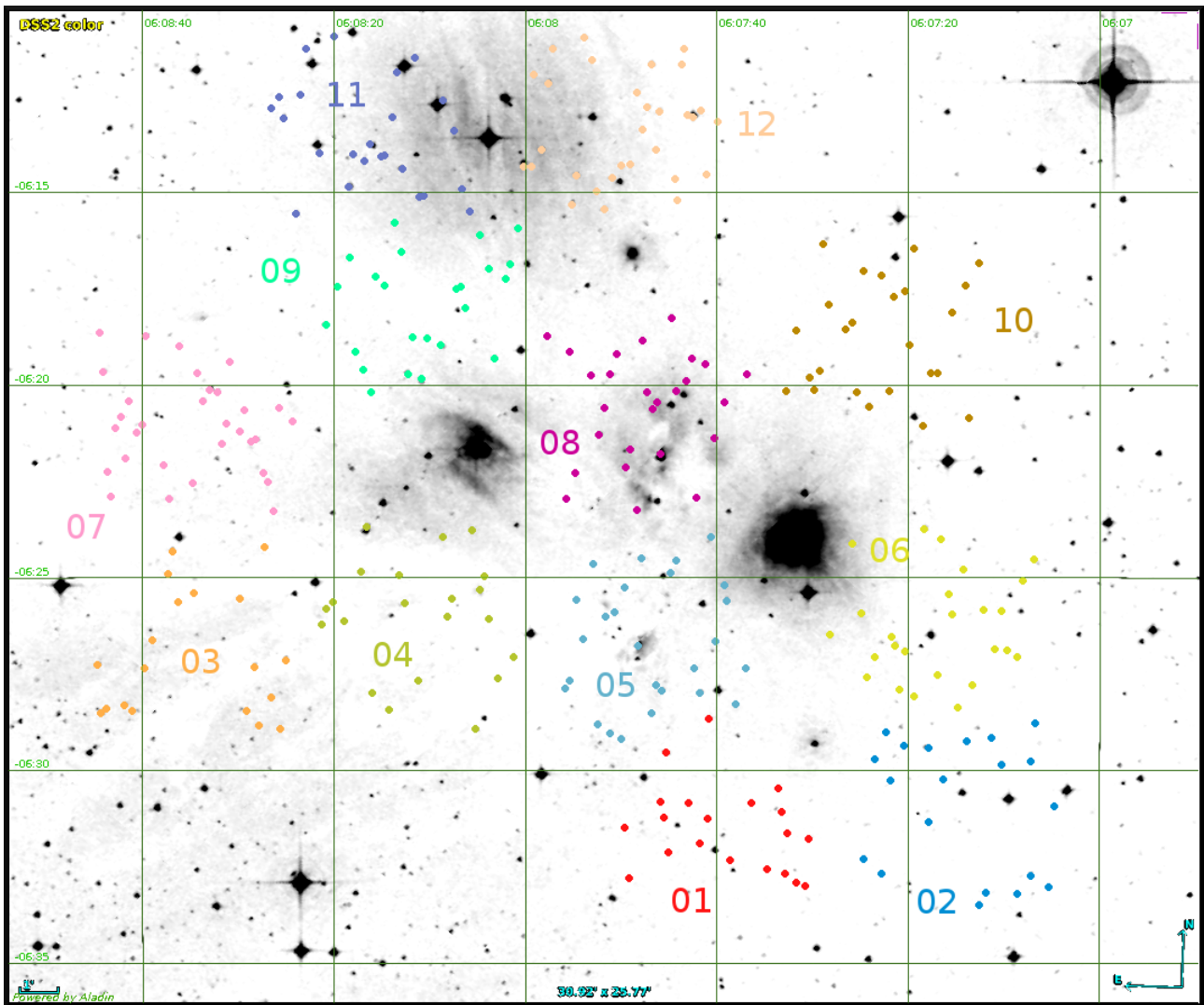


Figura 2.5: Sub-campos de Mon R2 donde fueron emplazadas las máscaras de GMOS. Los objetos que fueron observados espectralmente están representados con círculos de distintos colores de acuerdo con sus máscaras. La imagen de fondo es del *Digitalized Sky Survey 2* (DSS2) obtenida del atlas del cielo Aladin.

multi-objeto aunque aplicado a un solo espectro. Fue necesario tomar tres espectros con longitudes de onda centrales distintas para abarcar todo el rango espectral observado en los objetos de ciencia y poder limpiar efectos como los producidos por la separación entre los CCDs (*gaps*). Para NGC 2264 se observó G191B2B⁶, una enana blanca de tipo espectral DA0, seleccionando longitudes de onda centrales en 6150, 7600 y 9100 Å. Mientras que para Mon R2 se observó LTT7987⁷, que también es una enana blanca pero de tipo espectral DA, en las longitudes de onda centrales de 6500, 7250 y 8000 Å.

Los datos GMOS de ambos cúmulos fueron procesados con la metodología estándar recomendada por *Gemini* usando el paquete GMOS-GEMINI de IRAF. Para cada máscara obtuvimos un conjunto de imágenes compuesta por una imagen *flat*, una de lámpara de comparación de CuAr (llamada arc) y una de ciencia (sci). Cada conjunto fue procesado en forma individual y manual. Los *flats* fueron normalizados y corregidos por *overscan* y por los espacios (*gaps*) entre las CCDs. Las ranuras fueron reconocidas en el *flat* con el método del gradiente y luego esta información fue aplicada a las imágenes arc y sci. La transformación de píxel a longitud de onda fue encontrada usando la imagen arc ya calibrada. Cada ranura fue analizada individualmente y los resultados se ajustaron hasta conseguir

⁶<https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/spectra/g191b2b.html>

⁷<https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/spectra/ltt7987.html>

Tabla 2.1: Detalles de cada máscara de GMOS utilizadas en Mon R2. En las columnas mostramos el número del sub-campo (de acuerdo con la Fig. 2.5), el ID del programa de GS, el tiempo de integración (*exptime*), y la cantidad de espectros obtenidos en cada máscara (*n*).

sub-campo	ID del programa	exptime (s)	n
01	GS-2019B-Q-121	420	20
02	GS-2019B-Q-121	420	20
03	GS-2017B-Q-39	330	19
04	GS-2018B-Q-204	435	21
05	GS-2017B-Q-39	300	26
06	GS-2018B-Q-204	435	25
07	GS-2018B-Q-204	435	31
08	GS-2018B-Q-204	690	26
09	GS-2018B-Q-204	680	25
10	GS-2018B-Q-204	435	25
11	GS-2018B-Q-204	690	24
12	GS-2017B-Q-39	330	30

las transformaciones más óptimas. Las imágenes sci fueron corregidas por *overscan*, *flat*, píxeles malos y se les aplicó la transformación de píxeles a longitud de onda. La extracción de los espectros fue interactiva y cada uno fue separado en un archivo individual. El producto final es el resultado de la combinación de tres espectros lo que mejora la S/N en $\sim \sqrt{3}$.

El procesamiento de los espectros telúricos es similar al de un multi-objeto pero más rápido puesto que es solo un espectro en vez de varios por máscara (hasta 30 o más). Sin embargo, al corregir nuestros espectros por las bandas telúricas notamos que el efecto no perjudicaba a la clasificación espectral, por lo que solo se corrigieron algunos espectros para analizar el efecto y/o para comparar con espectros corregidos en la literatura.

2.3. Multi Mirror Telescope

El *Multi Mirror Telescope* (MMT) es un telescopio de 6.5 metros de diámetro situado en la cima del monte Hopkins, perteneciente al observatorio homólogo en Arizona y es dirigido por el Instituto Smithsonian y la Universidad de Arizona⁸ (EE. UU.).

Los datos espectroscópicos del MMT fueron configurados por el Dr. Lucas Cieza antes de comenzar con el estudio de NGC 2264. Se utilizó el espectrógrafo Hectospec para obtener el espectro óptico de las estrellas con periodos de rotación conocidos y tipos espectrales indeterminados pertenecientes al cúmulo, para construir una muestra limpia de estrellas de subtipo espectral M3 y más tardías. Se empleó la red de 270 líneas mm^{-1} , que proporciona un rango espectral de 3650 a 9200 Å con una resolución $R \sim 1500$. Aunque Hectospec cuenta con un total de 300 fibras ópticas, dadas las limitaciones de posicionamiento (debidas, en parte, a una distancia mínima entre fibras de 20" y a la colisión de las trayectorias de las fibras) se necesitaron tres configuraciones de fibra diferentes para observar ~ 300 fuentes. Para cada configuración de fibras, se tomaron seis conjuntos con exposiciones de 15 min. También se obtuvieron tres conjuntos con exposiciones de 5 min, desplazadas 5 arcsec de las estrellas del programa, para optimizar la sustracción del cielo. Los datos fueron obtenidos en noviembre de 2009, bajo el programa 2008c-PA-08B-0209. Los datos fueron procesados usando un software pipeline del Smithsonian Astrophysical Observatory Telescope Data Center, que consiste en una serie de *scripts* basados en rutinas estándares de IRAF (en particular DOFIBERS y APEXTRACT) para el procesamiento del CCD, trazado y extracción de apertura, calibración en longitud de onda y sustracción del cielo (para más detalles ver Fabricant et al., 2005; Mink et al., 2005). En este trabajo clasificamos 321 espectros reducidos por el Dr. Lucas Cieza.

⁸<https://www.mmt.org/>

2.4. *Spitzer*

El telescopio espacial *Spitzer* es la última misión del Programa de Grandes Observatorios de la NASA. Este observatorio infrarrojo fue lanzado en el año 2003. Su objetivo era el de proveer una visión única del universo en el infrarrojo y permitirnos asomarnos a regiones del espacio que están ocultas a los telescopios ópticos como son las nubes moleculares gigantes, regiones de formación estelar, centros galácticos ocultos por el polvo, sistemas planetarios en formación, estrellas enanas marrones, moléculas orgánicas en exoplanetas, etc.⁹.

Para esta tesis, los datos de *Spitzer* han sido fundamentales ya que los utilizamos para detectar la presencia de discos protoplanetarios en las fuentes estelares analizadas. También lo utilizamos para descartar objetos extragalácticos que contaminaban nuestra muestra y como un criterio más de membresía al cúmulo. Para esto se han utilizado los datos recolectados por el instrumento *InfraRed Array Camera* (IRAC), que es una cámara utilizada para hacer fotometría en las bandas [3.6], [5.8], [4.5] y [8.0] μm pertenecientes al rango del IR medio, los cuales corresponden a los canales *I1*, *I2*, *I3* e *I4* respectivamente.

En NGC 2264, los datos del IRAC utilizados por CB07 no eran lo suficientemente profundos como para comprobar la regulación del momento angular causada por el disco protoplanetario en estrellas de muy baja masa (tipo espectral menor a M2), entonces utilizaron datos de archivo (PID = 37) obtenidos en el modo de *High Dynamic Range*. Estos datos son relativamente poco profundos, entonces dieron como resultado una baja tasa de detección de estrellas de muy baja masa (84 de 229 a 8.0 μm). Muchas de las estrellas de baja masa (tipo espectral M) que no fueron detectadas por *Spitzer* son las de rotación más rápida (véase la Fig. 4.1). Además, muchas de estas estrellas son las de menor masa de la muestra, ya que son las más débiles. Como las estrellas con disco circunestelar son más brillantes a 8.0 μm , son más fáciles de detectar, lo que provoca una selección sesgada hacia las estrellas con discos. Sin embargo, para entender la distribución del periodo de rotación de las estrellas de baja masa con y sin disco, los datos deben ser lo más completos posibles abarcando hasta las estrellas con fotosferas estelares desnudas para todo el rango de masas.

Para alcanzar datos más profundos se realizó un pedido de observación (PI: Dr. Lucas Cieza, PID = 50773) con IRAC con un FOV de 32' x 32' que contiene todas las estrellas periódicas analizadas en CB07. Los datos se tomaron el 2 de noviembre de 2008, con las claves de solicitudes de observación astronómica (AOR) 26896384, 26896640, 26896896 y 26897152.

Al igual que en CB07, los datos fueron procesados utilizando el pipeline desarrollado como parte del proyecto *Spitzer Legacy Project*, “*From Molecular Cores to Planet-forming discs*” (c2d, Evans et al., 2009). Las solicitudes y procesamiento de estos datos fueron realizados por el Dr. Lucas Cieza antes de comenzar con este trabajo de doctorado. Hemos fusionado las tablas fotométricas de CB07 con los datos más profundos del *Spitzer* Ciclo-5 PID=50773. En general, adoptamos los datos del programa Ciclo-5, excepto para los objetos más brillantes para evitar la saturación.

A diferencia del cúmulo NGC 2264, en Mon R2 hemos utilizado datos obtenidos del archivo de *Spitzer* y también de la literatura. Para construir nuestro catálogo con la fotometría de *Spitzer*-IRAC primero obtuvimos los datos del archivo web de *Spitzer Enhanced Imaging Products* (SEIP) *Source List* tomando una caja de 1800 arcsec de lado y centrada en las coordenadas RA= 91°.94417 y DEC= -6°.38306 (J2000) del archivo IPAC *Infrared Science Archive* (IRSA)¹⁰.

Hicimos una selección de estos datos siguiendo las recomendaciones del *Spitzer Enhanced Imaging Products Explanatory Supplement*¹¹ (subsección 1.1.2) para obtener los mejores flujos y poder desarrollar nuestro análisis. Las recomendaciones dicen lo siguiente:

1. Para las regiones galácticas (*obstype* = 3 o 4), un objeto debe ser detectado al nivel de $10\text{-}\sigma$ en al menos dos canales.
2. Corte de S/N . Las densidades de flujo con $S/N \geq 3$ para IRAC tienen *fluxtype* = 1.

⁹https://www.nasa.gov/mission_pages/spitzer/main/index.html

¹⁰<https://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/spitzer.html>

¹¹http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/Enhanced/SEIP/docs/seip_explanatory_supplement_v3.pdf

3. Eliminar las densidades de flujo IRAC que puedan verse afectadas por una fuente saturada cercana o una fuente extendida cercana, elegir $fluxflag = 0$.
4. Eliminar las densidades de flujo IRAC afectadas por la saturación suave, elegir $softsatflag = 0$.
5. Siempre que haya filtrado por $fluxtype = 1$, entonces puede usar las siguientes reglas. Para IRAC, usar las densidades de flujo de la apertura de 3.8 arcsec y las incertidumbres (columnas f_ap1).

Para las fuentes de nuestra muestra elegimos el parámetro $fluxtype=1$ y usamos la densidad de flujo de la apertura de diámetro 3.8 arcsec para los cuatro canales de IRAC. Sin embargo, hemos evitado la recomendación 3) ya que elimina la zona central del cúmulo delimitada por un círculo de radio ~ 8.5 arcmin. Esta zona contiene fuentes afectadas por la extinción diferencial y presenta algunas estrellas saturadas, pero es una zona demasiado extensa para eliminar y, además, es la región central del cúmulo.

Además, IRAC provee su fotometría en unidades de flujo, por tal motivo tuvimos que transformarlos a magnitudes usando las ecuaciones suministradas en la tabla 4.6 del mismo suplemento: $mag = -2.5 * \log(fuajo/puntocero)$. Para estas transformaciones se utilizan los puntos cero 280.9, 179.7, 115.0, 64.9 para los canales $I1 = [3.6]$, $I2 = [4.5]$, $I3 = [5.8]$ y $I4 = [8.0]$, respectivamente.

Como complemento, hemos encontrado dos trabajos en la literatura que contienen datos de IRAC no incluidos en el archivo utilizado. Gutermuth et al. (2009b, abreviado G9) presentan la fotometría de 36 zonas de formación estelar de cúmulos cercanos y jóvenes incluyendo Mon R2. Ellos usan datos de IRAC calibrados con el pipeline *Spitzer* Science Center Standard Basic Calibrated (SSC BCD). En cambio, Kryukova et al. (2012b, abreviado K12) identifican protoestrellas en nueve nubes moleculares de formación estelar dentro de 1 kpc donde también incluyen a Mon R2. Ellos, en cambio, extraen la fotometría usando técnicas de ajuste de la point-spread function (PSF).

Entre las tres bases de datos construimos una única tabla priorizando los datos de la siguiente forma: primero *Spitzer* SEIP, luego G9 y por último K12. De esta manera, encontramos 983 fuentes con flujos en $3.6 \mu\text{m}$ y $8.0 \mu\text{m}$ simultáneamente (son los que nos interesan para la detección de disco). De las 983 fuentes, 48 son de G9 y 1 de K12, el resto son de *Spitzer* SEIP. Además, pudimos mostrar que todos menos una fuente de las coincidentes entre G9 y *Spitzer* SEIP muestran exceso IR en ambas muestras y el 100% de las coincidentes entre K12 y *Spitzer* SEIP también coinciden con el exceso, lo que implica una muestra homogénea. Además los objetos de G9 y K12 son de la zona central del cúmulo, entonces, por la calidad de los datos y las coincidencias entre sub-muestras, podemos decir que fue acertado no aplicar la recomendación 3) de *Spitzer* SEIP.

2.5. Gaia

Gaia es una misión para trazar un mapa tridimensional de nuestra Galaxia, revelando en el proceso la composición, formación y evolución de la misma. Además, proporciona mediciones posicionales y de velocidad radial sin precedentes, con una precisión astrométrica del orden de los milisegundos de arco para unas mil millones de estrellas en nuestra Galaxia y en todo el Grupo Local¹². Durante el trabajo de investigación abordado en esta tesis, la misión contaba con dos publicaciones de datos (GDR1 y GDR2) completos. El tercero se publicó en junio de este año, aunque desde diciembre de 2021 están publicados datos astrométricos y fotométricos en el catálogo llamado *Early Data Release 3* (EDR3). Para nuestro trabajo, primero hemos utilizado el GDR2, pero en el transcurso del procesamiento de los datos publicaron el EDR3, el cual presenta una mejoría muy notoria respecto al anterior. Es por ello que tuvimos que rehacer el análisis de membresía del cúmulo Mon R2, lo cual nos permitió verificar de primera mano la superioridad en calidad de estos últimos datos.

Los datos del EDR3 fueron colectados a partir del año 2014 durante 34 meses y contiene paralajes y movimientos propios de alta precisión. Estos datos cubren fuentes más brillantes que $G = 21$ mag. El EDR3 presenta un incremento del 30% en la precisión de los paralajes y duplica la precisión de los movimientos propios respecto a la versión anterior (Bailer-Jones et al., 2021b; Gaia Collaboration,

¹²<https://sci.esa.int/web/gaia>

2020; Gaia Collaboration et al., 2018; Lindegren et al., 2021). Los datos públicos están disponibles en la página web del archivo de Gaia¹³.

Descargamos los datos de EDR3 coincidentes (dentro de un radio de 1 arcsec de búsqueda) con las fuentes obtenidas de LCOGT en el campo de Mon R2, alcanzando ~ 1600 fuentes. *Gaia* proporciona movimientos propios, paralajes y fotometría en sus propias bandas. Nosotros utilizamos los dos primeros parámetros. A la hora de trabajar con los paralajes hay que tener en cuenta las limitaciones existentes, como por ejemplo, los paralajes negativos, todo esto es explicado por Lindegren et al. (2021). Con estos datos calculamos la membresía de las fuentes al cúmulo y la distancia media utilizando también los datos proporcionados por Bailer-Jones et al. (2021b) quienes transforman los paralajes obtenidos por *Gaia* a distancias en pc.

2.6. *Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System*

El *Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System* (*Pan-STARRS*) es una innovadora instalación de procesamiento de datos e imágenes astronómicas de campo amplio desarrollada en el Instituto de Astronomía de la Universidad de Hawai (Chambers & Pan-STARRS Team, 2018; Kaiser et al., 2002, 2010). Chambers & Pan-STARRS Team (2018) ofrece una visión general del sistema *Pan-STARRS*. El primer telescopio del Observatorio *Pan-STARRS* es el Telescopio *Pan-STARRS* #1, (*Pan-STARRS* 1 o informalmente PS1). El Catálogo PS1 utilizó un telescopio de 1.8 m y una cámara de 1.4 gigapíxeles para obtener imágenes del cielo en cinco filtros de banda ancha (g, r, i, z, y). El catálogo PS1 abarca todo el cielo norte y se extiende al sur hasta una declinación de -30° , contiene un amplio rango de magnitudes con precisión de milimagnitudes (Magnier et al., 2020; Tonry et al., 2012). Utilizamos este catálogo para calcular la A_V media del cúmulo en base a la componente estelar, para obtener distintos diagramas color–magnitud y color–color y definir algunos parámetros de membresía, entre otras cosas, del CA Mon R2. Utilizamos el *Data Release 1* (DR1) y el DR2 priorizando este último. El DR1 fue publicado en diciembre de 2016 y el DR2 en enero de 2019. Al ser DR2 más actual, muestra mejoras respecto al DR1, lo cual pudimos comprobar pero igualmente necesitamos de ambos para poder cubrir la mayor cantidad de objetos posible en el cúmulo estudiado (Sinha et al., 2020). Los DRs se encuentran disponibles para todo público en su sitio web¹⁴.

Solo utilizamos los datos que coinciden con las fuentes fotométricas obtenidas de LCOGT a partir de las coordenadas celestes con un umbral de detección de 4 arcsec de radio. Para cada filtro utilizamos el valor “*mean PSF magnitude*” que es el recomendado. Entre las bandas i e y obtuvimos 3078 fuentes coincidentes con LCOGT y con errores definidos (algunos valores del catálogo no tienen errores asociados y los descartamos), y las magnitudes límites son $10.6 < i < 23.1$ mag y $10.7 < y < 20.9$ mag.

2.7. Herramientas virtuales y software

2.7.1. IRAF

IRAF¹⁵, por sus siglas en inglés *Image Reduction and Analysis Facility*, es un software de propósito general para la reducción y el análisis de datos astronómicos. Este software fue distribuido por el *National Optical Astronomy Observatories* (NOAO) en Tucson, Arizona. Sin embargo, el desarrollo y el mantenimiento de IRAF se ha interrumpido desde 2013. La comunidad IRAF se encarga ahora de mantener el software pero advierte que se comience a buscar soluciones alternativas, por ejemplo en la comunidad Astropy y dejar de utilizarlo¹⁶. Hemos utilizado IRAF para la reducción de los datos espectroscópicos de *Gemini* y de LCOGT.

¹³<https://gea.esac.esa.int/archive/>

¹⁴<https://catalogs.mast.stsci.edu/panstarrs/>

¹⁵IRAF es distribuido por el *National Optical Astronomy Observatories*, el cual es operado por la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, bajo un acuerdo de cooperación con la *the National Science Foundation*.

¹⁶<https://iraf-community.github.io/>

2.7.2. Aladin

Aladin es un atlas celeste interactivo que le permite al usuario visualizar imágenes astronómicas digitalizadas o realizar sondeos completos, superponer catálogos astronómicos o bases de datos, y acceder de forma interactiva a datos e información brindadas por la base de datos Simbad, el servicio VizieR y otras fuentes de información disponible para los objetos celestes conocidos en el campo¹⁷. Aladin puede ser utilizado desde su sitio web o puede descargarse la versión de escritorio. Este software lo hemos utilizado durante todo el trabajo y es una herramienta observacional de lo más potente.

2.7.3. VOSA

VOSA (VO Sed Analyzer) es una herramienta diseñada para realizar distintas tareas de forma automática, por ejemplo, leer las tablas de fotometría del usuario, consultar varios catálogos fotométricos accesibles a través de los servicios de VO, consultar modelos teóricos compatibles con VO (espectros) y calcular su fotometría sintética, generar un diagrama de Hertzsprung-Russel con los parámetros estimados, proporcionar una estimación de la masa y la edad de cada fuente, entre otras cosas¹⁸.

2.7.4. TOPCAT

TOPCAT, por sus siglas en inglés *Tool for OPerations on Catalogues And Tables*, es un visor y editor gráfico interactivo de datos tabulares. Su objetivo es proporcionar la mayoría de las facilidades que los astrónomos necesitan para el análisis y la manipulación de catálogos de fuentes y otras tablas, aunque también puede utilizarse para datos no astronómicos. Entiende varios formatos de datos astronómicos usuales (incluyendo FITS, VOTable y CDF) y se pueden añadir más formatos. Es especialmente bueno en la exploración interactiva de tablas grandes (de varios millones de filas y muchas columnas)¹⁹.

2.7.5. STILTS

STILTS, por sus siglas en inglés *Starlink Tables Infrastructure Library Tool Set*, es un conjunto de herramientas de línea de comandos basado en STIL, la Biblioteca de Infraestructura de Tablas Starlink. Se ocupa del procesamiento de datos tabulares. El paquete ha sido diseñado para tablas astronómicas. Algunas de las herramientas son genéricas y pueden trabajar con múltiples formatos (incluyendo FITS, VOTable, CSV, SQL, ASCII, etc.), y otras específicas del formato VOTable. STILTS es la contrapartida en línea de comandos de la herramienta de análisis de tablas con interfaz gráfica TOPCAT. El paquete es robusto, está completamente documentado y diseñado para ser eficiente, especialmente con conjuntos de datos muy grandes²⁰.

2.7.6. VizieR

VizieR proporciona la biblioteca más completa de catálogos astronómicos publicados -tablas y datos asociados- con datos verificados y enriquecidos, accesibles a través de múltiples interfaces. Las herramientas de consulta permiten al usuario seleccionar las tablas de datos relevantes y extraer y formatear los registros que se ajusten a unos criterios determinados. Actualmente, hay disponibles 22275 catálogos²¹.

2.7.7. SIMBAD

SIMBAD es el acrónimo de *Set of Identificación, Measurements and Bibliography for Astronomical Data* y está gestionada por el *Centre de Données astronomiques de Strasbourg* (CDS, Francia). Es un software desarrollado por Marc Wenger, Anaïs Oberto y Grégory Mantelet (CDS) con aportes de

¹⁷<https://aladin.u-strasbg.fr/>

¹⁸<http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/vosa/index.php>

¹⁹<http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>

²⁰<http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/stilts/>

²¹<https://vizier.cds.unistra.fr/index.gml>

estudiantes durante sus formaciones. Contiene alrededor de 5 800 000 estrellas y 5 500 000 objetos no estelares como galaxias, nebulosas planetarias, novas, supernovas, etc. Lo único que no contiene son objetos del Sistema Solar²².

²²<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Capítulo 3

Metodología

Este proyecto consiste en el estudio de estrellas de presecuencia principal de baja masa (correspondientes, principalmente al tipo espectral M) pertenecientes a dos cúmulos abiertos galácticos seleccionados a saber, NGC 2264 y Mon R2. Se estudia la distribución de sus periodos rotacionales según la existencia o no de discos protoplanetarios y sus masas. Algunas características que cumplen estos CA's por los cuales fueron elegidos para este estudio son:

- Edades estimadas de pocos millones de años para asegurarnos la existencia de un alto porcentaje de estrellas con discos protoplanetarios.
- Disponer de observaciones profundas en el rango IR medio de *Spitzer* para poder determinar la presencia de discos protoplanetarios.
- Estar ubicados en la vecindad solar (<1 kpc), para poder detectar estrellas de baja masa con buena S/N .
- Contar con una cantidad estadísticamente suficiente de estrellas de baja masa (> 200)

Otros datos necesarios para este estudio que podemos encontrar en la base de datos públicos u obtenerlos a partir de propuestas de observación, son:

- Tipos espectrales para la determinación de la masa estelar.
- Periodos de rotación estelar.

Una vez aislada la muestra de estrellas según su pertenencia al cúmulo y tipo espectral, se comparan las distribuciones de períodos rotacionales de estrellas con y sin exceso IR (debido a la presencia de un disco protoplanetario). Si los discos protoplanetarios disipan el momento angular en las estrellas de baja masa de la misma manera que lo hacen en las estrellas de tipo solar, estas distribuciones deberían ser estadísticamente distintas. Es decir, las estrellas sin discos deberían rotar más rápido ya que carecen del mecanismo para disipar su momento angular a medida que se contraen.

3.1. Determinación de la rotación estelar

Como mencionamos en la introducción, uno de los métodos para determinar los periodos rotacionales en estrellas de PMS de baja masa es a partir de fotometría en el rango óptico. Este método es más directo y menos costoso que el cálculo de $v \sin i$ a partir de espectroscopía de alta resolución, donde además, necesitamos, por ejemplo, el radio de la estrella. Las curvas de luz de este tipo de estrellas muestran variaciones de forma sinusoidal. Las estrellas muy jóvenes y tardías (tipo espectral M) son activas presentando manchas estelares frías o calientes que pueden cubrir hasta más del 40% de sus superficies (Herbst et al., 1994), produciendo grandes amplitudes en sus curvas de luz. Las manchas frías asociadas a la actividad magnética suelen dominar las curvas de luz de las WTTS que no están en proceso de acreción, mientras que las manchas calientes procedentes de la acreción

magnetosférica podrían dominar las curvas de luz de las CTTS (Herbst et al., 1994). Para obtener este tipo de curvas de luz donde los periodos suelen ser menores a 10 días e incluso con picos en las distribuciones de 8 y 2 días, lo ideal es tener una muestra temporal con una cadencia menor de 1 o 0.5 días (las estrellas de menor masa sin disco tienden a periodos menores a 2 días). Este muestreo se logra con datos de telescopios espaciales como *Kepler*¹ que tenía la misión de buscar planetas. Los instrumentos del proyecto *Kepler* estaban preparados para obtener curvas de luz muy precisas, con alta sensibilidad a los tránsitos planetarios los cuales se manifiestan como una disminución del brillo de la estrella anfitriona, es decir, un efecto similar al de las manchas estelares frías pero más estable en el tiempo y con menor disminución del brillo. Aunque para la detección de los periodos rotacionales en estrellas de baja masa, no se necesita tanta sensibilidad pero sí una buena cobertura fotométrica temporal. En nuestro caso, solo podemos acceder a la base de datos pública de este tipo de telescopio y a la literatura, siempre y cuando estos datos existan para el cúmulo a estudiar. Otra opción más accesible son las redes de telescopios terrestres los cuales consisten en varios telescopios distribuidos en sitios con distintas longitudes geográficas sobre el planeta Tierra lo que permite una cobertura fotométrica de 24 horas diarias, ejemplo de esto es LCOGT. Por otro lado, las estrellas de secuencia principal, que serían del campo (o sea no miembros del cúmulo, ya que los miembros de baja masa serían estrellas de PMS), pueden presentar señales periódicas, pero para estrellas en el rango de temperatura en que trabajamos (<3800 K), las amplitudes de la variabilidad son usualmente menores al 1 % de la magnitud (McQuillan et al., 2014).

Para el cúmulo abierto NGC 2264 adoptamos los períodos de rotación de Makidon et al. (2004) y Lamm et al. (2005) que fueron recopilados por CB07 y actualizamos algunos de ellos con valores más recientes obtenidos por Affer et al. (2013b) y Venuti et al. (2017). Los aspectos técnicos empleados por cada autor son los siguientes:

- Makidon et al. (2004) obtuvieron imágenes CCD en la banda I con el instrumento *Prime Focus Corrector de Enfoque* (PFC) del telescopio de 0.76 m del Observatorio McDonald, EE. UU. El diseño de $f/3.0$ del sistema produce una escala de $1.''355 \text{ pixel}^{-1}$, con un FOV de 46.25 arcmin^2 . Cubrieron un lapso de 102 días durante la temporada de observación de otoño-invierno de 1996-1997. Observaron el campo un promedio de cinco veces cada noche en un total de 23 noches distintas. Utilizaron los paquetes y técnicas estándar de IRAF para el procesamiento básico de cada imagen. Para la fotometría diferencial utilizaron el paquete ABACUS el cual utiliza una combinación de ajuste empírico de la distribución radial de energía para una fuente puntual (PSF) y la fotometría de apertura para determinar el brillo de las estrellas individuales en relación con una magnitud media de conjunto de todas las estrellas en el campo. Obtuvieron un total de 4974 series temporales fotométricas individuales de estrellas de las cuales 638 tienen un tiempo de exposición de 30 s y 4336 de 300 s. Las exposiciones más cortas se utilizaron para determinar las curvas de luz para $11 < I < 14 \text{ mag}$, y con las exposiciones más largas se obtuvieron curvas de luz hasta $I \leq 17.5 \text{ mag}$. Detectaron 201 variables periódicas y basándose en la probabilidad de falsa alarma (FAP por sus siglas en inglés, más adelante explicamos este concepto en base a nuestros resultados), dividieron sus estrellas periódicas en dos categorías de calidad 1 y 2 y recomendaron utilizar la muestra de 114 estrellas de categoría 1. Consideraron que todas sus estrellas periódicas eran probablemente estrellas jóvenes y por tanto, miembros del cúmulo, basándose en su posición en el diagrama color-magnitud I vs. $V - I$.
- Lamm et al. (2004, 2005) obtuvieron imágenes CCD en la banda I_C con el instrumento *Wide Field Imager* (WFI) acoplado al telescopio ESO/MPG de 2.2 m en La Silla, Chile. Cuenta con un FOV de $34 \times 33 \text{ arcmin}^2$ con una escala de $0.''238 \text{ pixel}^{-1}$. Sus observaciones se obtuvieron en 44 noches entre diciembre de 2000 y marzo de 2001. Obtuvieron en general, 88 puntos fotométricos de buena calidad por objeto. Se obtuvo fotometría relativa y absoluta de 10.554 estrellas con magnitudes que se extienden hasta $I_C \sim 21 \text{ mag}$ y $S/N \geq 10$. Emplearon tres tiempos de exposición consecutivos de 5, 15 y 500 s para incrementar el rango dinámico de observación. Utilizaron los paquetes y técnicas de IRAF para el procesamiento básico de cada imagen. Primero

¹https://www.nasa.gov/mission_pages/kepler/overview/index.html

buscaron las estrellas con la tarea DAOFIND y con las tareas CCXYMATCH y CCMAP cruzaron sus objetos con los del catálogo de la USNO-A2.0 para obtener sus coordenadas celestes. Finalmente utilizaron las tareas DAOPHOT/APPHOT para la fotometría relativa. Detectaron 543 objetos como variables periódicas con una significación del 99 % o superior. De estas estrellas variables periódicas, clasificaron 405 como miembros de PMS basándose en su posición en el diagrama magnitud–color I_C vs. $(R_C - I_C)$ y color–color $(R_C - H_\alpha)$ vs. $(R_C - I_C)$. Estos datos fotométricos también fueron obtenidos por ellos.

- Affer et al. (2013b) obtuvieron imágenes de las primeras observaciones de corta duración del satélite *CO*nvection *RO*tation and *pl*anetary *TR*ansits (CoRoT). Las observaciones se realizaron durante 23 días consecutivos entre el 7 y el 31 de marzo de 2008, pudieron revelar variaciones de flujo, con una precisión de hasta 0.1 mmag. Usaron los llamados datos N2 proporcionados por el pipeline CoRoT para la corrección y reducción de las imágenes. Además, las curvas de luz están muestreadas a una velocidad de 512 s o sobremuestreadas a 32 s permitiendo la obtención de miles de puntos fotométricos. Se observaron un total de 8150 estrellas con magnitudes entre 9.2 y 16 mag en la banda R , de las cuales 301 son miembros del cúmulo según sus criterios de membresía y 189 son estrellas periódicas.
- Venuti et al. (2017) presentó nuevos períodos de rotación a partir de datos adicionales de CoRoT tomados durante 38 días consecutivos, entre el 1 de diciembre de 2011 y el 9 de enero de 2012, mostrando una buena concordancia con los períodos de Affer et al. (2013b). Las observaciones se llevaron a cabo utilizando uno de los dos CCDs originalmente dedicados a la ciencia exoplanetaria para el programa científico principal de la misión. Las especificaciones del instrumento, así como una descripción detallada de la ejecución de la observación y de la posterior reducción de la fotometría, se proporcionaron en Cody et al. (2014). El instrumento tiene un FOV de 1.3 deg^2 ocupando todo el cúmulo. La muestra final de CoRoT obtenida dentro del proyecto CSI NGC 2264 (*Coordinated Synoptic Investigation of NGC2264*²) contiene unas 500 fuentes con evidencia robusta de pertenencia, 1600 candidatos a miembros y 2000 estrellas de campo. En este caso se toman imágenes en la banda R entre 11 y 17 mag. Los tiempos de separación entre observaciones para la mayoría de las imágenes fue de 512 s, de esta manera se consiguieron más de 6300 valores fotométricos en la curva de luz de cada objeto. Para un subconjunto de datos, la cadencia de observación fue de 32 s alcanzando los 100800 puntos fotométricos. La membresía de los objetos estudiados se basó en la lista de un trabajo anterior y sumaron nuevos objetos que no estaban en esta lista original. Finalmente 272 objetos muestran una única periodicidad.

Para el análisis del cúmulo Mon R2 utilizamos los datos fotométricos obtenidos con LCOGT, aplicando el procesamiento explicado en el Cap. 2.

Para detectar señales periódicas en las curvas de luz (CLs) de las fuentes de nuestra muestra utilizamos el algoritmo Lomb–Scargle (LS) descrito por Scargle (1982) y Horne & Baliunas (1986) implementado en el software *Interactive Data Language* (IDL). El algoritmo LS es una variación de la Transformada de Fourier Discreta, en la cual una serie de tiempo es descompuesta en una combinación lineal de funciones sinusoidales. La potencia máxima en el periodograma resultante indica el periodo más probable y el peso estadístico de la potencia máxima está relacionada con la FAP, la cual indica la probabilidad de alcanzar un determinado máximo en un espectro de potencia debido al ruido gaussiano, es decir que potencias con valores cercanos o menores a la FAP tienen altas probabilidades de ser solo ruido. Para su cálculo usamos el código PRACTICALLOMBSCARGLE del paquete ASTROPY.TIMESERIES³ (VanderPlas, 2018). Para todas las estrellas, buscamos señales con períodos entre 0 y 20 días e identificamos el pico del periodograma como el período más probable. Entonces, para identificar los períodos de buena calidad en las curvas de luz, calculamos la FAP. Encontramos que, dependiendo del brillo estelar, un pico de potencia de 12 a 20 corresponde a una FAP de aproximadamente 1 %. Sin embargo, este resultado es muy optimista si se supone que el ruido es puramente gaussiano. En la práctica, las fuentes adicionales de ruido, como las debidas a los cambios

²<http://csi2264.ipac.caltech.edu/> Es un mapeo de la estructura del disco interior de los YSO's en NGC 2264 con fotometría simultánea de series temporales de *Spitzer* y CoRoT

³<http://www.astropy.org>

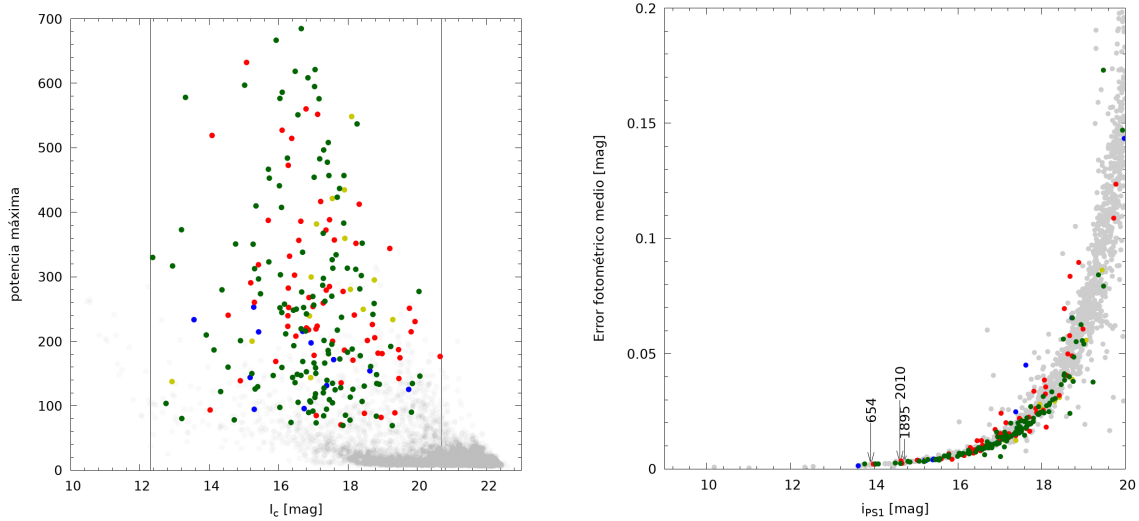


Figura 3.1: **Panel derecho:** Potencia máxima del periodograma vs. magnitudes I_c . **Panel izquierdo:** Error fotométrico medio

contra i_{PS1} discriminando las variables del cúmulo. Más del 99 % de la variabilidad se encuentra por debajo el 20 % del error fotométrico, indicando la buena calidad de las curvas. En gris se muestran todas las fuentes de la muestra; en verde las variables periódicas; en azul las variables posiblemente periódicas; en amarillo oscuro las candidatas a estrellas binarias; y en rojo las estrellas misceláneas o no variables. Las líneas verticales negras muestran las magnitudes límites donde encontramos las fuentes variables (por fuera de estos límites las estrellas tienden a saturar o a ser muy débiles como para detectar variabilidad confiable). Además, señalamos la posición de las 3 estrellas de referencia utilizadas.

en la masa de aire, producen señales espurias con potencias de pico de hasta 50 y periodos cercanos a 1 día (véase la Fig. 3.1). Por lo tanto, basándonos en inspecciones visuales y en la distribución de las potencias máximas observadas en la Fig. 3.1, adoptamos un umbral conservador de 70 para la potencia máxima para identificar las estrellas periódicas.

Además, investigamos las periodicidades en las curvas de luz, con potencias superiores a 70, mediante la herramienta de periodograma de Exoplanetas de la NASA⁴, que también utiliza el algoritmo LS, pero permite una inspección interactiva de múltiples picos en el periodograma de cada curva de luz. Por último, inspeccionamos visualmente las curvas de luz y comprobamos las posiciones espaciales de las variables candidatas. Descartamos las estrellas saturadas ($I_c < 12.3$ mag) y las estrellas cercanas a los rayos producidos por saturación de fuentes brillantes y a los bordes de los detectores. La mayoría de estas estrellas rechazadas tenían periodos espurios de 0.5, 0.99 y 1 días. Sin embargo, algunas estrellas con periodos alrededor de 1 día lograron pasar la inspección visual y fueron tomadas como variables reales aunque se deberían tomar con precaución. Finalmente obtuvimos que más del 99 % de la variabilidad se encuentra por debajo el 20 % del error fotométrico medio, indicando la buena calidad de las curvas y de la fotometría (ver panel izquierdo Fig. 3.1).

Al ser una señal consistente con una senoide, podemos aproximar la amplitud como $Amp = \sqrt{2} * rms$, entonces encontramos que las estrellas periódicas en nuestra muestra tienen amplitudes por encima del 1%. Aproximadamente el 80 % tienen amplitudes entre 1 y 10% de la magnitud, lo que sería amplitudes altas como para ser estrellas de campo. Además, considerando las formas de variabilidad de las CLs, tomamos estos periodos encontrados como periodos rotacionales con los que se realizó el análisis.

⁴<https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Pgram/nph-pgram>

3.2. Clasificación espectral

La extinción interestelar diferencial característica en CAs jóvenes impide la correcta estimación de las masas estelares de las fuentes puntuales en base a la fotometría, ya que una estrella de mayor masa puede parecer más débil y roja y ser confundida con una estrella de menor masa. Por ello, buscamos espectros disponibles en las bases de datos y también obtuvimos nuevos espectros (usando *Gemini*/GMOS y MMT). Clasificamos estos espectros según los criterios conocidos, para poder inferir su masa y algunos parámetros estelares. Debido a las grandes diferencia en la distribución de periodos de rotación de estrellas de masas mayores y menores a $0.3 M_{\odot}$, resulta crucial una clasificación espectroscópica para obtener una muestra de estrellas con masas menores a $0.3 M_{\odot}$ que se encuentre libre de contaminación de estrellas más masivas. La utilización del telescopio *Gemini* fue muy importante ya que obtuvimos espectros de estrellas de muy baja masa, y entonces muy débiles e inaccesibles con telescopios medianos (tipo CASLEO por ejemplo), inclusive encontramos enanas marrones lo cual es de alto interés ya que son de los objetos más exóticos, abundantes y menos estudiados del resto de las estrellas dado que son difíciles de encontrar por su baja magnitud; además pueden albergar sistemas planetarios. Además, los tipos espectrales proveen una medida de la temperatura efectiva de las estrellas la cual se relaciona con la masa. También permite corregir la fotometría por extinción y así obtener un mapeo de la A_V del cúmulo y estimar su edad.

Por ejemplo, Cieza & Baliber (2007) utilizaron índices de color ópticos para identificar estrellas con tipos espectrales M2 y más tempranas en su muestra de variables periódicas en NGC 2264. En particular, utilizaron el índice de color $R - I < 1.3$ mag (correspondiente a estrellas M2 no extintas y estrellas con tipos espectrales más tempranos Kenyon & Hartmann (1995)) como límite del índice de color. Sin embargo, no es posible aislar las estrellas de baja masa en NGC 2264 a partir de los índices de color fotométricos debido a la extinción diferencial intrínseca en el campo, es decir, las estrellas de tipo temprano extinguidas podrían tener índice de color $R - I$ de las estrellas de baja masa, entonces habría una contaminación o solapamiento. El mismo fenómeno ocurre en Mon R2, por lo tanto, para construir una muestra no contaminada de estrellas de baja masa, empleamos espectros de baja resolución, obtenidos con los telescopios MMT, GN y GS, para determinar los tipos espectrales y seleccionar las estrellas de tipo M para este trabajo.

Clasificamos los espectros comparando los datos con los estándares publicados por Neill Reid en la página web del Space Telescope Science Institute⁵ y teniendo en cuenta los criterios sugeridos por Kirkpatrick et al. (1991), Henry et al. (1994) y Alonso-Floriano et al. (2015) para las estrellas de tipo M. Además, la clasificación realizada en NGC 2264 nos permitió tener espectros modelos para la clasificación en Mon R2 realizada unos años después.

Los espectros ópticos de las enanas M están dominados por bandas de absorción molecular procedentes principalmente del óxido de titanio (TiO) y del óxido de vanadio (VO). Para todas las estrellas de tipo M la banda TiO es prominente, pero la banda VO domina desde M5 hasta los subtipos más tardíos (ver Fig. 3.2). En Kirkpatrick et al. (1991) hay una lista detallada de las bandas y líneas de absorción y emisión de las estrellas de tipo espectral K y M entre las longitudes de onda 6322 y 8992 Å, la cual resultó muy útil.

Para nuestra clasificación, primero construimos nuestras propias secuencias espectrales de tipo M mediante una comparación localizada con los rasgos característicos presentes en los espectros y descartamos los espectros malos, con baja S/N o que no presentaban características estelares o de tipo M y similares. Una vez agrupados y separados por sus similitudes pasamos a realizar una inspección visual más profunda. Esta vez comparando con los modelos de la literatura. Todo esto mediante las tareas SPECPLOT y SPLOT de IRAF. Como cada espectro pertenece a una estrella diferente y el instrumento puede detectar más o menos flujo proveniente de cada una de ellas, en la comparación espectral hubo que utilizar herramientas de escalado y normalización espectral.

Las secuencias espectrales de GN y MMT para las estrellas de tipo M muestran algunas diferencias en la distribución de energía. Estas diferencias se deben a particularidades de cada instrumento y a los detalles en el procesamiento de los datos (por ejemplo, la sustracción del cielo y la normalización), es por ello que, observando los espectros de estrellas observadas en ambos telescopios, pudimos vincular

⁵[www.stsci.edu/~sim\\$inr/ldwarf.html](http://www.stsci.edu/~sim$inr/ldwarf.html)

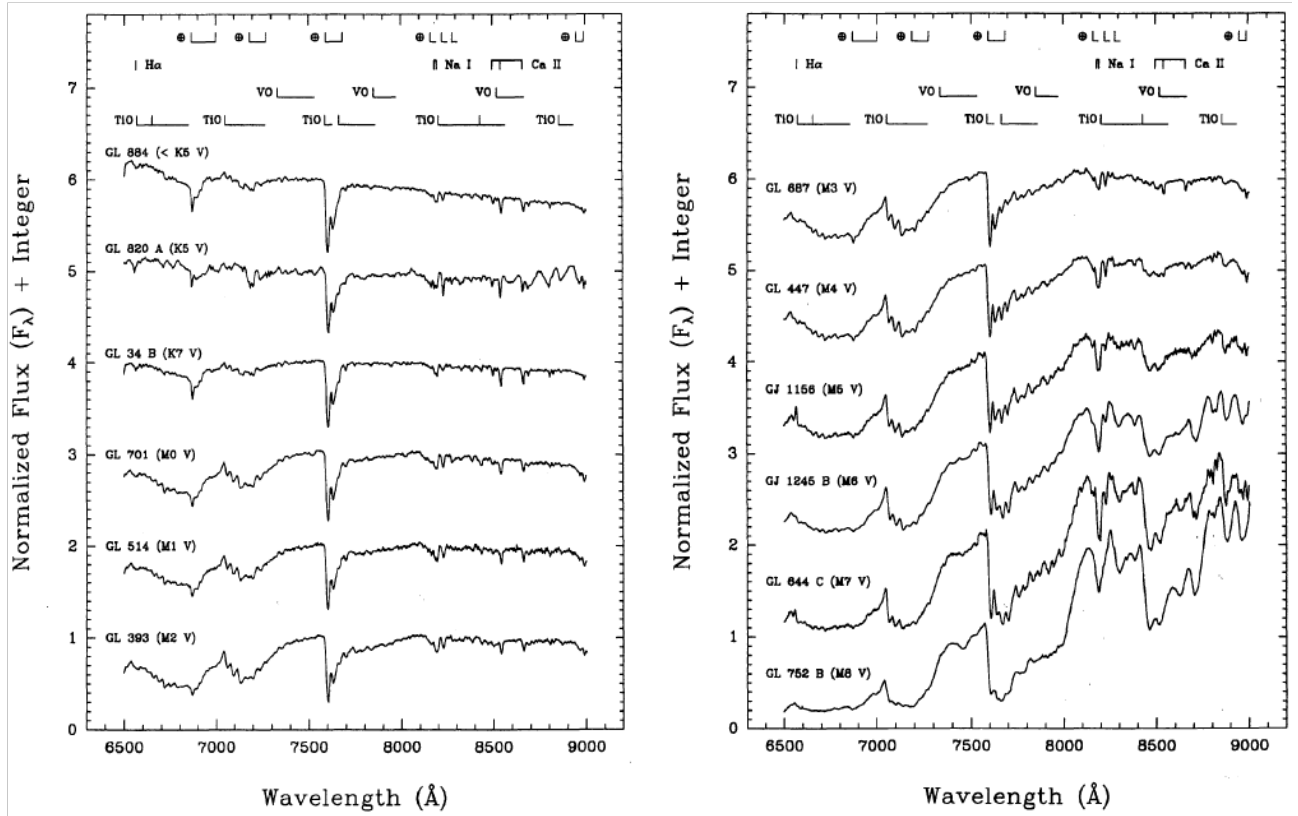


Figura 3.2: Figura de Henry et al. (1994) donde muestra las bandas y líneas de absorción en estrellas de tipo espectral M y bandas telúricas (simbolizadas con \oplus).

y obtener una conexión entre ambos grupos de datos para alcanzar una única clasificación espectral.

Además, la muestra espectral de NGC 2264 fue complementada con espectros encontrados en la literatura, tomados de Rebull et al. (2002) y de Skiff (2014). Rebull et al. (2002) obtuvieron espectros con una resolución de $R \sim 1000$ con un rango espectral de 500 a 9300 Å para 399 estrellas utilizando el telescopio de 3.5 m del observatorio WIYN (Arizona, EE. UU.) con el espectrógrafo echelle de fibra óptica Hydra durante el otoño de 1996 y el otoño de 1997. La muestra se seleccionó a partir de estrellas variables con amplitudes de 0.02 mag. De las 399 estrellas con espectro, 176 son variables, de las cuales 98 son periódicas y 78 son aperiódicas dentro de sus límites de detección de periodicidad de 0.1 a 25 días. El resto de la muestra espectroscópica incluye objetos con emisión de rayos X o H α previamente reportados, probables miembros por movimiento propio y estrellas brillantes. Utilizaron ocho configuraciones de fibra, con tres exposiciones de 10 minutos para las estrellas más brillantes y tres exposiciones de media hora para las estrellas más débiles. Para procesar los datos se utilizó el pipeline estándar de IRAF, el DOHYDRA. La S/N de cada espectro reducido depende de la colocación de la fibra y de la transmisión, pero suele ser de 40. La magnitud límite de este estudio es $I \sim 14 - 15.5$. En general, para las fuentes coincidentes, adoptamos los valores de Rebull et al. (2002) sobre los de Skiff (2014) porque el primero presenta espectros homogéneos de primera mano, mientras que el segundo presenta datos recopilados de diferentes fuentes bibliográficas.

3.3. Detección de discos protoplanetarios

Dado que se necesitan cantidades muy pequeñas ($M < M_{\oplus}$) de polvo caliente ($T \sim 100-300$ K) para producir un exceso ópticamente grueso en el infrarrojo medio, la mayoría de los discos protoplanetarios son ópticamente gruesos en las longitudes de onda *Spitzer*-IRAC (3.6 a 8.0 μm) (Williams & Cieza, 2011). Además, las longitudes de onda IRAC están cerca del régimen Rayleigh-Jeans de las fotosferas estelares y, por tanto, el índice de color [3.6]–[8.0] muestra poca dependencia con los tipos espectrales. Por lo tanto, las bandas fotométricas de *Spitzer*-IRAC pueden utilizarse como un indicador robusto

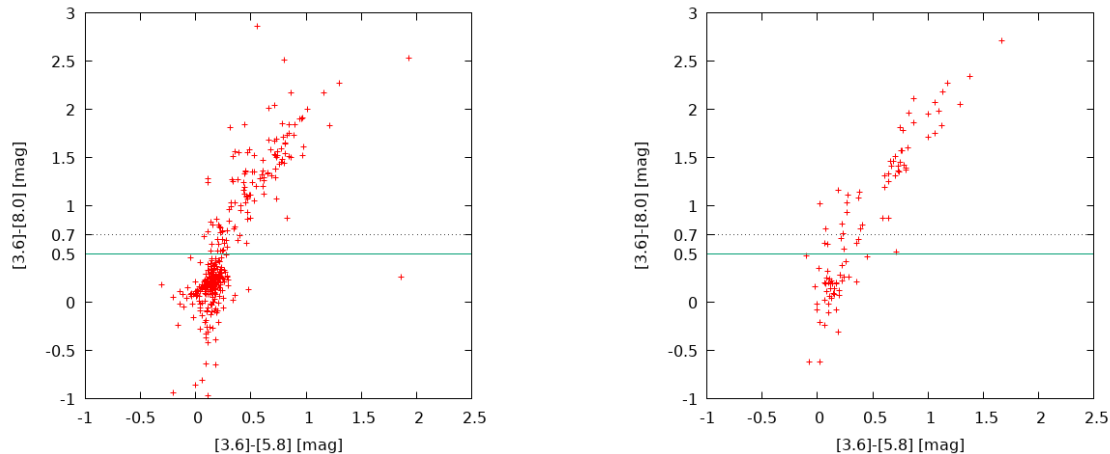


Figura 3.3: Diagrama color-color $[3.6] - [8.0]$ vs. $[3.6] - [5.8]$ mag de nuestras estrellas M periódicas para ambos cúmulos, NGC 2264 en el panel izquierdo y Mon R2 en el derecho. Notar que la mayoría de las estrellas tienen índice de color < 0.5 mag, consistentes con fotosferas estelares desnudas.

del disco. Según CB07, el límite entre las estrellas con y sin disco a partir del índice de color $[3.6] - [8.0]$ se encuentra entre 0.5 y 0.7. Por debajo de este límite se encuentran las estrellas sin disco.

En la Fig. 3.3 mostramos el diagrama color-color $[3.6] - [8.0]$ en función de $[3.6] - [5.8]$ de las estrellas periódicas de tipo M de NGC 2264 (panel de la izquierda) y Mon R2 (panel de la derecha). Encontramos que la mayoría de las estrellas tienen índice de color $[3.6] - [8.0] < 0.5$ mag, lo que es consistente con una fotosfera estelar. CB07 encontró que muy pocas estrellas de su muestra tenían índice de color $[3.6] - [8.0]$ entre 0.5 y 0.7, y utilizó $[3.6] - [8.0] < 0.7$ mag como criterio conservador de identificación del disco. Encontramos 16 estrellas M en NGC 2264 y 7 en Mon R2 con índice de color $[3.6] - [8.0]$ en el rango entre 0.5 y 0.7 mag, y dada la gran escasez de objetos en $[3.6] - [8.0] = 0.5$ mag, adoptamos este último valor como límite para la identificación del disco en ambos cúmulos. Observamos que el criterio de identificación del disco sólo se ve débilmente afectado por la extinción, ya que la mediana de A_V de 4.3 mag en NGC 2264 (Teixeira et al., 2012) corresponde a un enrojecimiento de sólo 0.08 mag en el índice de color $[3.6] - [8.0]$ (Chapman et al., 2009), mientras que para Mon R2, la mediana de A_V es 2.4 mag y corresponde a un enrojecimiento de sólo 0.07 mag (Evans et al., 2009).

Las estrellas de PMS rodeadas de discos protoplanetarios también pueden identificarse por la presencia de una fuerte emisión de $H\alpha$ que indica acreción. Por lo tanto, también utilizamos nuestra fotometría de LCOGT en las bandas anchas de R , I y la banda angosta de $H\alpha$ para identificar fuentes adicionales con discos de acreción.

Encontramos un total de 838 fuentes con fotometría $H\alpha$ y R de calidad aceptable ($S/N > 10$). A partir de esta fotometría, descubrimos que la mayoría de las estrellas tienen índice de color instrumental ($R - H\alpha$) de -3.15 (véase la Fig. 3.4). En la Fig. 3.5, se distinguen claramente dos distribuciones, una para objetos con $[3.8] - [8.0] < 0.5$ (180 fuentes) y otra con $[3.8] - [8.0] > 0.5$ (197 fuentes). Hay un corte claro para los objetos con $[3.8] - [8.0] < 0.5$ en las 0.25 mag. Mientras que los objetos con $[3.8] - [8.0] > 0.5$ se extienden más allá de ese valor. Las barras negras representan los objetos que no tienen datos de *Spitzer* (106 fuentes) para definir la presencia de disco. Además, algunas pocas fuentes con $[3.8] - [8.0] < 0.5$ que se extienden más allá de 0.25 mag tienen una alta probabilidad de poseer disco debido a la alta emisión en $H\alpha$. Estos objetos podrían ser estrellas con disco de transición, es decir que su disco presenta una cavidad y entonces, este no puede ser detectado por *Spitzer* (figs. 1 y 2 Espaillat et al., 2014). Aprovechando la fuerte correlación entre la acreción y el exceso en IR, utilizamos el índice de color ($R - H\alpha$) de los objetos con y sin discos identificados por *Spitzer* para desarrollar el siguiente criterio empírico para seleccionar objetos con fuerte emisión de $H\alpha$ debida a la acreción: $(R - H\alpha) + 3.15 > 0.25$ mag. Usando este criterio, añadimos 20 fuentes a la lista de candidatos a miembros con disco. Este criterio es muy restrictivo, y buscamos no contaminar nuestra muestra de estrellas con disco con objetos sin disco. Por ejemplo, Barentsen et al. (2011) muestra un solapamiento entre estrellas WTTS y estrellas sin línea $H\alpha$. Con este criterio sólo detectamos dos estrellas sin exceso

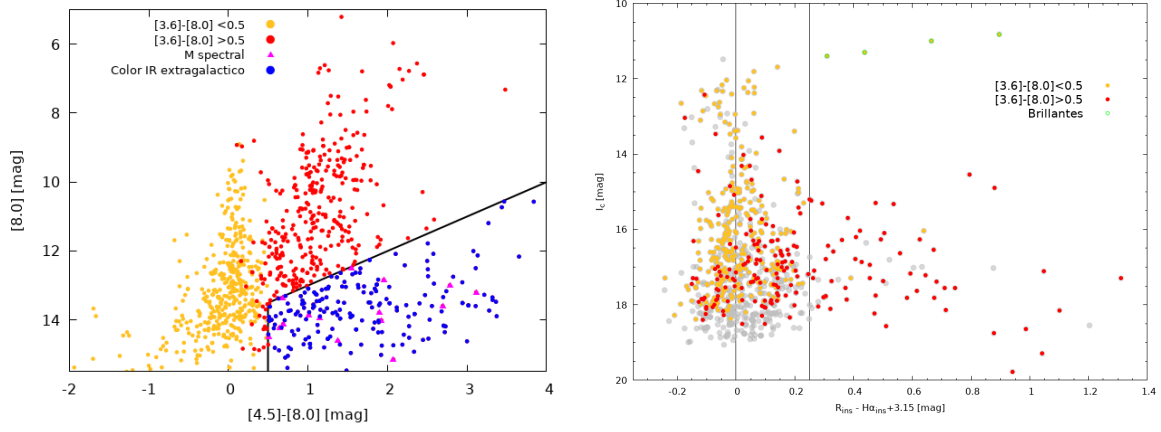


Figura 3.4: **Panel izquierdo:** Diagrama color–magnitud con los datos de *Spitzer* indicando las estrellas con (rojo) y sin disco (amarillo) y la región ocupada por las fuentes extragalácticas (azul) (Harvey et al., 2006). Notar que algunas estrellas identificadas espectroscópicamente con tipo espectral M y con disco protoplanetario (triángulos rosas) caen también en la zona de las fuentes extragalácticas. **Panel derecho:** Diagrama color–magnitud $(R-H\alpha) + 3.15$ vs. I_c . Desplazamiento en $(R-H\alpha) = -3.15$. Los puntos grises son datos de R , I y $H\alpha$ sin datos de IR de *Spitzer*. Las estrellas brillantes con fuerte emisión de $H\alpha$ (círculos verdes) son estrellas de tipo temprano.

de IR y con línea de emisión $H\alpha$. Además, observamos cuatro estrellas muy brillantes con exceso de $H\alpha$, probablemente debido a una alta actividad estelar. Como no tienen clasificación espectral, merecen hacerles un seguimiento espectroscópico en el futuro.

3.4. Membresía a cúmulos

En esta sección desarrollaremos los métodos utilizados para determinar los parámetros que deben cumplir las fuentes encontradas en el campo obtenido con LCOGT para poder inferir si son miembros (o candidatos) del cúmulo Mon R2. Para ello adoptamos una serie de criterios basados en la variabilidad fotométrica, los indicadores de presencia de disco, la posición en el diagrama H-R, los movimientos propios y las paralajes. Podríamos decir, que mientras más criterios de membresía cumpla una fuente, mayor va a ser la probabilidad de que sea miembro. Los diferentes criterios se discuten a continuación.

3.4.1. Variabilidad

Estamos particularmente interesados en las estrellas periódicas del campo porque es probable que su periodicidad esté modulada por la rotación estelar y las estrellas PMS de baja masa con periodos de rotación fotométricos tienen una alta probabilidad de ser miembros del cúmulo Mon R2. Las curvas de luz encontradas en este trabajo son típicas en estrellas muy jóvenes con tipos espectrales tardíos como las de tipo M, las cuales presentan manchas frías o calientes ocupando gran parte de su superficie. Por otro lado, las estrellas de secuencia principal que se presentan en este mismo campo espacial también pueden presentar señales periódicas, pero para el rango de temperatura en el que trabajamos, las amplitudes suelen ser inferiores al 1% de la magnitud (McQuillan et al., 2014). Como dijimos antes, al ser estas señales periódicas consistentes con una senoide, podemos aproximar la amplitud como $Amp = \sqrt{2} * rms$, entonces, las estrellas periódicas de nuestra muestra tienen valores superiores al 1%. Aproximadamente el 80% tiene amplitudes entre el 1% y el 10% de la magnitud (véase Fig.3.1), que son altas para las amplitudes esperadas en las estrellas de campo. Concluimos entonces que las estrellas periódicas de nuestra muestra tienen alta probabilidad de pertenecer al cúmulo.

3.4.2. Presencia de disco

El exceso de IR debido a un disco protoplanetario puede considerarse un claro indicador de juventud y de pertenencia a un cúmulo joven como Mon R2 y NGC 2264 porque los discos protoplanetarios se

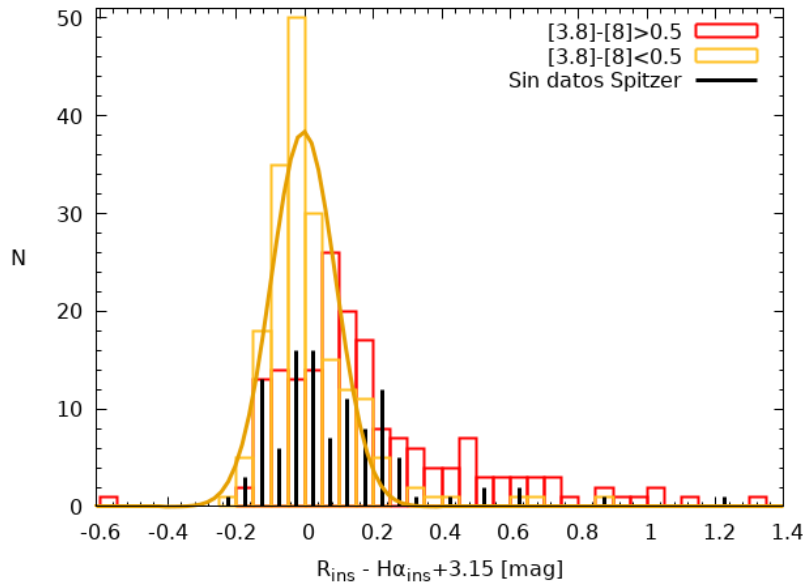


Figura 3.5: Histograma color $(R-H\alpha) + 3.15$ (magnitud instrumental) con y sin datos de *Spitzer*. Se observan dos distribuciones diferentes. Para los objetos con $[3.6] - [8.0] < 0.5$ la distribución está bien definida, con un pico en -0.025 mag y con un corte cerca del valor 0.25 mag, mientras que la distribución con $[3.6] - [8.0] > 0.5$ tiene un pco centrado en 0.05 mag pero presenta una cola que se extiende más allá de 0.25 mag. Los objetos sin datos en *Spitzer* más allá de 0.25 mag tienen una alta probabilidad de tener emisión en la línea $H\alpha$ debido a la presencia de un disco circunestelar.

disipan muy rápidamente ($< 1-10$ Myr) y no están presentes en las estrellas (más viejas) de campo. Entonces, la detección de disco será, no solo un indicador estimativo de la edad del cúmulo, sino también de la membresía de las fuentes.

3.4.3. Movimientos propios y paralajes

Podríamos decir que las fuentes periódicas y/o con presencia de discos protoplanetarios son un plus para la determinación de miembros de un cúmulo joven. Pero con los nuevos datos de *Gaia* existen muchos trabajos donde se los utiliza para determinar membresía con muy buena exactitud y probabilidad. Nosotros también hemos utilizado como parámetros principales a estos datos y, como complemento, agregamos las fuentes periódicas y con exceso en IR o $H\alpha$. De hecho, este estudio de membresía termina retroalimentándose ya que, a partir de la evidencia observacional, podemos reafirmar que las estrellas jóvenes de baja masa con periodos rotacionales y/o presencia de disco protoplanetario son miembros de un cúmulo joven. Por el lado del estudio de membresía a partir de datos como *Gaia*, utilizamos los 5 parámetros típicos: α , δ , $\mu_{\alpha} \cos \delta$, μ_{δ} y ϖ . Esta información la extrajimos de la base de datos de EDR3 (Fabricius et al., 2021; Gaia Collaboration et al., 2021).

Los dos primeros parámetros, α y δ , están definidos por los límites del campo obtenidos con LCOGT. Los otros tres parámetros se restringieron a partir de consideraciones estadísticas. En la Fig. 3.6, mostramos el plano $\mu_{\alpha} \cos(\delta)$ en función de μ_{δ} de nuestras fuentes LCOGT con datos EDR3 (recordemos que son ~ 1600 objetos). Claramente, se aprecia una aglomeración de fuentes alrededor de las coordenadas $(\mu_{\alpha} \cos(\delta); \mu_{\delta}) = (-2.75; 1.15)$ mas años $^{-1}$. Dado que no hay una forma única de definir una región de pertenencia alrededor de este centro cinemático, intentamos definir los límites a partir de las distribuciones observadas. En la Fig. 3.7, mostramos las distribuciones de movimientos propios. Encontramos una distribución bimodal bien definida en $\mu_{\alpha} \cos(\delta)$, con un pico alrededor de $\mu_{\alpha} \cos(\delta) = -2.75$ mas años $^{-1}$ además del pico en $\mu_{\alpha} \cos(\delta) = 0.0$ mas años $^{-1}$ esperado para fuentes muy distantes. Aprovechamos la bimodalidad para fijar la anchura media de las distribuciones en 1.25 mas años $^{-1}$ (equivalente a 2.5σ) de modo que el límite superior en $\mu_{\alpha} \cos(\delta)$ coincida con el mínimo observado entre las distribuciones bimodales. Dado que la distribución μ_{δ} no presenta esta bimodalidad

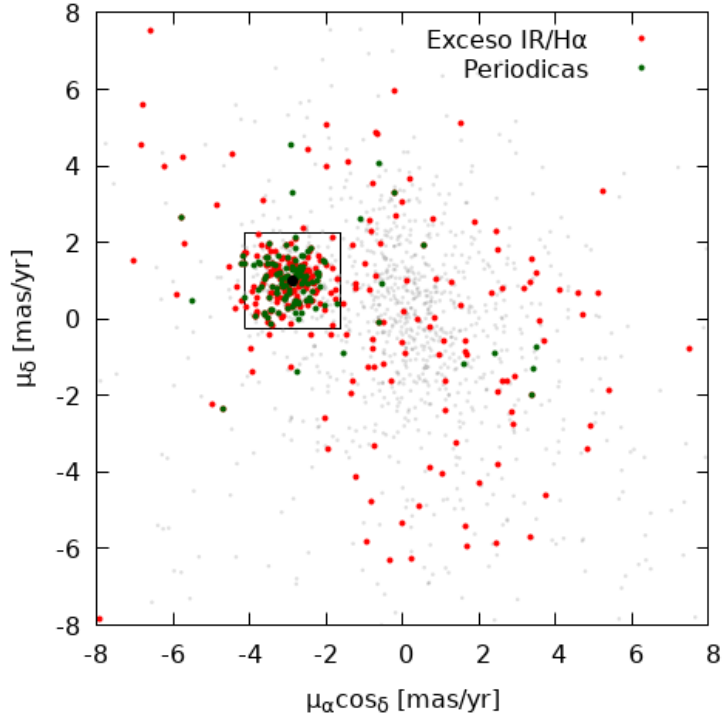


Figura 3.6: Movimientos propios en el campo de Mon R2. Los movimientos propios de los datos EDR3 de las fuentes LCOGT se muestran en puntos grises. Las estrellas periódicas se muestran como círculos verdes, mientras que los objetos con exceso de IR o $H\alpha$ se muestran como círculos rojos. Se observa un claro conglomerado de fuentes periódicas y con exceso de IR o $H\alpha$ en torno a $\mu_\alpha \cos(\delta) = -2.75$ mas años $^{-1}$ y $\mu_\delta = 1.15$ mas años $^{-1}$. Definimos un cuadrado de 2.5 mas años $^{-1}$ ($\sim 2.5\sigma$) de lado alrededor de este centro cinemático como criterio adicional para identificar a los candidatos a miembros.

y que existe un solapamiento en torno al cero debido a las fuentes de campo, simplemente adoptamos la misma anchura media de 1.25 mas años $^{-1}$. Por lo tanto, definimos una región de pertenencia cuadrada con un centro cinemático en $(\mu_\alpha \cos(\delta); \mu_\delta) = (-2.75; 1.15)$ mas años $^{-1}$ y un tamaño de 2.5 mas años $^{-1}$ en cada lado.

Para verificar que los rangos adoptados en los movimientos propios son apropiados para identificar nuevos candidatos a miembros del cúmulo, inspeccionamos las distribuciones de los movimientos propios de las fuentes periódicas y/o las fuentes con exceso de IR o $H\alpha$. Encontramos que sus movimientos propios son muy consistentes con los rangos adoptados (véase la Fig. 3.7 abajo a la izquierda y el panel central). Subrayamos que la excelente concordancia entre los indicadores independientes de pertenencia (periodicidad, exceso IR/ $H\alpha$ y cinemática) refuerza cada uno de los criterios adoptados para seleccionar a los candidatos a miembros del cúmulo.

En el panel superior derecho de la Fig. 3.7 mostramos la distribución del paralaje de toda la muestra en gris claro con la primera muestra seleccionada en movimiento propio superpuesta en gris oscuro. En esta última muestra hay una gran dispersión que contiene incluso paralajes negativos. Por lo tanto, decidimos restringir el rango de paralaje ocupado por los miembros de los cúmulos utilizando las fuentes periódicas y/o las fuentes con exceso de IR o $H\alpha$ y seleccionando las fuentes con errores en el paralaje menores al 20%, como se muestra en el panel inferior derecho de la Fig. 3.7. Ajustando una gaussiana a esta distribución final, adoptamos límites de 0.888 a 1.42 mas para los paralajes de los candidatos a miembros. Estos valores corresponden a los límites de 1.5σ de la distribución. Encontramos que 206 fuentes cumplen los requisitos adoptados de los cinco parámetros de *Gaia*, 146 de ellas son también variables periódicas o presentan exceso de IR o $H\alpha$.

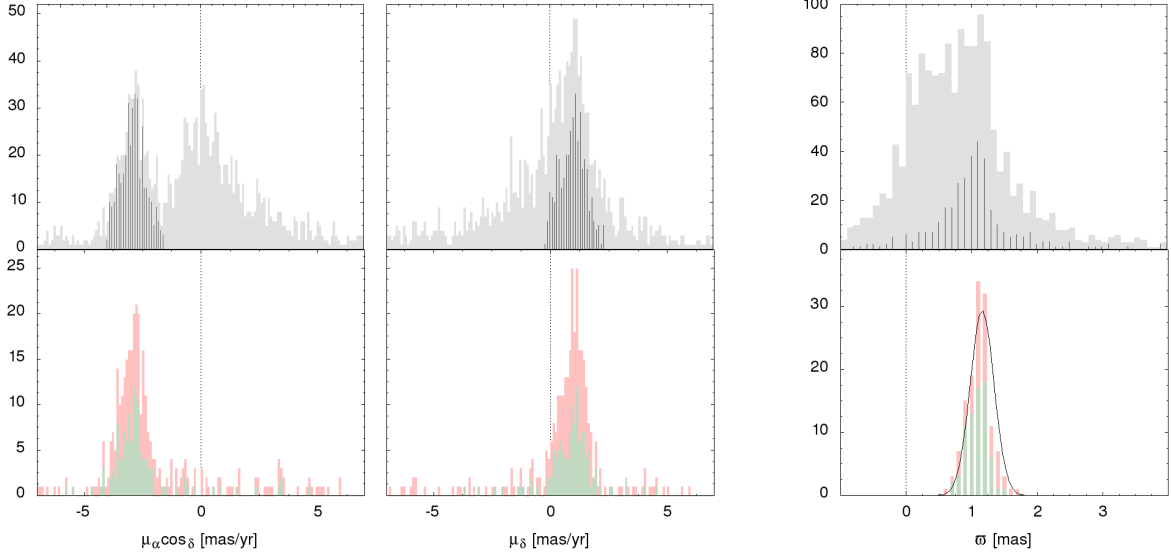


Figura 3.7: Candidatos a miembros del cúmulo a partir de los parámetros obtenidos con *Gaia*. **Superior:** Histogramas de los 1600 objetos LCOGT con los 5 parámetros obtenidos de EDR3. El panel de la izquierda corresponde a $\mu_{\alpha}\cos(\delta)$, donde los objetos con $\mu_{\alpha}\cos(\delta) = -2.75 \pm 1.25$ mas años⁻¹ se muestran en gris oscuro. El panel central corresponde a μ_{δ} , los objetos con $\mu_{\delta} = 1.15 \pm 1.25$ mas años⁻¹ se muestran en gris oscuro. El panel derecho corresponde a los datos con paralaje, donde los de color gris oscuro son los objetos restringidos por los límites de movimiento propio indicados anteriormente. **Inferior:** Los mismos datos que en la parte superior, pero limitados a las fuentes periódicas (verde) y no periódicas con exceso de IR o H α (barras rojas apiladas). El panel de la derecha muestra el ϖ con la restricción adicional de que los errores de ϖ sean $< 20\%$.

3.4.4. Diagrama color–magnitud e isócrona

Otro criterio de pertenencia es la selección de fuentes fotométricas que caen sobre la isócrona que representa la ZAMS del cúmulo Mon R2. Para poder determinar este criterio, generamos el diagrama color–magnitud $i - y$ vs. i utilizando los datos de *PS1* y situamos la ZAMS correspondiente (considerando el módulo de distancia y el enrojecimiento medio del cúmulo).

Seleccionamos los datos fotométricos en las bandas i e y de DR2 y DR1 (dando prioridad a DR2). Cruzamos 3078 fuentes de LCOGT con datos i e y de PS1 con errores bien definidos en DR2 y DR1. Estas fuentes tienen $10.6 < i < 23.1$ mag y $10.7 < y < 20.9$ mag. Analizamos distintas combinaciones de bandas para construir el diagrama color–magnitud y encontramos que el $i - y$ contra i es el menos afectado por el enrojecimiento (ver la Sec. 4.2.5.2).

Por otro lado, utilizamos las isócronas de la web de la Universidad de Lyon de Phoenix⁶. Usamos el modelo BT-Settl de 2015 con $[M/H] = 0.0$ y fotometría AB consistente con PS1. El modelo BT-Settl incluye estrellas de baja masa hasta el límite de quema de hidrógeno y acopla de forma consistente atmósfera y estructura interior. BT-Settl presenta $T_{\text{eff}} = 15000$ a 1500 K y una edad de presecuencia a partir de 1 Ma (Allard, 2016; Baraffe et al., 2015). Seleccionamos cuatro isócronas, 1, 3, 10 Ma y la ZAMS, y las desplazamos por $m - M = 9.58$ (ver 4.2.5.1), $A_i = 1.2$ mag, y $E(r - i) = 0.41$ mag (ver 4.2.5.2). En la Fig. 3.8 mostramos el diagrama $i - y$ vs. i con todos los datos recogidos y las isócronas. Encontramos que 1269 objetos con fotometría en *PS1* se encuentran por encima de la isócrona ZAMS. Esta muestra debe tomarse con precaución ya que contiene varias fuentes con un único criterio de pertenencia. Además, esta muestra podría estar contaminada por objetos binarios (Hurley & Tout, 1998). También mostramos las posiciones de los candidatos a miembros de *Gaia*, variables periódicas y estrellas con indicadores de presencia de disco. Sus posiciones indican claramente la

⁶<https://phoenix.ens-lyon.fr/Grids/BT-Settl/>

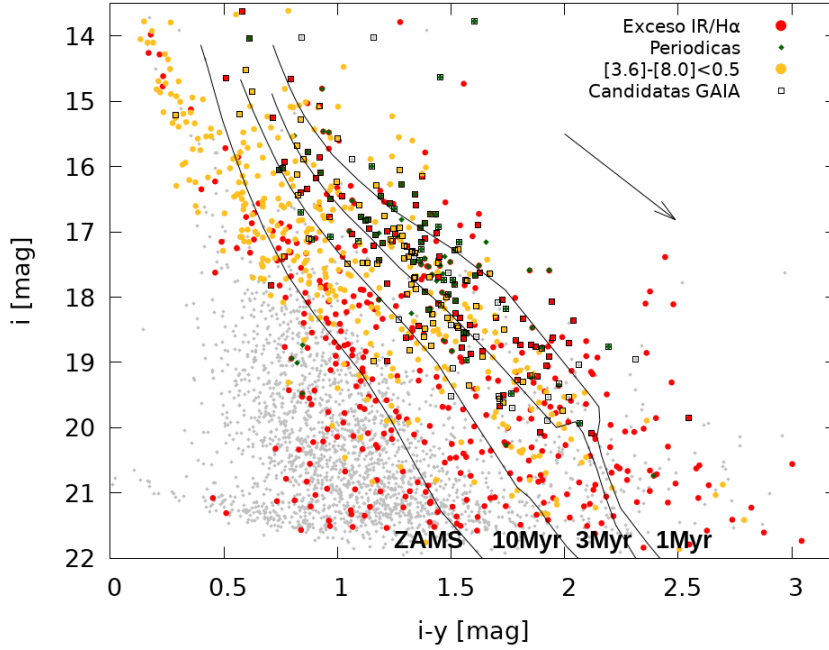


Figura 3.8: Diagrama color–magnitud de las fuentes de Mon R2 con fotometría en *PS1* (puntos grises). Se presentan superpuestas las isócronas de 1, 3, 10 Myr y ZAMS (ver texto). Nótese como las candidatas como miembros *Gaia* y las variables periódicas se concentran alrededor de la isócrona de 3 Myr.

juventud del cúmulo. Por otro lado, los datos obtenidos del catálogo de *Spitzer* corresponden a objetos galácticos (*irac_obstype*=0). Sin embargo, hemos realizado una inspección visual de los posibles objetos extragalácticos, descartando 10 fuentes extendidas y alrededor de 50 fuentes que no aparecen en la super imagen obtenida en la banda *I*. El resto de las fuentes tienen alta posibilidad de ser estrellas de campo o miembros del cúmulo de baja masa.

En la Tabla 3.1, mostramos los candidatos a miembros de Mon R2 distinguiendo las diferentes banderas/criterios, por ejemplo, variable periódica, estrella con exceso de IR o $H\alpha$, y los 5 parámetros de *Gaia* y en la Tabla 3.2 se muestra un resumen de los criterios de membresía. Además, proporcionamos el periodo de las variaciones fotométricas, el tipo espectral y la presencia de la emisión de la línea $H\alpha$ (y en algunos casos el triplete de $Ca II$ en emisión). Finalmente, obtuvimos 1439 miembros candidatos con al menos un criterio y 33 objetos cumplen cuatro criterios simultáneamente. Además, sólo una estrella con variabilidad no cumple los criterios de pertenencia, aunque esto puede deberse a información insuficiente, es decir, falta de datos en *Spitzer* y/o *Gaia* (fuente con ID=4579).

Tabla 3.1: Estrellas candidatas a ser miembros de Mon R2. Mostramos algunas líneas de la tabla, la tabla completa se puede consultar electrónicamente (Orcajo et al., 2023)

Id	RA	DEC	V_tipo	P(días)	Potencia	H α	TE	Disco	Zams	Gaia
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
5875	06:07:17.83	-06:31:19.88	1	4.922	576	Ha	M0	1	1	1
5352	06:07:45.17	-06:29:32.02	0	-	181	Ha	M4	0	1	1
5346	06:07:45.53	-06:29:31.12	1	7.656	276	-	-	1	1	1
4479	06:07:15.74	-06:25:25.75	1	0.94	188	Ha	M5	1	1	1
4505	06:08:04.65	-06:25:24.74	1	8.893	248	-	-	1	1	1
2794	06:07:44.56	-06:19:56.67	0	-	12	-	-	-	1	1
2799	06:07:51.54	-06:19:56.24	0	-	30	-	-	0	1	1
6322	06:07:40.16	-06:32:48.91	0	-	61	-	-	0	1	0
6323	06:07:49.11	-06:32:47.97	0	-	57	Ha-	Early	0	1	0
238	06:08:26.95	-06:10:07.86	0	-	34	-	-	1	-	0
229	06:08:15.41	-06:10:07.10	0	-	27	-	-	-	1	0
208	06:07:34.61	-06:10:06.81	0	-	21	-	-	0	1	0

(1) Número de identificación interna. (2) Ascensión recta y (3) declinación para el Equinoccio J2000. (4) Tipo de variabilidad: 1=periódica, 2=posible periódica, 3=binaria y 4=otra variabilidad. (5) Periodo en días. (6) Pico de la potencia máxima del periodograma. (7) presencia de la línea espectral H α en emisión (Ha), en absorción (Ha-) y “HaCa” es la presencia de las líneas de H α y CaII en emisión. (8) Tipo espectral. (9) Exceso IR o H α (1=exceso, 0=sin exceso). (10) Objeto sobre la ZAMS según el índice de color $i - y$ de *PS1* (1=si, 0=no). (11) Candidata a miembro de acuerdo a los parámetros obtenidos con *Gaia* (1=si, 0=no). El símbolo “-” representa que no hay suficientes datos para determinar ese criterio.

Tabla 3.2: Resumen de los criterios de membresía para el cúmulo Mon R2.

Criterio	Descripción	n
Zams	Objetos localizados por encima de la ZAMS.	1267
Gaia	Objetos que cumplen con los 5 parámetros de membresía según los datos de <i>Gaia</i> : α y δ , están definidos por los límites del campo obtenido con LCOGT. Cuadrado de lados $2.5 \text{ mas años}^{-1}$ ($\sim 2.5\sigma$) alrededor del centro cinemático $\mu_\alpha \cos(\delta) = -2.75 \text{ mas años}^{-1}$ y $\mu_\delta = 1.15 \text{ mas años}^{-1}$. ϖ entre 0.888 y 1.42 mas.	206
V_tipo	Objetos que muestran variabilidad periódica de acuerdo a este trabajo	136
Disco	Objetos con exceso IR o H α consistente con la existencia de un disco proto-planetario	515
TE	Estrellas confirmadas espectroscópicamente como tipo M.	133
H α	Presencia de la línea H α en emisión	78

Capítulo 4

Resultados

En este capítulo describimos las características generales de los cúmulos estudiados, NGC 2264 y Mon R2, además mostramos los resultados obtenidos respecto a la rotación estelar, clasificación espectral y la presencia de disco protoplanetario para dar lugar al análisis de la regulación del momento angular debido al disco. Si bien el objetivo principal y original de este trabajo es estudiar la interacción disco-estrella, para el cúmulo Mon R2 la investigación fue mucho más amplia dado que la literatura pública, al momento de hacer este trabajo, contaba con pocos datos relevantes para tal fin, es por ello que hemos caracterizado este cúmulo. Aquí presentamos los resultados de los parámetros fundamentales de Mon R2.

4.1. NGC 2264

NGC 2264 es un cúmulo galáctico joven de la asociación Monoceros OB1, ubicado en el Brazo de Orión de nuestra Galaxia con coordenadas centrales en ICRS (J2000): $\alpha = 06^h40^m52.1^s$ $\delta = +09^\circ52'37''$ y Galácticas (J2000): $l = 202.9407^\circ$ $b = +02.1659^\circ$ ¹. Contiene cientos de estrellas jóvenes embebidas en un gran complejo de nubes moleculares que presentan emisión difusa de H α y extinción interestelar diferencial. La presencia de objetos Herbig-Haro y flujos moleculares confirman la actual formación estelar activa (Dahm & Simon, 2005) y, por tanto, su juventud. Baxter et al. (2009) determinó una distancia de 913 ± 40 pc y derivó una edad de ~ 1.5 Ma. Dahm (2008) muestra otras estimaciones de edades que oscilan entre 1 y 5 Ma. Hasta antes de este trabajo se estimaba que NGC 2264 tenía unos 400 objetos con períodos de rotación conocidos (Affer et al., 2013b; Lamm et al., 2005; Makidon et al., 2004; Venuti et al., 2017) y que unos 200 corresponden a estrellas de tipo espectral M3 o más tardíos en base a sus colores ópticos. Nosotros ampliamos esta lista lo cual detallamos en esta sección.

Este cúmulo lo hemos comenzado a estudiar durante la elaboración de la Tesis de Grado. En esta nueva etapa, revisamos todos los datos, y clasificamos espectralmente los objetos (utilizando los espectros, esta vez, corregidos por contaminación telúrica). A continuación, presentamos los resultados del trabajo realizado sobre NGC 2264 y en el Cap. 5 comparamos los resultados con los de Mon R2 y otros cúmulos de la literatura en materia de regulación por disco. Estos resultados los hemos publicado como Orcajo et al. (2019).

4.1.1. Períodos rotacionales

Siguiendo a CB07, combinamos los 114 períodos de rotación de calidad-1 de Makidon et al. (2004) y los 405 períodos de rotación de Lamm et al. (2005). Para las 74 estrellas en común, adoptamos los períodos de rotación de Lamm et al. (2005), dando como resultado un total de 445 estrellas periódicas. De estas 445 estrellas, 163 tienen períodos de rotación obtenidos de CoRoT por Venuti et al. (2017) y 19 por Affer et al. (2013b), que consideramos más fiables y adoptamos sobre los de Makidon et al. (2004) y Lamm et al. (2005). Sin embargo, observamos que una gran fracción ($> 50\%$) de las estrellas

¹<https://simbad.cds.unistra.fr/simbad/sim-id?Ident=ngc+2264&NbIdent=1&Radius=2&Radius.unit=arcmin&submit=submit+id>

RA (J2000)	DEC (J2000)	Rc (mag)	Ic (mag)	Flujo_3.6 (mJy)	err_3.6 (mJy)	Flujo_4.5 (mJy)	err_4.5 (mJy)	Flujo_5.8 (mJy)	err_5.8 (mJy)	Flujo_8.0 (mJy)	err_8.0 (mJy)	Per (d)	Ref1	ST	Ref2
100.16500	9.29761	16.13	14.91	3.62e+00	4.38e-02	2.33e+00	3.02e-02	1.60e+00	2.27e-02	9.17e-01	2.66e-02	9.66	Mak	M2	1
100.05875	9.34131	13.14	12.64	9.88e+00	1.11e-01	6.23e+00	6.93e-02	3.96e+00	5.07e-02	2.46e+00	3.78e-02	1.292	Ven	Early	1
100.04958	9.35281	15.48	14.40	4.00e+00	1.16e-01	2.37e+00	8.27e-02	1.59e+00	4.66e-02	8.99e-01	3.13e-02	5.423	Ven	M3	1
100.06625	9.35931	16.14	14.89	3.66e+00	5.37e-02	2.59e+00	3.11e-02	1.65e+00	3.25e-02	9.63e-01	2.84e-02	0.643	Ven	M3	1
100.25700	9.38436	19.13	17.10	8.11e-01	1.84e-02	5.31e-01	9.72e-03	3.46e-01	4.59e-02	1.44e-01	2.53e-02	0.29	Lam	M6	1

Tabla 4.1: Estrellas del cúmulo NGC 2264 con periodos obtenidos de la literatura y datos del Cycle-5 de *Spitzer*. Notas: - Ref1: ‘Ven’ indica periodos y fotometría óptica tomada por Venuti et al. (2017), ‘Aff’ periodos y fotometría óptica tomada por Affer et al. (2013b), ‘Lam’ periodos y fotometría óptica tomada por Lamm et al. (2005), ‘Mak’ periodos y fotometría óptica tomada por Makidon et al. (2004). Ref2: 1 indica nuestros tipos espectrales, 2 tipos espectrales tomados por Rebull et al. (2002) y 3 tipos espectrales tomados por Skiff (2014). Los objetos que no son de tipo espectral M, no fueron clasificados y los llamamos “Early” ya que son consistentes con estrellas más tempranas que M. En esta tabla solo mostramos algunas filas de la tabla original para ilustrar su contenido. La versión completa está de forma electrónica (Orcajo et al., 2019)

periódicas identificadas por observaciones terrestres son más débiles que $R \sim 17$ mag y no fueron monitoreadas por CoRoT. La Tabla 4.1 contiene la muestra utilizada para el estudio de NGC 2264.

4.1.2. Discos

Como se detalló en la Sec. 2.4, en un principio los datos necesarios para la determinación de la presencia de disco era insuficiente tanto en cantidad como en profundidad, pero con la obtención de datos más profundos de *Spitzer* se mejoró significativamente la tasa de detección de las estrellas de baja masa, especialmente las de rotación rápida, y por consiguiente, el análisis de detección de disco, como puede notarse en la Fig. 4.1. En particular, de las 445 estrellas periódicas, 439 se detectan (con una relación $S/N > 5$) a $3.6 \mu\text{m}$ y 406 a $8.0 \mu\text{m}$. En total, 404 (90.79%) estrellas periódicas tienen índice de color $[3.6] - [8.0]$ apto para la identificación de disco protoplanetario. Los datos fotométricos de *Spitzer* también aparecen en la Tabla 4.1.

En conclusión, gracias a que los datos de *Spitzer* (PID=50773) son más profundos ya que contamos con nuevos espectros, pudimos encontrar que 77 (42.31%) de las 182 estrellas de baja masa (tipos M3 y más tardías) tienen un disco, mientras que las otras 105 (57.69%) tienen índice de color consistente con fotosferas estelares desnudas (ver Tabla 5.1).

4.1.3. Tipos espectrales

Las secuencias espectrales GN-GMOS y MMT-Hectospec para las estrellas de tipo M se muestran en la Fig. 4.2. Cada secuencia tiene sus propias particularidades debido a las diferencias entre los instrumentos y en el procesamiento de datos. Además, con MMT no hemos observado ningún objeto con tipo espectral M8 o más tardío.

A partir del análisis explicado en la Sec. 3.2, determinamos los tipos espectrales para 321 objetos de MMT y 161 de GN. Entre ambos grupos de datos, encontramos 29 que son coincidentes los cuales sirvieron para encontrar una relación entre ambas muestras y establecer un ajuste en la clasificación espectral realizada. Finalmente, clasificamos 453 estrellas diferentes, de las cuales 365 tienen fotometría de *Spitzer* y son periódicas. Además, 319 son de tipo espectral M. Del resto de la muestra espectral, 3 fueron descartadas por el ruido que presentaban, 85 son estrellas que no pertenecen a la muestra de fuentes periódicas en la cuál se centra el estudio y las 46 restantes presentan tipo espectral más temprano a M pero por la baja resolución no pudimos clasificarlos detalladamente entonces las agrupamos como “Tempranas” aunque presentan características de estrellas G y K.

La muestra de tipos espectrales se incrementó al agregar 32 espectros obtenidos de la literatura proporcionados por Rebull et al. (2002) y 30 por Skiff (2014), 14 y 20 respectivamente corresponden a estrellas de tipo M periódicas y con datos de *Spitzer*. Por lo tanto, utilizamos 353 estrellas de tipo M para este estudio, de las cuales 171 son de tipo espectral M0 a M2 y 182 de M3 a M8.

Para los objetos de tipo M, encontramos 98 tipos espectrales coincidentes entre Rebull et al. (2002) y los nuestros, 83 de los cuales coinciden dentro del error de un subtipo espectral. Del mismo modo,

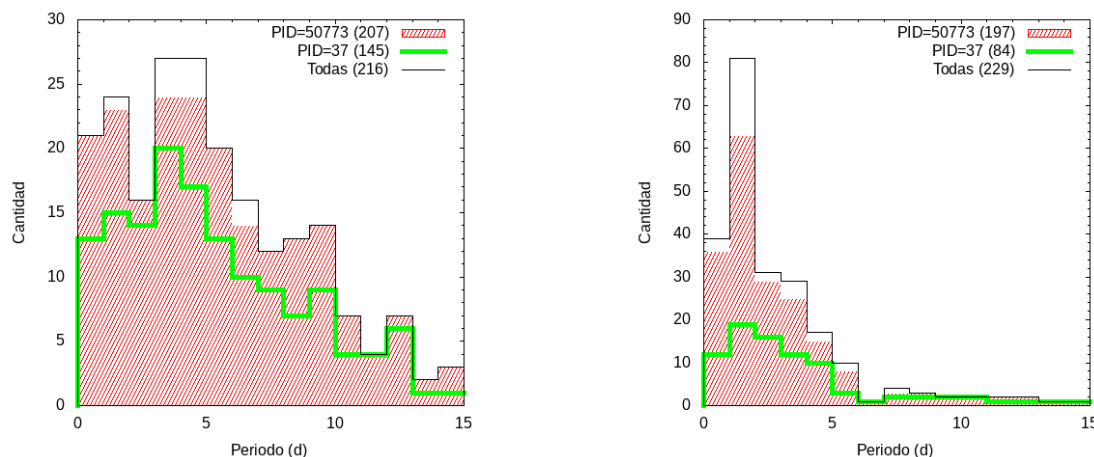


Figura 4.1: Histogramas de estrellas periódicas con y sin fotometría en 3.6 y 8.0 μm de *Spitzer*. Incluye los datos de antes (PID = 37) y después (PID = 50773) del Cycle-5. **Panel izquierdo:** tipos espectrales de K5 a M2. **Panel derecho:** tipos espectrales de M3 a M8. Siguiendo a CB07, las estrellas K5 a M2 y M3 a M8 se discriminan por su índice de color $R-I$, siendo los más tempranos inferiores a 1.3 mag y los más tardíos superiores al mismo valor. Las tres líneas diferentes representan todas las estrellas periódicas (línea negra), las estrellas detectadas por el programa *Spitzer* 50773 (rojo relleno) y el programa *Spitzer* 37 (línea verde). Los datos de *Spitzer* del programa 37 sólo detectaron una pequeña fracción de estrellas de baja masa y estaban fuertemente sesgados contra los rotadores rápidos. Este sesgo se elimina en su mayor parte con los datos más profundos del programa 50773 de *Spitzer*.

67 estrellas tienen una clasificación tanto nuestra como de Skiff (2014). Encontramos que 54 de ellas también coinciden dentro de un subtipo espectral. Por tanto, concluimos que las tres clasificaciones espectrales son compatibles dentro de las incertidumbres. En la Fig. 4.3, mostramos la distribución de magnitudes en la banda R para las estrellas periódicas e indicamos la muestra de estrellas con tipos espectrales conocidos antes y después de nuestra clasificación espectral con MMT y GN (panel izquierdo). También mostramos la distribución de los tipos espectrales, incluyendo los valores de la literatura y nuestros resultados (panel derecho).

Estas cifras presentan un aumento significativo (en un factor mayor a 2.6 respecto a la literatura) de la muestra de estrellas de baja masa clasificadas espectralmente, que son los objetos clave para este trabajo. Estos tipos espectrales se muestran en la columna 15 de la Tabla 4.1 y se enumeran en la Tabla 4.3 junto con los espectros encontrados en Mon R2. Los tipos espectrales de 85 objetos que no forman parte de la muestra periódica (normalmente objetos brillantes a los que se les asignaron fibras o máscaras no utilizadas) se enumeran en la Tabla B.1 del Apéndice.

4.1.4. Análisis

La caracterización espectral, la identificación de disco protoplanetario y la detección de periodos rotacionales comentadas anteriormente nos permiten poner a prueba el paradigma de la regulación por disco en el régimen de baja masa (tipos espectrales M). Este estudio se hace por primera vez para el rango tardío del tipo espectral M, es decir, de M3 en adelante, para el cúmulo NGC 2264.

En el panel izquierdo de la Fig. 4.4, mostramos la distribución de las estrellas de baja masa con y sin disco en función de sus periodos, utilizando el criterio de identificación de disco discutido anteriormente ($[3.6] - [8.0] > 0.5$), para NGC 2264. Encontramos que la distribución de las estrellas sin disco está desplazada hacia periodos más cortos con respecto a la de las estrellas con disco. En particular, las estrellas sin disco tienen periodos con promedio y mediana de 2.72 y 1.56 días, respectivamente, mientras que los objetos con disco tienen periodos con promedio y mediana de 3.85 y 2.38 días. Para cuantificar la importancia de estas diferencias, realizamos una prueba de dos muestras de Kolmogorov-Smirnov (KS) y descubrimos que la desviación máxima en las distribuciones acumulativas normalizadas, d , es de 0.31, mientras que sólo hay una probabilidad $p=1.8\text{E-}4$ de que ambas distribuciones se extraigan de la misma distribución. Utilizando el criterio de identificación de discos ligeramente más conservador

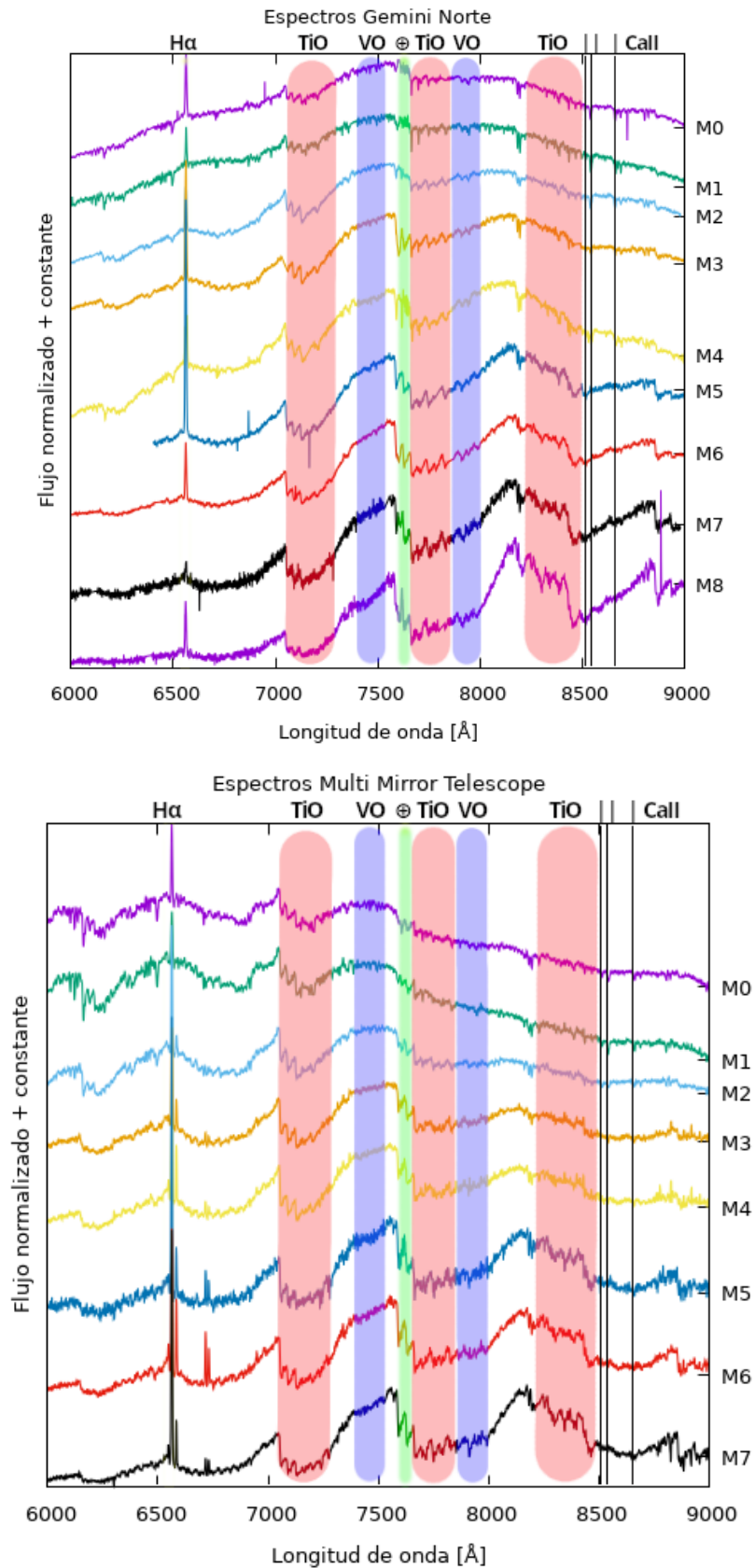


Figura 4.2: Nuestra secuencia espectral desde M0 hasta M8 obtenida a partir de los datos de GN y MMT. Las diferencias en la forma de los espectros entre GN y MMT se deben al procesamiento de los mismos y a las características de cada instrumento. Estos espectros están normalizados y se le han sustraído los efectos de la atmósfera terrestre. Las bandas resaltadas en rojo y azul son las que se utilizaron principalmente para la clasificación espectral.

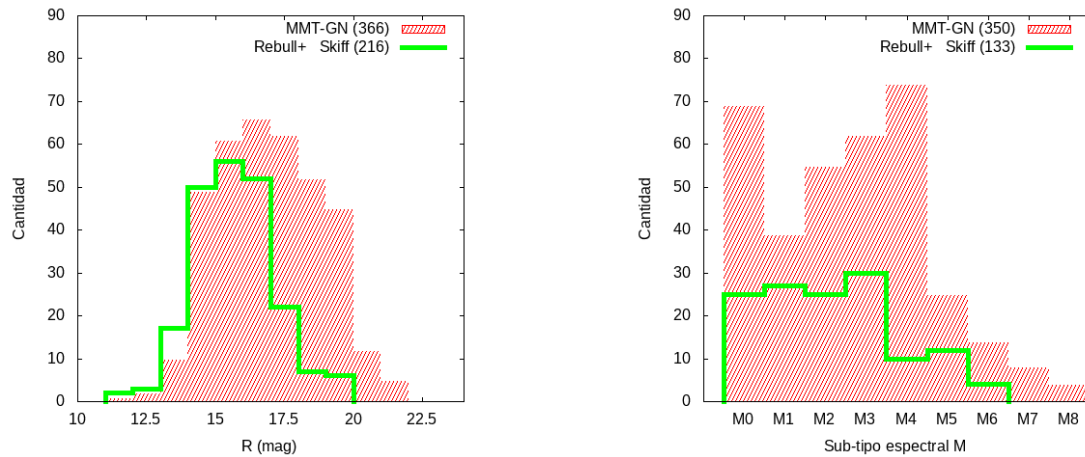


Figura 4.3: Distribuciones de los tipos espectrales clasificados por nosotros y los encontrados en la literatura. **Panel izquierdo:** distribución respecto a la banda R en magnitudes. **Panel derecho:** distribución según el subtipo espectral.

adoptado por CB07 ($[3.6] - [8.0] > 0.7$), encontramos estadísticas similares para la prueba KS ($d = 0.35$ y $p = 2.4E-5$).

En la Fig. 4.5 (paneles superiores), representamos las estrellas de baja masa divididas en dos submuestras: objetos con subtipos espectrales M3 y M4 (panel izquierdo), y objetos con subtipos espectrales M5 a M8 (panel derecho). A pesar de esta separación, se sigue notando la tendencia a que las estrellas sin disco tiendan a rotar más rápido que las que aún lo conservan. También representamos el índice de color $[3.6] - [8.0]$ en función del periodo (paneles inferiores) para ambos regímenes de masa. A pesar del menor tamaño de la muestra, los resultados de las pruebas KS siguen siendo significativos incluso para los últimos subtipos espectrales considerados (estrellas M5 a M8, $d = 0.59$ y $p = 1.6E-4$). Además, se observa que las estrellas de tipo espectral más tardío tienden a tener períodos más cortos que los objetos de mayor masa. Mostrando evidencia que existe no solo una dependencia del momento angular con el disco protoplanetario, sino también con la masa.

Para completar, también realizamos el análisis de las estrellas de “alta masa” utilizando las estrellas identificadas espectralmente como M2 y más tempranas para confirmar los resultados presentados por CB07. En el panel derecho de la Fig. 4.4, mostramos la distribución de los periodos de las estrellas de “alta masa” con y sin disco y confirmamos que las estrellas con disco tienen una distribución relativamente plana entre 1 y 15 días, mientras que las estrellas sin disco tienden a tener periodos más cortos que ~ 5 días. La prueba KS proporciona los siguientes valores estadísticos $d = 0.22$ y $p = 0.04$. En la Tabla 4.2, presentamos los valores estadísticos de todas las pruebas KS para las diferentes submuestras utilizando los índices de color $[3.6] - [8.0] > 0.5$ y $[3.6] - [8.0] > 0.7$ como criterios de identificación de disco. En general, encontramos que **las estrellas que ya han perdido su disco giran significativamente más rápido que las estrellas que aún lo conservan**, como se espera del paradigma de regulación por discos.

Estos resultados representan la evidencia más clara hasta la fecha de que las estrellas de baja masa con discos rotan más lentamente que las estrellas que ya han perdido su disco. Sin embargo, la distribución general de periodos en este régimen se caracteriza por rotadores rápidos, con un pico de ~ 2 días y pocas estrellas con periodos de rotación superiores a ~ 5 días. Varias estrellas se acercan incluso al límite de ruptura (donde la fuerza centrífuga es igual a la gravedad), que para las estrellas PMS corresponde a períodos de rotación de ~ 0.1 a 0.2 días (Bouvier et al., 2014).

4.2. Mon R2

Mon R2 es un cúmulo abierto joven que está compuesto por nebulosas oscuras y también de reflexión, regiones HII y flujos moleculares (Carpenter & Hodapp, 2008). Está localizada en el tercer cuadrante de nuestra Vía Láctea, con coordenadas ICRS (J2000): $\alpha = 06^h 07^m 47.58^s$ $\delta = -06^\circ 22' 42.6''$

Muestra	criterio de disco ^a	tamaño de la muestra (disco/no-disco)	d	p
M2 y tempranas	0.5	54, 117	0.22	2.4E-2
M3 y tardías	0.5	77, 105	0.31	1.8E-4
M3 y M4	0.5	52, 81	0.27	1.2E-2
M5 y tardías	0.5	25, 24	0.59	1.6E-4
M2 y tempranas	0.7	46, 125	0.22	6.3E-2
M3 y tardías	0.7	69, 113	0.35	2.4E-5
M3 y M4	0.7	46, 87	0.36	1.1E-3
M5 y tardías	0.7	23, 26	0.59	1.9E-4

Tabla 4.2: Estadística KS para diferentes muestras en NGC 2264. *a*: el criterio de disco corresponde al límite de color [3.6] – [8.0] usado como identificador de disco.

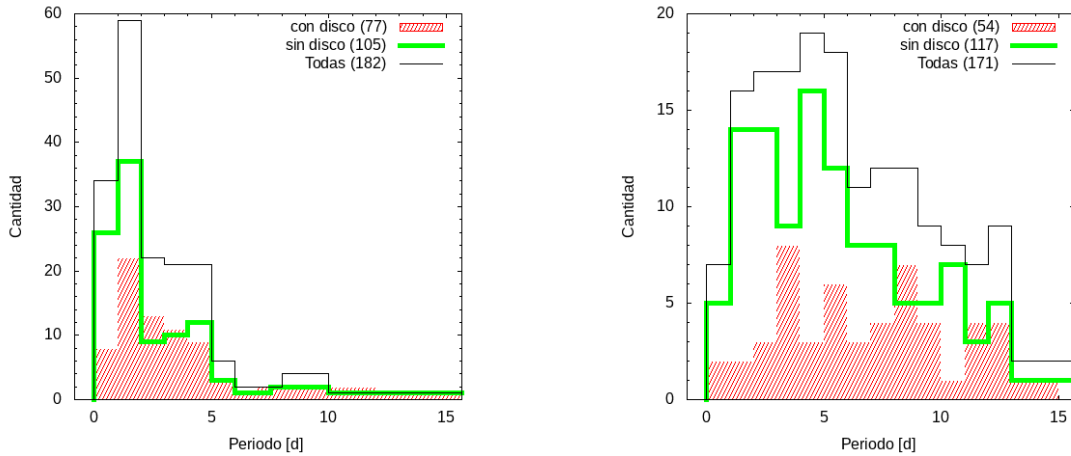


Figura 4.4: **Panel izquierdo:** Resultados para estrellas de baja masa en NGC 2264. Las distribuciones de periodos para estrellas de baja masa con y sin disco utilizando [3.6]-[8.0] > 0.5 como criterio de identificación de disco. Las tres líneas diferentes representan todas las estrellas (línea negra fina), las estrellas con disco (línea roja rellena) y las estrellas sin disco (línea verde gruesa). La distribución del periodo de las estrellas de baja masa sin disco se desplaza hacia periodos más cortos. Estas distribuciones son significativamente diferentes ($p = 1.8E - 4$, prueba de dos muestras de KS). Este resultado sugiere que las estrellas sin disco son libres de girar más rápido que las estrellas con disco. **Panel derecho:** Histograma de periodos para estrellas de tipo espectral M2 y más tempranas confirmando los resultados de CB07.

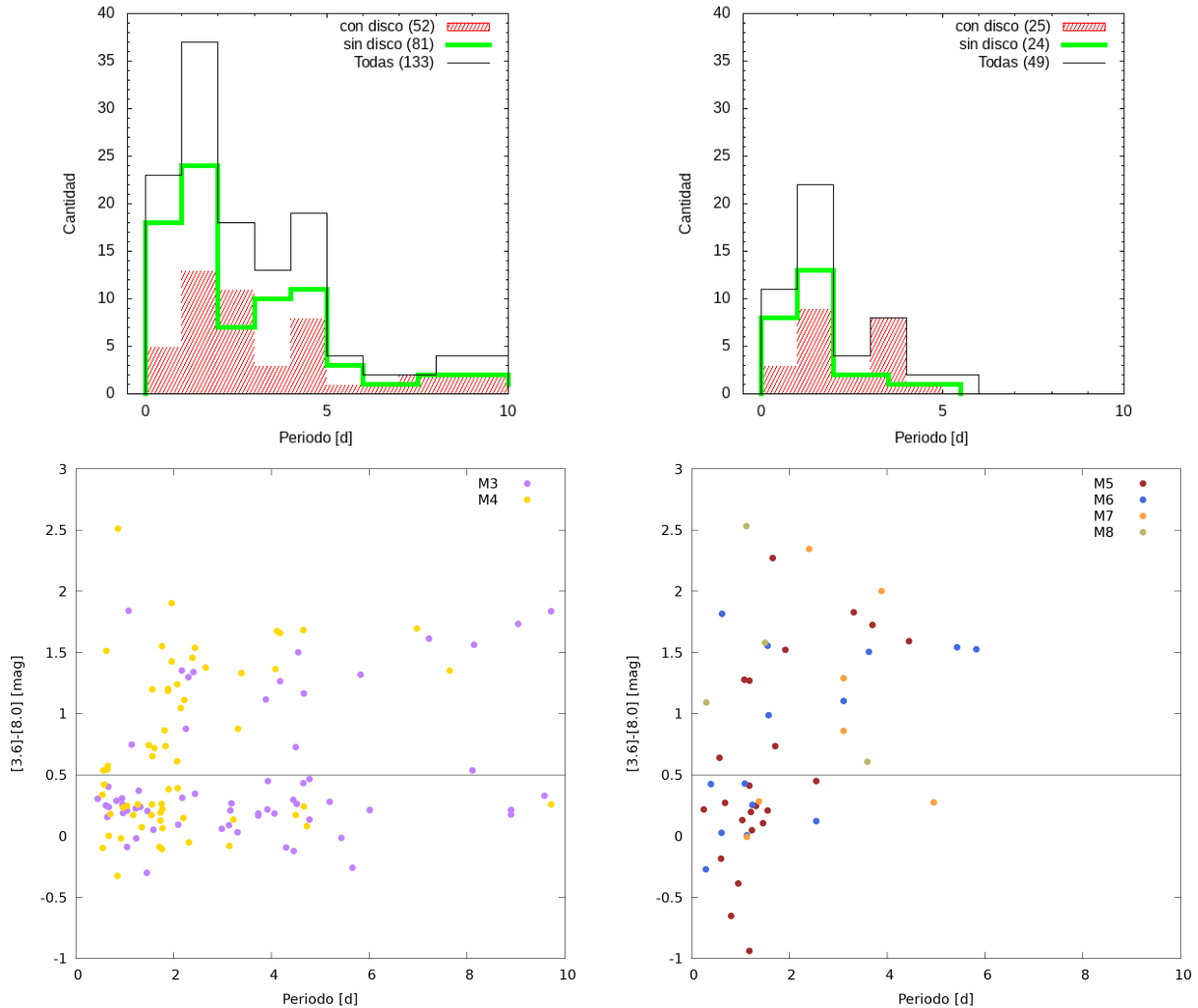


Figura 4.5: Histogramas de periodos y diagramas color–periodo para NGC 2264. **Panel superior izquierdo:** Histograma de periodos para estrellas M3 y M4 con (52 estrellas) y sin (81 estrellas) disco. Las tres líneas diferentes representan todas las estrellas (línea negra fina), las estrellas con disco (línea roja rellena) y las estrellas sin disco (línea verde gruesa). La distribución del periodo para las estrellas M3 y M4 se concentra en periodos cortos ($p < 5$ d) pero se extiende hasta 10 días. **Panel superior derecho:** El mismo histograma de periodos pero para estrellas de subtipo M5 y más tardías con (25) y sin (24) disco. La distribución del periodo para las estrellas M5 y más tardías se restringe a $p < 5$ d. Estas estrellas son débiles, lo que dificulta su detección en longitudes de onda de *Spitzer*. **Panel inferior:** índice de color [3.6]-[8.0] en función del periodo para ambos regímenes de masa. Las estrellas están diferenciadas por colores según el subtipo espectral. Las figuras muestran que las dependencias disco–periodo y disco–masa estelar se extienden a toda la muestra.

y Galácticas (J2000): $l = 213.70081^\circ$ $b = -12.59623^\circ$. Se estima una distancia de 830 ± 50 pc y una edad de 6 – 10 Ma (Herbst & Racine, 1976), aunque en este estudio hemos encontrado indicios de que es más joven (entre 3 y 4 Ma).

La estructura y composición de esta región compleja ha sido estudiada en distintas longitudes de onda tales como rayos X, IR, y radio (e.g. Lombardi et al., 2011; Rayner et al., 2017; Sokol et al., 2019). Además, contiene estrellas de tipo espectral B que iluminan las regiones HII y la cáscara infrarroja del centro (Kohno et al., 2001). Las regiones moleculares densas centrales, muestran estructuras en forma de arco que rodean las regiones HII compuestas por tres grumos, y un cúmulo infrarrojo (Choi et al., 2000). Carpenter & Hodapp (2008) describe a Mon R2 en detalle y concluye que es muy joven y es un sitio de formación estelar complejo.

Por otro lado, Carpenter et al. (1997) estudian la región central fotométricamente y los espectros de 34 estrellas. Obtienen un límite inferior de ~ 475 miembros del cúmulo con un límite en la banda K de 17.4 mag. Andersen et al. (2006) encuentran que el $27 \pm 9\%$ de las estrellas con masa estimada entre 0.1 a $1.0 M_\odot$ presentan exceso NIR indicando la presencia de disco protoplanetario. Sin embargo, la población (sub)estelar de baja masa en Mon R2 sigue sin ser estudiada y caracterizada en detalle.

Debido al poco estudio estelar en esta región y para contribuir con el entendimiento y conocimiento de los cúmulos abiertos jóvenes del vecindario solar, hemos realizado un estudio fotométrico y espectroscópico para caracterizar Mon R2 utilizando los últimos catálogos disponibles y nuevos datos observacionales. Al ser este cúmulo muy poco estudiado en este sentido, el trabajo de doctorado ha sido ampliado hacia técnicas de caracterización de cúmulos abiertos. A continuación presentamos los resultados obtenidos sobre este cúmulo el cual forma parte del trabajo que actualmente está en referato en la revista internacional *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

4.2.1. Períodos rotacionales

El trabajo fotométrico realizado con LCOGT nos permitió encontrar los periodos rotacionales de 141 estrellas a partir de sus curvas de luz (CL) y del análisis de variabilidad ya presentado anteriormente Sec. 3.1. En la Fig. 4.6 mostramos una imagen en falso color que obtuvimos a partir de las observaciones con LCOGT con las bandas I , R y banda angosta $H\alpha$. Notamos la presencia de gas que emite principalmente en $H\alpha$, la sobredensidad central, las componentes brillantes embebidas, etc.

4.2.1.1. Clasificación de variables

A partir del análisis de las curvas de luz de nuestra muestra de estrellas variables, clasificamos estas fuentes en las siguientes categorías:

- **Periódicas:** CL con una señal periódica robusta, por ejemplo, potencia máxima ≥ 70 e inspección visual (136 fuentes).
- **Posible:** CL con señal periódica marginal, por ejemplo, potencia máxima ~ 70 y CL convincente según inspección visual (12).
- **Binaria:** potencia máxima ≥ 70 y CL con uno o más caídas abruptas en magnitud consistentes con eclipses binarios (14).
- **Otras:** potencia máxima ≥ 70 pero CL no periódica o con periodos mayores a la muestra temporal (64).

Separamos las estrellas periódicas en tres grupos según su amplitud en: más de 0.1 mag (Fig. B.1, Fig. B.2 y Fig. B.3), de 0.05 a 0.1 mag (Fig. B.4, Fig. B.5 y Fig. B.6), y menor de 0.05 mag (Fig. B.7). Mostramos las CL de posibles estrellas periódicas en la Fig. B.8. Por una cuestión de orden, solo mostramos un ejemplo de CL periódicas en el cuerpo de la Tesis (Fig. 4.7) y el resto tanto de variables periódicas como otros tipos de variabilidad las mostramos en el Apéndice. Además, en la Fig. 4.8

²<https://simbad.cds.unistra.fr/simbad/sim-id?Ident=mon+r2&NbIdent=1&Radius=2&Radius.unit=arcmin&submit=submit+id>



Figura 4.6: Imagen del cúmulo abierto joven Mon R2 basada en las bandas I (azul), R (verde) y en banda angosta $H\alpha$ (rojo) con los datos tomados con el instrumento Sinistro utilizado en los telescopios de 1-m del LCOGT.

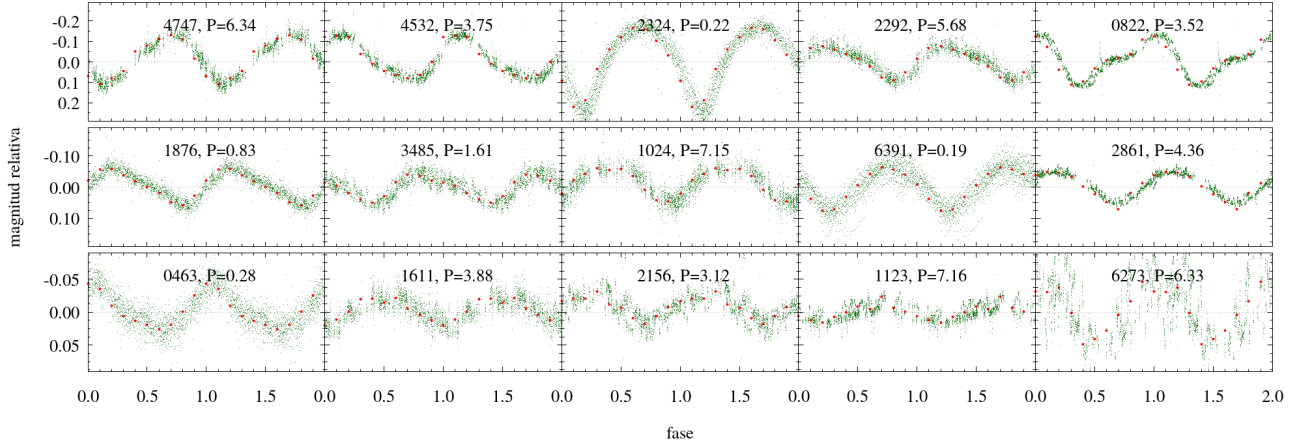


Figura 4.7: Algunas curvas de luz de estrellas periódicas con tres amplitudes distintas: mayor a 0.1 fila superior, entre 0.05 y 0.1 fila central y menor a 0.05 fila inferior. El resto se puede apreciar en el Apéndice.

comparamos tres estrellas no variables con tres estrellas periódicas para tres magnitudes diferentes una brillante (<15 mag), otra con magnitud media (entre 16 y 17 mag) y otra débil (>19 mag). Con esto queremos dar una muestra comparativa de la precisión con la que detectamos señales periódicas en referencia a los errores, teniendo en cuenta que estos son mayores a medida que aumenta la magnitud. Este estudio presenta una alta sensibilidad fotométrica que nos permite encontrar variabilidad en fuentes débiles (>19 mag).

Como puede verse en nuestra clasificación, a parte de variables periódicas, hemos encontrado otros tipos de variabilidad. Algunas de estas CL presentan caídas abruptas en magnitud las cuales podemos interpretar como eclipses u ocultaciones, por ejemplo debido al material circunestelar. Diez de ellas muestran varios eventos de este tipo durante el periodo de observación y cuatro estrellas un solo oscurecimiento. Estas CL se pueden ver en la Fig. B.10 y en Fig. B.9 respectivamente. Otras fuentes, en cambio, muestran variaciones fotométricas irregulares, esto se aprecia claramente en la Fig. B.11. Estas irregularidades pueden deberse a eventos de acreción o de actividad estelar.

Como el objetivo de este trabajo no es la clasificación de variabilidad estelar, no hemos ahondado en este tema pero nos pareció muy importante poder publicar estos resultados. Sin embargo, las morfologías encontradas en nuestra muestra son variadas y similares a las descritas por otros autores, como Cody & Hillenbrand (2018); Cody et al. (2014); Hillenbrand et al. (2022); Venuti et al. (2017). Ellos clasificaron sus estrellas variables en función de dos parámetros: la estocasticidad (o alternativamente, la periodicidad) que denominaron cuasiperiodicidad (Q), y el grado de asimetría de flujo denominado asimetría de flujo (M). Ciertamente, esta clasificación comienza con las estrellas puramente periódicas debido a la presencia de manchas estelares. Pero hay objetos multiperiodicos posiblemente debido a la combinación de manchas estelares presentes en parejas de estrellas binarias. Además, hay objetos de larga escala temporal que presentan una variabilidad en escalas de tiempo superiores a 25 días. Otros tipos de variabilidad que presentan asimetría podrían deberse a la combinación de la periodicidad de las manchas con cambios no periódicos de mayor duración o a una variabilidad inestable ciclo a ciclo, son las cuasiperiódicas simétricas (QPS). La variable cuasiperiódica dipper (QPD) presenta una variabilidad debida a la ocultación estelar por el material circunestelar. También existen las variables aperiódicas dipper (APD). Por otro lado, las variables Burster (B) corresponden a objetos con estallidos de acreción erráticos pero discretos. Por último, las variables Estocásticas (S) presentan patrones de variabilidad no repetitivos con oscilaciones relativamente simétricas alrededor de un brillo medio. Recomendamos la lectura del trabajo de Hillenbrand et al. (2022) para más detalles.

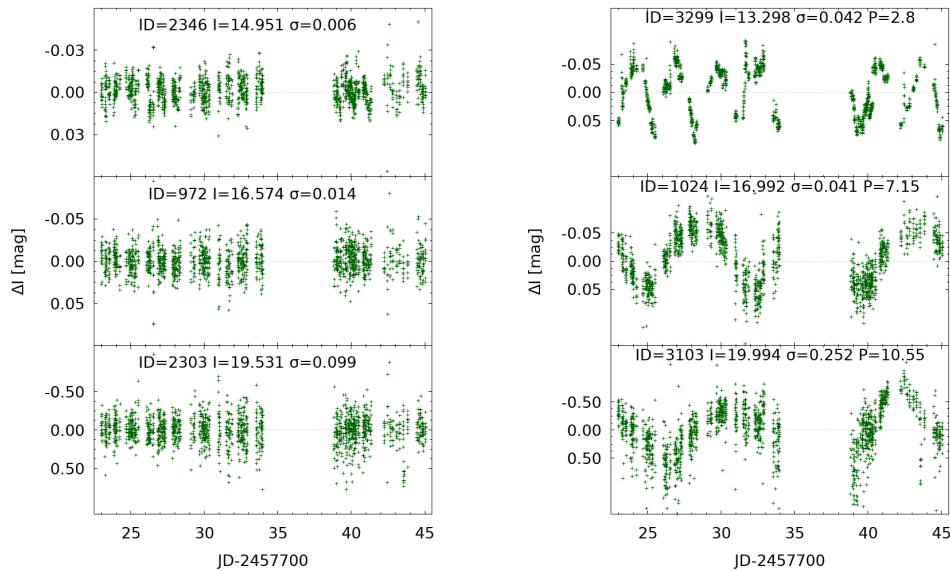


Figura 4.8: Curvas de luz de estrellas no variables (izquierda) y estrellas periódicas (derecha) con magnitudes similares. Estas magnitudes se encuentran a los extremos fotométricos de la muestra y al centro. Podemos comparar los errores en cada rango de magnitud y apreciar la amplitud de la variabilidad.

4.2.2. Discos

El análisis de los datos obtenidos de *Spitzer*, sumado a los de G9 y K12, nos dejaron 563 objetos con presencia de disco protoplanetario en base al índice de color $[3.6] - [8.0] > 0.5$ mag. Gracias a la fotometría realizada con LCOGT, pudimos agregar a la lista 20 objetos más con presencia de disco en base al índice de color $(R - H_{\alpha}) + 3.15 > 0.25$ mag, si bien el criterio es diferente al anterior, a partir de la comparación de datos, pudimos determinar que es un criterio conservador y aceptable para este estudio. Finalmente, de la muestra periódica, 63 (46.32 %) presentan disco y 42 (30.88 %) ya lo perdieron.

4.2.3. Tipos espectrales

De los 12 campos de GMOS, obtuvimos 297 espectros, 229 de los cuales tenían una relación S/N suficiente para la clasificación de los espectros. De estos 229 objetos, 141 tienen espectros que corresponden a estrellas de tipo M, donde 59 tienen subtipo espectral M2 o más tempranos, y 82 de M3 a M9. En la Fig. 4.9 mostramos la secuencia espectroscópica de los subtipos espectrales M obtenidos con GS-GMOS. El resto son probablemente de tipo K (ver Fig. 4.10) o, incluso, más tempranos, aunque no los clasificamos subspectralmente ya que este rango espectral y resolución no lo permitieron. Probablemente algunos de estos objetos sean del campo y no del cúmulo por su ubicación en el diagrama color–magnitud. Encontramos que 178 de las 229 fuentes tienen datos *Spitzer*, y 86 son variables. En la Tabla 4.3, resumimos el número de estrellas clasificadas utilizando nuestros datos GMOS. La muestra no ha podido ser ampliada ya que no hemos encontrado ninguna clasificación espectral útil en la literatura.

4.2.4. Análisis

En el contexto de nuestro estudio sobre el cúmulo Mon R2, investigamos el frenado del disco seleccionando las estrellas periódicas para las que se puede establecer la presencia o no de un disco protoplanetario utilizando los datos IR o H_{α} discutidos anteriormente. Así, realizamos nuestro análisis con 101 fuentes (62 de ellas con disco y 39 objetos sin disco). Tuvimos que eliminar de la muestra, 4 fuentes que presentan periodos de rotación muy cortos los cuales se acercan al límite de la velocidad

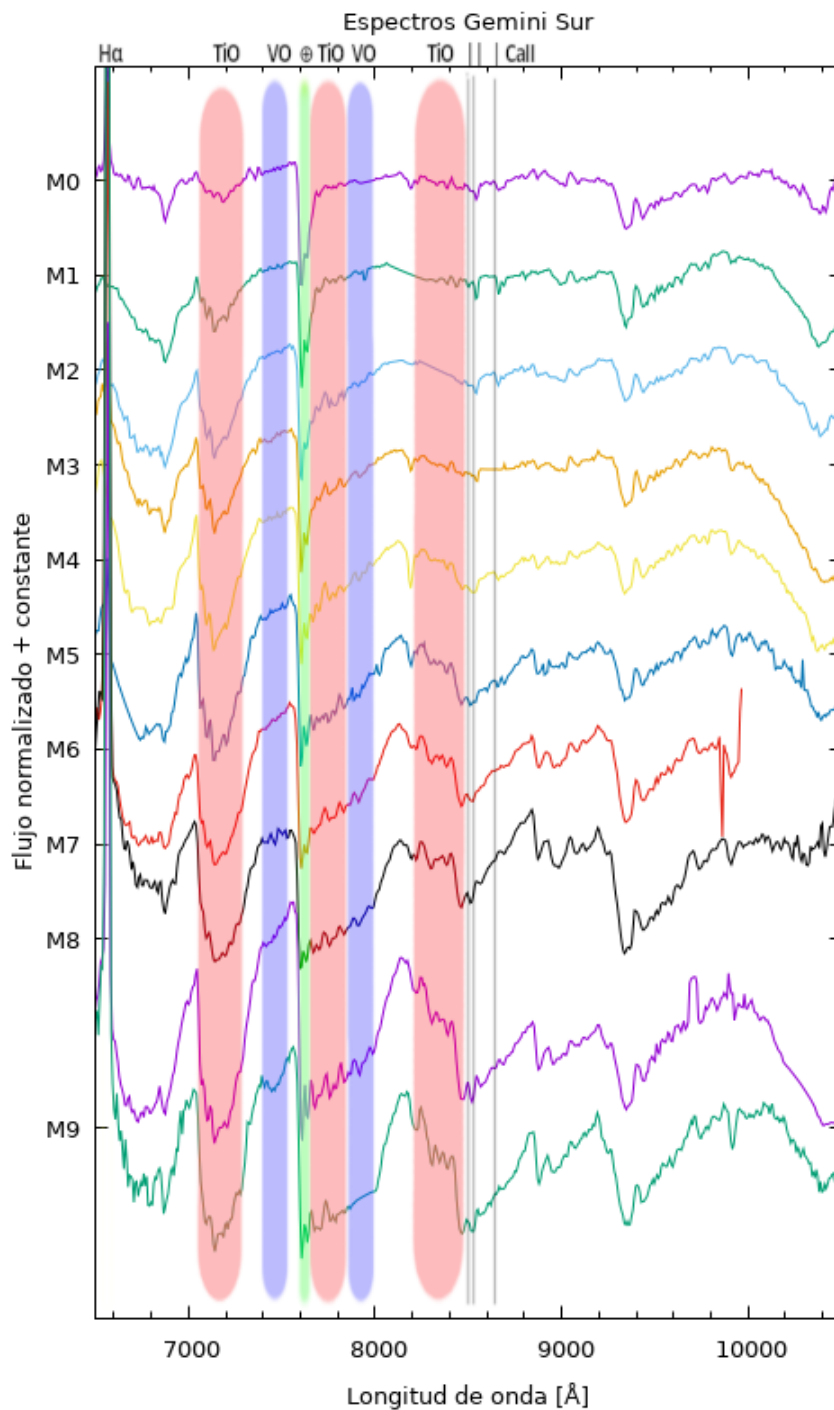


Figura 4.9: Secuencia espectral de M0 a M9 generada con nuestros espectros GMOS de GS. Hemos normalizado los espectros con ajustes polinómicos de orden 5 o 7. La línea de emisión prominente a 6560 \AA , es $H\alpha$. Las diferencias entre los espectros son más evidentes en el rango espectral entre ~ 6500 y $\sim 8500 \text{ \AA}$, debido a las bandas de TiO y VO . Las bandas resaltadas en rojo y azul son las que se utilizaron principalmente para la clasificación espectral.

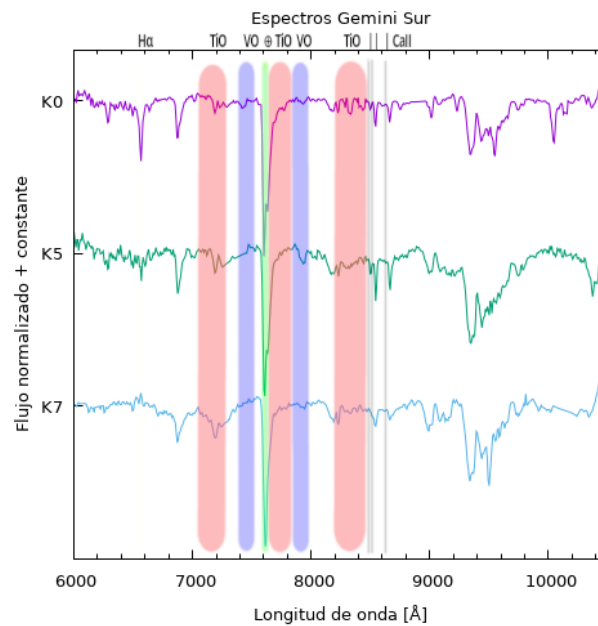


Figura 4.10: Posible secuencia del subtipo espectral K. Estos espectros no presentan las bandas de absorción características de las estrellas M (zonas marcadas en rojo y azul), indicando que estos tipos espectrales son más tempranos, además puede notarse que la línea $H\alpha$ está en absorción.

Tabla 4.3: Número de estrellas según su subtipo espectral determinado en este trabajo para ambos cúmulos: Mon R2 y NGC 2264.

En la etiqueta “Tempranas” incluimos tipos espectrales más tempranos a M0, la mayoría de ellos son probablemente de tipo K. Los datos porcentuales son en base al número total de estrellas M encontradas espectroscópicamente para el caso de Mon R2, mientras que para NGC 2264 representan un 88 % de la muestra de estrellas periódicas detectadas. Es por ello, que estos valores deben ser tomados con precaución.

Subtipo	Mon R2		NGC 2264	
	N	%	N	%
Tempranas	89	-	16	-
M0	29	20	72	18
M1	17	12	46	12
M2	13	9	63	16
M3	26	18	73	19
M4	15	11	77	20
M5	21	15	29	7
M6	9	6	18	5
M7	5	3	8	2
M8	3	2	4	1
M9	3	2	-	-
Total M	141		390	

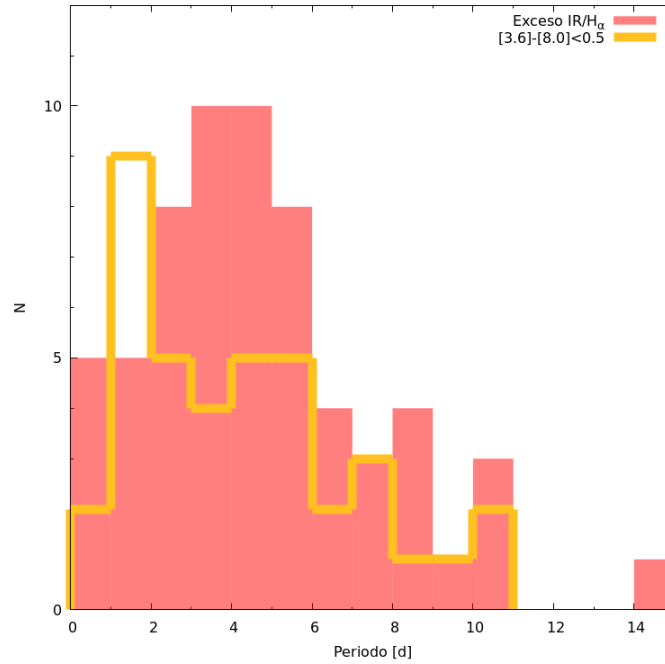


Figura 4.11: Las distribuciones del período para las estrellas con (rojo) y sin (amarillo) disco. Para la prueba KS de dos muestras obtuvimos $p=0.5946$, $estadístico=0.1492$ y $D=0.2775$, lo que indica que no podemos rechazar la hipótesis nula, probablemente por ser una muestra modesta. De todos modos, hay una tendencia a que las estrellas con disco roten más lento que las que ya lo perdieron.

de ruptura, por lo cual, estos periodos ($p < 0.35$ d) podrían pertenecer a sistemas binarios (Maeder, 2009, Chapter 2).

En la Fig. 4.11, mostramos la distribución del período de rotación para las estrellas con y sin disco. Podemos notar que las estrellas con disco (es decir, con exceso IR y/o H α) tienden a rotar más lentamente que las que no lo tienen. La prueba KS³ para dos muestras no rechaza la hipótesis nula ($p=0.5946$, $estadístico=0.1492$, $D=0.2775$), probablemente porque el tamaño de la muestra es modesto. Sin embargo, hay una tendencia en dirección a la predicción del frenado por disco. Como trabajo a futuro, se podría incrementar esta muestra adquiriendo nuevos espectros para las estrellas periódicas sin estimación de su masa. Debido a la absorción diferencial presente en este cúmulo, una estimación de masas a partir de fotometría tendría asociados errores muy altos. De todas maneras, con los datos que contamos, hicimos una estimación de masas a partir de la fotometría teniendo en cuenta la A_V . Hicimos un corte en el color equivalente para una estrella de tipo espectral M1.

En nuestro trabajo sólo identificamos espectralmente las estrellas de tipo M y en la Fig. 4.12 analizamos la dependencia masa–período y disco–período. En el panel superior izquierdo separamos las estrellas M con y sin exceso de IR/H α y seguimos observando la tendencia a mostrar lo mismo que en la Fig. 4.11. Por otro lado, si separamos este grupo estelar entre M0 a M2 y M3 a M6 (elegimos este corte como en NGC 2264), vemos que hay una tendencia a que las estrellas M tardías giren más rápido (como era de esperar, por ejemplo Orcajo et al., 2019; Rebull et al., 2020; Venuti et al., 2017) pero aún así, sigue la marcada diferencia entre estrellas con y sin exceso IR/H α . Sin embargo, estos resultados son estadísticamente pobres (47 estrellas M), pero tienden a los esperados. En nuestro intento de ampliar la cantidad de estrellas tipo M periódicas, hicimos un análisis fotométrico que mostramos en el Apéndice A.2.

4.2.5. Obtención de parámetros fundamentales de Mon R2

Una vez definida la muestra de miembros candidatos al cúmulo Mon R2, podemos obtener los parámetros fundamentales que caracterizan a dicho cúmulo, como son, el módulo de la distancia, la

³SciPY:KS_2samp

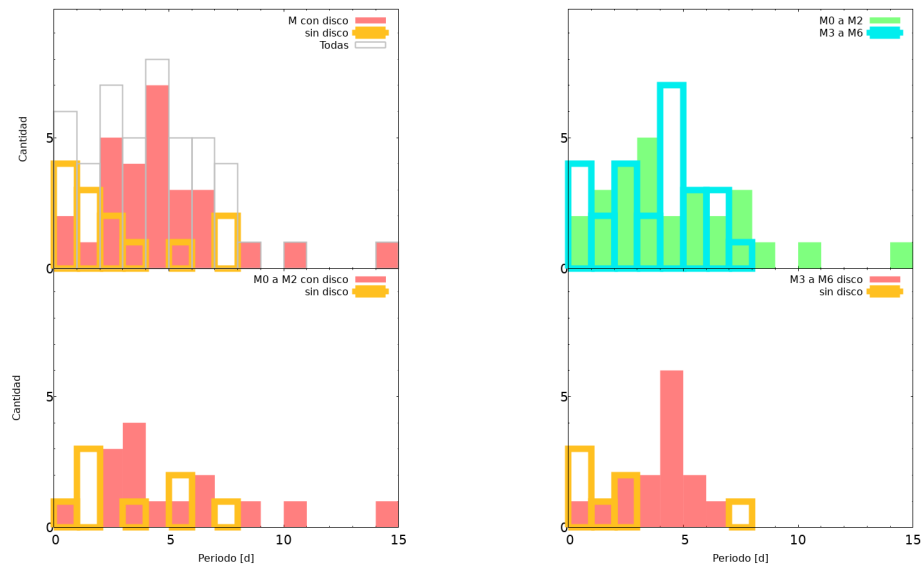


Figura 4.12: Distribuciones de periodo para las estrellas M. **Arriba a la izquierda:** la distribución del periodo de las estrellas M con y sin disco en los recuadros rojo y dorado respectivamente, y todas las estrellas M periódicas en línea gris. **Arriba derecha:** distribución de periodo para las estrellas de M0 a M2 y de M3 a M6 se muestra en los recuadros verde y cian, respectivamente. La distribución para las M tempranas es más plana y se extiende hacia los rotadores lentos mientras que la distribución en M tardías está más concentrada hacia los rotadores rápidos con un pico entre 4 y 5 días. **Abajo:** distribución del periodo para estrellas de M0 a M2 (izquierda) y de M3 a M6 (derecha) con y sin disco en barras rojas y doradas respectivamente. No encontramos estrellas periódicas con tipo espectral más tardías a M6.

Tabla 4.4: Parámetros fundamentales obtenidos para el cúmulo Mon R2.

Parámetro	valor
Módulo de la distancia	9.58 mag
Distancia	825 ± 51 pc
A_V	2.09 ± 1.7 mag
Edad	3 ± 1 Ma
EM espectroscópicas	11
EM fotométricas	247

distancia, la A_V y la edad. Como adición, hemos realizado un estudio de estrellas enanas marrones. En la Tabla 4.4 mostramos los valores encontrados de estos parámetros y, a continuación, detallamos el procedimiento para obtenerlos.

4.2.5.1. Distancia

En la literatura, la distancia a Mon R2 es calculada principalmente a partir del estudio de sus nubes moleculares y de estrellas brillantes. Racine (1968) estudian las estrellas más brillantes del cúmulo en diagramas color-magnitud y obtienen una distancia de $d = 830 \pm 50$ pc. Esta distancia es la más utilizada en la literatura. Herbst & Racine (1976) mejoran este estudio pero encuentran esencialmente la misma distancia. Lombardi et al. (2011) crean un mapa de densidad de columna de polvo partir de datos de 2MASS y encuentran una distancia de $d = 905 \pm 37$ pc. Schlafly et al. (2014) usan fotometría de *PS1* y calculan $d = 830 \pm 83$ pc a las nubes más cercanas del núcleo y $d = 1040 \pm 104$ pc para los “Crossbones” ubicados hacia el borde noreste. Dzib et al. (2016) estudian el cúmulo con el Very Long Baseline Interferometry (VLBI) y encuentran un paralaje de $\varpi = 1.12 \pm 0.05$ mas, correspondiente a una distancia aproximada de $d = 893^{+42}_{-40}$ pc. Uno de los trabajos publicados más recientes es el de Kuhn et al. (2019), que usan *Gaia* DR2 para estimar la distancia de 28 cúmulos abiertos y asociaciones con edades entre 1 a 5 Ma. Para Mon R2 estiman una distancia de $d = 948^{+42}_{-38}$ pc.

En nuestro caso, hemos decidido estimar la distancia a partir de las distancias geométricas y fotogeométricas calculadas por Bailer-Jones et al. (2021b, de aquí en más BJ21). Ellos transforman los paralajes obtenidos por el EDR3 de al menos 1.5 billones de estrellas en distancias en pc, de las cuales obtuvimos 1605 coincidencias con nuestra muestra. Utilizamos las fuentes con el valor *GaiaFlag*=1 y con $\sigma_\varpi/\varpi < 20\%$ y eliminamos unos pocos valores atípicos en la distancia. Finalmente, como resultado obtuvimos $d = 834 \pm 79$ pc usando la distancia fotogeométrica media a partir de 100 fuentes. Hicimos distintas pruebas combinando distintos criterios de pertenencia y en la mayoría, el pico de la distribución de las distancias está centrado en $d = 825$ pc. Con este resultado adoptamos un módulo de la distancia de 9.58 mag.

Agregamos que durante este proceso, también tuvimos la oportunidad de trabajar con el DR2 de *Gaia* y los resultados fueron diferentes respecto al EDR3. Además, estudiamos estos resultados sin tener en cuenta la variabilidad estelar y el exceso en IR y las distancias de EDR3 siguen siendo inferiores a las de GDR2. Esto puede explicar la diferencia obtenida por Kuhn et al. (2019). En el Apéndice A.1 mostramos brevemente estos análisis en distancia.

4.2.5.2. Obtención de la absorción visual

Como describimos antes, Mon R2 está compuesta por regiones HII con nebulosas oscuras y zonas de formación estelar activa, por lo cual, la A_V puede superar las 30 mag en algunas zonas (i.e. Andersen et al., 2006; Carpenter et al., 1997; Sokol et al., 2019). Para calcular la A_V en la región, estudiamos las distribuciones de los excesos de color de los datos de *PS1*, $E(r-i)$, $E(r-z)$, $E(i-y)$, $E(i-z)$ y $E(z-y)$, en estrellas con tipo espectral conocido. Usamos las curvas de extinción de Wang & Chen (2019, tabla 3, con $R_V = 3.16 \pm 0.15$ mag) de las cuales obtuvimos los coeficientes A_λ/A_V mostrados en la Tabla 4.5 y empleamos los colores intrínsecos determinados por Best et al. (2018, tabla 4 & 5) para estrellas enanas con tipos espectrales entre M0 y T9 (para la fotometría de *PS1*).

Notamos que muchos valores resultan negativos (no físico) para los colores $E(r-i)$ y $E(r-z)$, esto

Tabla 4.5: Coeficientes obtenidos de Wang & Chen (2019, table 3)

A_g/A_V	1.155	± 0.009
A_r/A_V	0.843	± 0.006
A_i/A_V	0.628	± 0.004
A_z/A_V	0.487	± 0.003
A_y/A_V	0.395	± 0.003

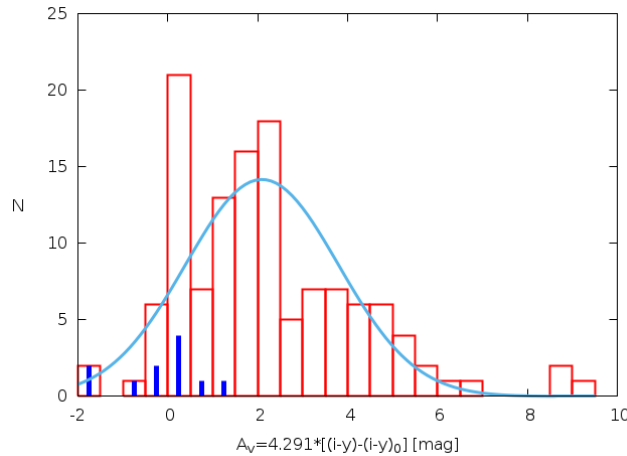


Figura 4.13: Histograma de la A_V para el color $(i - y)$. Las líneas azules indican las estrellas enanas marrones espectroscópicas con $A_V \sim 0.0$ mag. Además, notamos que tres de los cinco objetos con valores extremos son estrellas variables.

puede deberse a una contribución significativa de la emisión $H\alpha$ en la banda r en los flujos de estrellas tipo M tardío. Además, dado que los valores de A_V obtenidos a partir de colores como $(z - y)$ y $(i - z)$, son muy sensibles al error en la fotometría (hay un factor 10.87 y 7.1 respectivamente), decidimos utilizar $E(i - y)$ para estimar A_V . En la Fig. 4.13, mostramos los resultados de A_V utilizando el índice de color $(i - y)$ de *PS1*. Encontramos una media en A_V de 2.09 ± 1.7 mag con unos pocos valores atípicos fuera del rango de -1 a 7 mag.

Otro resultado importante que encontramos es que la distribución refleja la absorción diferencial producida por la nube molecular en la que está inmerso el cúmulo. En otras palabras, los objetos con $A_V \sim 0.0$ mag se sitúan típicamente alrededor de la nube y los que tienen A_V más altos se sitúan en las zonas más oscuras. Finalmente, la A_V alcanzada corresponde a una extinción estelar obtenida a partir de estrellas visibles con tipo espectral definido (tipo M).

4.2.5.3. Estimación de la edad

Para estimar la edad media de Mon R2, graficamos los candidatos a miembros y las diferentes isócronas en un diagrama color–magnitud y calculamos el número de miembros entre las isócronas. La edad del cúmulo se determinó como el rango con la mayor densidad de miembros. Utilizamos las isócronas descritas en la subsec. 3.4.4 en el diagrama color–magnitud i vs. $i - y$, corregidas por el módulo de la distancia y la extinción media obtenidas en las subsecciones anteriores, en pasos de 1 Myr desde 1 a 10 Ma y cada 50 Myr hasta los 100 Myr (\sim ZAMS). Extrajimos los candidatos a miembros en grupos por edad con diferentes criterios, es decir, candidatos *Gaia*, estrellas periódicas y estrellas con discos y encontramos que el 50% de estas estrellas tienen edades < 3 Myr, entonces adoptamos una edad media de 3 Myr con una dispersión característica de ~ 1 Myr. Como hemos comentado en la presentación a este cúmulo (Sec. 4.2), es una región de formación estelar compleja por lo que tendremos estrellas con edades por debajo de esta estimación media.

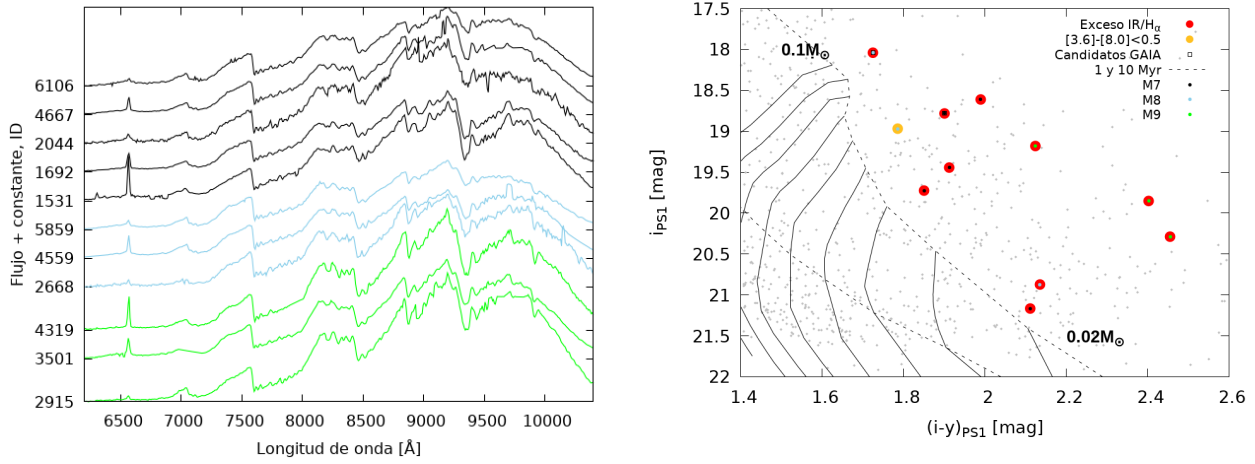


Figura 4.14: **Panel izquierdo:** Espectros de enanas marrones (M7, M8 y M9) en Mon R2. Las estrellas M7 están representadas en línea negra, las M8 en azul y las M9 en verde. **Panel derecho:** diagrama color–magnitud ($i - y$) vs. i con isocronas de 1 y 10 Ma y tracks evolutivos desde 0.02 a 0.1 M_{\odot} . La posición de las EM espectroscópicas están indicadas con círculos de colores. En esta área encontramos candidatas a EM pero no las podemos confirmar debido a la contaminación de estrellas de baja masa con alto enrojecimiento.

Tabla 4.6: Enanas marrones espectroscópicas. Las columnas se describen como en la Tabla 3.1

Id	RA	DEC	V_tipo	P(días)	Potencia	H α	TE	Disco	Zams	Gaia
6106	06:07:45.03	-06:32:07.44	0	-	12	NH	M7	1	1	0
5859	06:07:45.48	-06:31:12.82	0	-	22	Ha	M8	0	1	0
4667	06:08:18.92	-06:26:07.58	0	-	46	Ha	M7	1	1	0
4559	06:08:20.13	-06:25:37.23	4	12.597	277	Ha	M8	1	1	1
4319	06:07:52.89	-06:24:38.44	0	-	31	Ha	M9	1	1	0
3501	06:07:54.76	-06:22:16.46	0	-	30	Ha	M9	1	1	0
2915	06:07:39.24	-06:20:27.52	0	-	97	Ha	M9	1	1	0
2668	06:07:42.57	-06:19:18.12	0	-	10	NH	M8	1	1	0
2044	06:07:28.86	-06:16:20.20	0	-	12	Ha	M7	1	1	0
1692	06:07:52.62	-06:14:57.62	0	-	27	Ha	M7	1	1	1
1531	06:07:49.99	-06:14:18.13	3	4.332	233	Ha	M7	1	1	0

4.2.6. Enanas marrones espectroscópicas y candidatas fotométricas

Dentro de nuestra muestra hemos encontrado 11 objetos tienen tipos espectrales entre M7 y M9. La mayoría de estos objetos presentan emisión en la línea espectral H α , como mostramos en la Fig. 4.14. Según su A_V (las líneas azules en la Fig. 4.13) y su posición en el diagrama color–magnitud $i - y$ vs. i (Fig. 4.14), estos objetos de tipo M7 a M9 son consistentes con enanas marrones (EM) muy jóvenes (< 1 Ma) con poca o ninguna extinción. La juventud y la baja extinción de estos objetos son probablemente efectos de selección porque las EM más extinguidas o más antiguas serían demasiado débiles para nuestras observaciones con GMOS. Las once EM confirmadas espectroscópicamente se enumeran en la Tabla 4.2.6, mientras que las candidatas fotométricas a EM se enumeran en la Tabla 4.7. Estos candidatos fotométricos a EM son objetos que ocupan la misma región en el diagrama color–magnitud $i - y$ vs. i (Fig. 4.14) que las EM confirmadas espectroscópicamente. Sin embargo, esta lista debe tomarse con mucho cuidado, ya que es probable esté contaminada por estrellas enrojecidas de baja masa.

Tabla 4.7: Candidatas a EM fotométricas. Tabla completa en formato electrónico (Orcajo et al., 2023).
Ver las referencias en la Tabla 3.1

Id	RA	DEC	V_tipo	P(días)	Potencia	H α	TE	Disco	Zams	Gaia
6429	06:07:49.86	-06:33:07.92	4	25	176	-	-	-	1	0
5075	06:07:47.88	-06:28:16.68	0	-	10	-	-	1	1	0
4487	06:08:05.23	-06:25:20.92	1	4.174	125	-	-	1	1	0
4308	06:07:45.61	-06:24:35.20	0	-	16	-	-	1	1	0
4292	06:07:48.03	-06:24:30.85	1	4.712	482	-	-	1	1	0
3898	06:07:51.44	-06:23:21.40	0	-	69	-	-	1	1	0
3739	06:07:47.69	-06:22:55.48	2	5.986	154	-	-	-	1	0
3708	06:07:39.99	-06:22:52.60	0	-	10	-	-	1	1	0
3648	06:08:22.14	-06:22:38.31	1	1.207	536	-	-	1	1	0
2277	06:07:39.92	-06:17:19.75	0	-	96	-	-	1	1	1
1694	06:08:11.19	-06:14:56.25	0	-	51	-	-	1	1	1

Capítulo 5

Discusión

Los periodos de rotación cortos en estrellas de baja masa se deben, al menos en parte, a que presentan radios pequeños R . Tal y como se explica en Cody & Hillenbrand (2010), dado que el momento angular específico j está relacionado con el periodo de rotación (P) como $j \propto R^2/P$, las estrellas más pequeñas con un momento angular específico determinado necesariamente rotarán mucho más rápido que sus homólogas de mayor tamaño. Los periodos más cortos en las estrellas de baja masa también podrían deberse, en principio, a una menor eficacia del mecanismo de frenado del disco. De hecho, la brusca ruptura en el comportamiento de las distribuciones de los periodos de rotación entre las estrellas más tempranas y más tardías a M2 sugiere un cambio en el mecanismo de frenado de disco en ese límite, más que una dependencia suave del periodo de rotación con respecto a la masa estelar. Junto con la masa y la metalicidad, el momento angular es una de las propiedades fundamentales que determinan la evolución estelar. Por tanto, la evolución de la rotación estelar y del momento angular en cúmulos estelares jóvenes sigue siendo un área de estudio activa en el campo (Bouvier et al., 2014). Como las estrellas en PMS todavía se están contrayendo, se espera que giren más rápido a medida que se acercan a la secuencia principal, a menos que sean capaces de drenar eficientemente el momento angular a través de las interacciones entre las estrellas y el disco, es decir, a partir del frenado del disco (Hartmann, 2002). Sumado a esto, se estima que los discos se disipan en escalas de tiempo de 2–3 Ma (Williams & Cieza, 2011), entonces se espera que la distribución de los periodos de rotación se desplace hacia periodos más cortos. De hecho, estudios anteriores han demostrado que las estrellas de PMS que albergan discos protoplanetarios tienden a girar más lentamente que sus homólogas sin disco (Cieza & Baliber, 2007; Herbst et al., 2002).

Investigar la eficacia del frenado del disco en función de la masa estelar requiere simulaciones numéricas como las presentadas por Vasconcelos & Bouvier (2017a). Ellos comparan las simulaciones de Monte Carlo con las distribuciones de periodos observadas de estrellas de diferentes masas y edades, con y sin discos, para constreñir las distribuciones de periodos iniciales, los tiempos de vida de los discos y las eficiencias de bloqueo de los mismos. Basándose en estas comparaciones, concluyen que el frenado del disco es menos importante en las estrellas de baja masa y enanas marrones que en las estrellas de masa solar. Especulan que la menor eficiencia del frenado del disco podría deberse a cambios en la topología de los campos magnéticos en el régimen de baja masa.

En la Tabla 5.1, mostramos los resultados obtenidos para los cúmulos NGC 2264 y Mon R2 respecto a los porcentajes de estrellas periódicas con y sin discos encontradas en este trabajo a modo de comparación, sabiendo que para Mon R2 la muestra podría ampliarse a partir de nuevas observaciones.

Tabla 5.1: Porcentajes de las fuentes periódicas con y sin discos encontrados según el rango de masas. En “criterio” están contabilizados los objetos periódicos a los que se le aplicó el criterio de disco.

	NGC 2264			Mon R2		
	criterio	M0 a M2	M3 a M9	criterio	M0 a M2	M3 a M9
periódicas (%)	75.28	38.43	40.90	77.20	19.05	23.81
disco (%)	31.94	31.58	42.31	60.00	65.00	60.00
no disco (%)	68.06	68.42	57.69	40.00	25.00	24.00

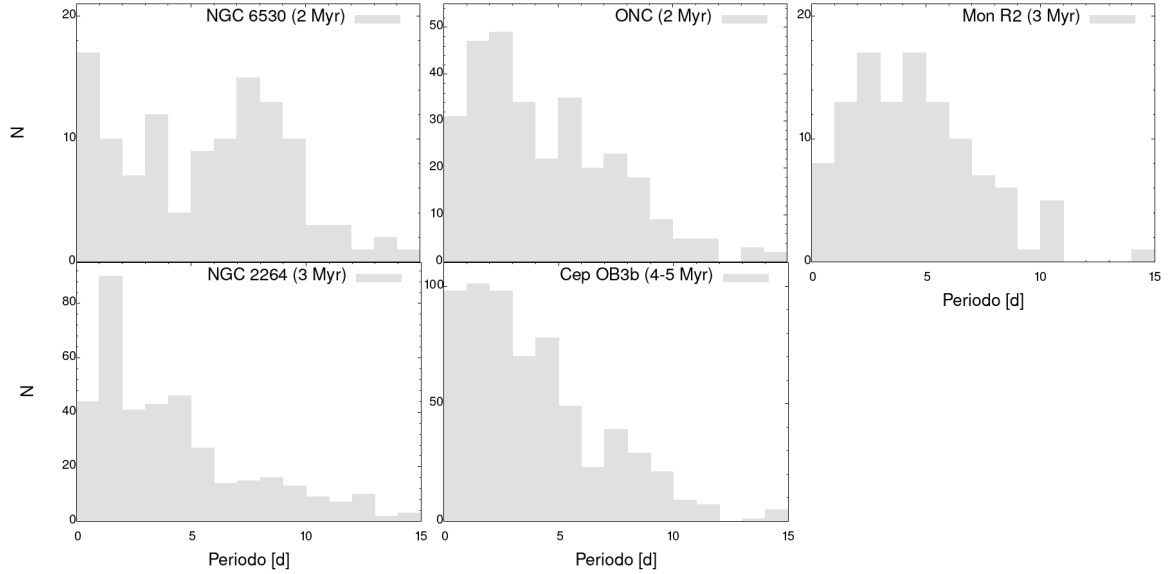


Figura 5.1: Distribución de los periodos rotacionales de estrellas pertenecientes a diferentes cúmulos jóvenes. Puede notarse un cambio progresivo hacia periodos más cortos a medida que los cúmulos son más antiguos.

Para situar a Mon R2 y a NGC 2264 en el contexto de la evolución del momento angular de los cúmulos estelares jóvenes, comparamos los resultados de rotación obtenidos con otros cúmulos con periodos de rotación en un rango de masas similar ($< 0.5 M_{\odot}$, consistentes con estrellas de tipo espectral M0 y más tardías). Para ello, hemos encontrado en la literatura los siguientes cúmulos: NGC 6530 de 2 Ma (Bell et al., 2013; Henderson & Stassun, 2012), cúmulo de la Nebulosa de Orión de 2 Ma (Davies et al., 2014; Naylor et al., 2009) y Cepheus OB3b de 5 Ma (Bell et al., 2013; Littlefair et al., 2010). Además, Naylor et al. (2009) sitúa a NGC 2264 con 3 Ma de antigüedad. Para la muestra de Mon R2 utilizamos las fuentes con tipos espectrales M0 y más tardíos y agregamos las fuentes con colores consistentes con esos tipos espectrales (111 objetos con índice de color $(i - y) > 0.9$ mag corregido por el enrojecimiento).

La distribución del periodo de rotación encontrada para cada cúmulo se muestra en la Fig. 5.1. Allí se puede observar que la distribución de periodos de los miembros de Mon R2 es intermedia entre el cúmulo ONC y NGC 2264, con un rango de edad de 2–4 Ma siendo consistente con la edad que calculamos en este trabajo. Además, la figura ilustra cómo los miembros estelares tienden a rotar más rápido a medida que envejecen, es decir, la distribución de periodos de rotación tiende a estrecharse hacia periodos más cortos, de acuerdo con las predicciones del paradigma de frenado del disco, ya que a medida que envejecen, también van perdiendo el disco. Estas distribuciones pueden compararse con los modelos de Monte Carlo para restringir el parámetro físico del frenado por disco. Por ejemplo, Vasconcelos & Bouvier (2015) utilizó las simulaciones de Monte Carlo para reproducir las distribuciones de periodos en cúmulos jóvenes asumiendo la hipótesis del frenado por disco. Partieron de una distribución bimodal de los periodos para las estrellas con y sin disco y obtuvieron resultados consistentes con los datos observacionales en cúmulos jóvenes como NGC 2264 y ONC. Mon R2 tiene una distribución de periodos estadísticamente similar a la de NGC 2264 y ONC (ver Tabla 5.2), por lo que podría representarse mediante simulaciones de Monte Carlo. Por lo tanto, el paradigma del frenado por disco explicaría esta distribución.

En la Tabla 5.2 mostramos los valores obtenidos con la prueba KS para dos muestras que compara los cúmulos de a pares, mostrando si la distribución puede venir de la misma muestra o si son diferentes. Tomando como referencia un nivel de significación de 0.05, encontramos que Cep OB3b es estadísticamente diferente al resto de los cúmulos sin lugar a dudas y se sitúa al extremo de la

	NGC 6530		ONC		NGC 2264		Mon R2	
	D	p	D	p	D	p	D	p
ONC	0.14352	0.00101						
NGC 2264	0.14005	3.59388e-07	0.10231	0.01175				
Mon R2	0.17744	6.71806e-05	0.14947	0.27211	0.14613	0.01737		
Cep OB3b	0.13336	2.13161e-09	0.09295	0.00030	0.08748	0.15364	0.13974	0.01498

Tabla 5.2: Comparación de los parámetros estadísticos de KS para dos muestras en distintos cúmulos abiertos de distintas edades.

muestra. Por otro lado, el resto de los cúmulos son estadísticamente iguales y parecen seguir una línea de tiempo siendo ONC estadísticamente igual a Mon R2 y NGC 2264 igual a Cep OB3b, esto también podría apoyar, no sólo la ubicación temporal de los cúmulos ya estudiados, sino también la ubicación de Mon R2 y NGC 2264. Además, observamos que cuanto más joven es un cúmulo, más rotadores lentos contiene. También, como dijimos antes, la media de vida del disco está entre 2 y 3 Myr y esto coincide con el aumento de rotadores rápidos a edades más avanzadas que se ve reflejado en estas distribuciones. A medida que el disco se pierde, la estrella se contrae y esto conduce a un aumento de su tasa de rotación. Si este proceso ocurre mientras la estrella es joven, entonces tenemos un rotador rápido. Aunque siempre veremos un remanente de rotadores lentos sin disco.

En este contexto, la distribución mostrada en la Fig. 4.11 también podría explicarse por una fuerte dependencia masa–periodo. Trabajos como Rebull et al. (2020) estudian la dependencia masa–periodo y disco–periodo en cúmulos de diferentes edades. Para los cúmulos mayores de 7 Myr, la evidencia muestra una fuerte dependencia masa–periodo que aumenta con el incremento de la edad. Esto es de esperar, ya que los discos circunestelares se han disipado y las estrellas de la secuencia principal han alcanzado la estabilidad del momento angular. Por otro lado, en los cúmulos más jóvenes se pueden distinguir dos tendencias, la primera en las estrellas de tipo solar y más tempranas, las más masivas giran más rápido que las menos masivas. La segunda tendencia aparece en las estrellas más tardías que las de tipo solar, las estrellas M tardías tienden a rotar más rápido que las más tempranas. Sin embargo, existe una fuerte dependencia entre el periodo–disco porque en estos cúmulos jóvenes hay una alta presencia de discos circunestelares, principalmente en estrellas más tardías que las solares. Mostramos la figura 9 del trabajo de Rebull et al. (2020) en la Fig. 5.2 donde se ilustran estas observaciones.

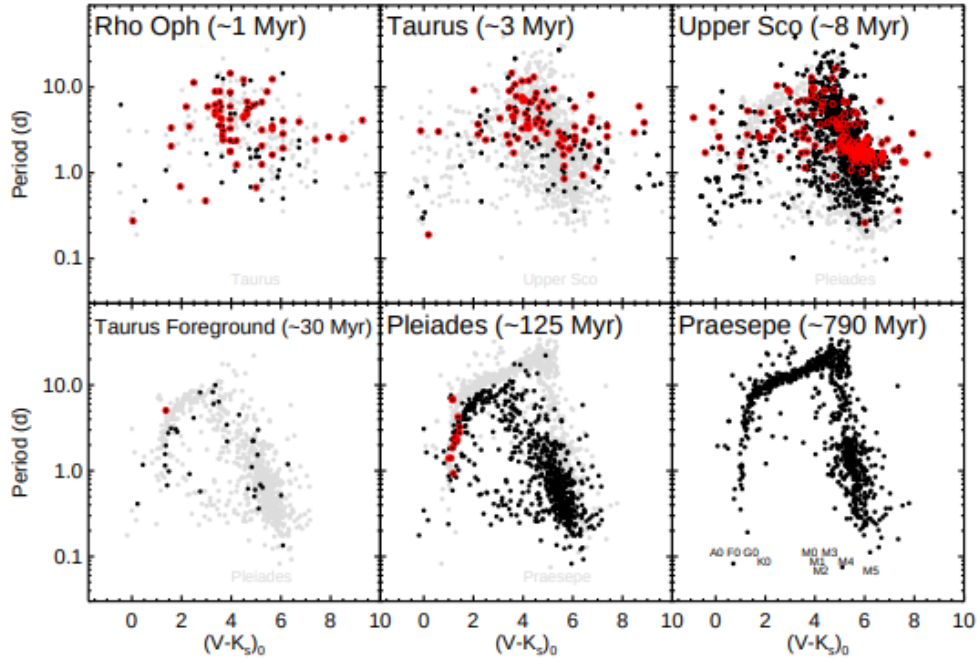


Figura 5.2: Figura 9 de Rebull et al. (2020). Periodo vs. $(V - K_s)_0$ para las estrellas del cúmulo Taurus y la población en primer plano (“Taurus Foreground”) en contexto con otros cúmulos con períodos obtenidos de la misión Kepler K2. En cada panel, los puntos negros son miembros, y los puntos grises son miembros del siguiente panel - por ejemplo la muestra de Tauro tiene la muestra de USco en gris debajo de ella para ayudar a la comparación entre cúmulos. Las Pléyades aparecen para comparar tanto en USco como en el primer plano de Taurus porque la población del primer plano es demasiado escasa para proporcionar comparaciones significativas con USco. Los círculos rojos adicionales denotan discos circunestelares; nótese que los discos de las Pléyades son todos de escombros, mientras que la mayoría de los discos de USco y todos los de Tauro y ρ Oph son discos primordiales. Arriba a la izquierda: ρ Oph (~ 1 Ma, del paper V); arriba en el centro: Taurus (~ 3 Ma); arriba a la derecha: USco (~ 8 Ma, del paper V); abajo a la izquierda: Primer plano de Tauro (~ 30 Ma); abajo en el centro: Pléyades (125 Ma, de los papers I-III); abajo a la derecha: Praesepe (~ 790 Ma, del paper IV). Los tipos espectrales aproximados se indican como referencia en el panel de Praesepe. Los errores en los índices de color se estiman conservativamente en ~ 1 mag para ρ Oph y Taurus, ~ 0.4 mag para USco y el primer plano de Taurus, y menores que el punto para las Pléyades y Praesepe. La aparente cuantificación de $(V - K_s)_0$ de algunas estrellas (más aparente en ρ Oph y algunas Taurus) es el resultado del desenrojecimiento al índice de color $(V - K_s)$ esperado para ese tipo espectral cuando ese método era la mejor opción (véase 2.5 del mismo paper). La distribución de Taurus tiene mucha dispersión, pero empieza a parecerse a la distribución de USco. La distribución (escasa) del primer plano de Taurus es coherente con la distribución de las Pléyades.

Capítulo 6

Conclusiones

En esta Tesis Doctoral aportamos el trabajo de seis años de investigación enfocados a la especialización en técnicas de observación como la fotometría en la región del óptico y del IR y la espectroscopía en la región de los 5000 a 11000 Å, además del análisis de datos tanto propios como de grandes catálogos, para la caracterización del cúmulo abierto joven Mon R2 y para el testeado de la regulación del momento angular estelar causada por el disco protoplanetario en estrellas de baja masa (tipo espectral M) en los cúmulos Mon R2 y NGC 2264.

Para probar el paradigma de la regulación del disco en estrellas de baja masa (tipos M3 y más tardíos) del cúmulo NGC 2264, hemos combinado los periodos de rotación de la literatura con datos profundos de *Spitzer* (utilizados como indicador del disco) y nuevos datos espectroscópicos ópticos de *Gemini* y el MMT. Hemos obtenido los tipos espectrales de 453 estrellas, 230 de las cuales son estrellas periódicas de baja masa. A partir del análisis de datos de *Spitzer*, hemos obtenido el índice de color [3.6]-[8.0] para 404 objetos, 182 de los cuales son estrellas periódicas de baja masa. Del análisis de estos datos, podemos llegar a las siguientes conclusiones:

- Confirmamos que las estrellas con tipos espectrales más tempranos y más tardíos que M2 tienen distribuciones de periodo distintas. Las estrellas con tipos espectrales M2 y más tempranas tienen una amplia distribución de periodos de rotación, con un máximo de 5 días y hasta 15 días, mientras que las estrellas de tipo M3 y más tardías tienen una distribución de periodos con un máximo de 2 días y muy pocas estrellas con periodos superiores a 5 días.
- Encontramos que la dependencia del periodo de rotación con la masa se extiende a los objetos de menor masa de nuestra muestra: las estrellas con tipos espectrales M5 y más tardíos rotan más rápido que las estrellas de tipo M3 y M4 (los periodos medios son de 1.9 y 3.62 días, respectivamente).
- Encontramos, por primera vez, una clara evidencia de frenado por disco en el régimen de baja masa: las estrellas con disco rotan más lentamente que las estrellas sin disco. Al considerar todas las estrellas de tipo M3 y más tardías, esta tendencia se observa con una significación muy alta ($p \sim 10^{-5}$ según la prueba KS). La misma tendencia se sigue observando cuando se consideran submuestras (objetos de tipo M3 y M4 o de tipo M5 a M8), aunque con un nivel de significación ligeramente inferior debido al menor tamaño de las muestras. También confirmamos la importancia del frenado del disco en las estrellas con tipos espectrales M2 y más tempranas. Esto sugiere que el frenado del disco opera en todas las masas (sub)estelares.
- Con una gran muestra de estrellas variables fotométricas periódicas, caracterizadas espectroscópicamente y con observaciones profundas en el infrarrojo medio, NGC 2264 representa un laboratorio ideal para estudios cuantitativos de la regulación del disco en función de la masa estelar.

Asimismo, estudiamos y caracterizamos el cúmulo abierto Mon R2 utilizando un enfoque multi-longitud de onda y multi-técnico. Utilizamos fotometría de series temporales en la banda *I* para

monitorizar las estrellas del campo observado e identificar la variabilidad. También utilizamos espectroscopia óptica para determinar los tipos espectrales en el régimen de baja masa. Además, identificamos los candidatos a miembros del cúmulo utilizando diferentes criterios, incluyendo la variabilidad, los movimientos propios de *Gaia*, los indicadores de disco protoplanetario (índice de color IR y emisión $H\alpha$) y la posición en el diagrama HR. A partir de la posición de los miembros candidatos en el diagrama HR y de las isócronas teóricas, estimamos la edad del cúmulo. Incluso obtuvimos otros parámetros fundamentales del cúmulo como la distancia y la absorción visual. Por último, comparamos la distribución de los periodos de rotación de los objetos con y sin disco, así como la distribución general de periodos observada en Mon R2 con las observadas en cúmulos de diferentes edades. A continuación resumimos nuestros principales resultados:

- Utilizamos la red LCOGT para construir las curvas de luz de 6843 fuentes, cada una de las cuales contiene 1560 puntos de fotometría diferencial en la banda *I*. En total, encontramos 231 estrellas variables: 136 estrellas periódicas con periodos de rotación entre 0.2 y 14 días, 12 posibles estrellas periódicas, 14 candidatas a binarias eclipsantes y 64 estrellas con otros tipos de variabilidad.
- Hemos clasificado espectroscópicamente 229 fuentes. Encontramos que 141 objetos son de tipo M, incluyendo 11 enanas marrones M7–M9, mientras que 89 objetos tienen tipos espectrales K y más tempranos.
- De las 986 fuentes de LCOGT con fotometría *Spitzer*-IRAC 3.6 y 8.0 μm , 549 tienen índice de color IR consistentes con excesos IR por encima de una fotosfera estelar, indicando la presencia de un disco protoplanetario (o una fuente extragaláctica). Utilizando fotometría de banda angosta, identificamos 20 candidatos adicionales con exceso de $H\alpha$ como indicador de disco.
- Encontramos 1591 fuentes LCOGT con *Gaia* EDR3 y establecimos los siguientes criterios de pertenencia a Mon-R2:
 - $-4 < \mu_{\alpha} \cos \delta < -1.5$ mas años⁻¹
 - $-0.1 < \mu_{\delta} < 2.4$ mas años⁻¹
 - $0.888 \leq \varpi \leq 1.42$ mas
- A partir de la distribución de las distancias *Gaia* de los miembros de Mon R2 que cumplen con el valor *GaiaFlag*=1 y que tienen un error en la paralaje menor al 20 %, estimamos una distancia de 825 ± 51 pc para el cúmulo.
- Comparamos 3078 fuentes LCOGT con el catálogo Pan-STARRS. Utilizando los objetos con tipos espectrales conocidos, calculamos un $A_V = 2.09 \pm 1.7$ mag para el cúmulo Mon R2 utilizando sus excesos de color (*i* – *y*).
- Identificamos un total de 1439 candidatos a miembros del cúmulo utilizando los siguientes criterios (no exclusivos):
 - 1267 candidatos a miembros de PS1 por encima de la ZAMS.
 - 206 candidatos a miembros *Gaia* basados en movimientos propios y paralajes.
 - 136 miembros candidatos basados en los periodos de rotación fotométrica .
 - 515 miembros candidatos basados en la presencia de excesos de IR y/o $H\alpha$.
- A partir de la posición en el diagrama HR de los miembros candidatos y la comparación con los tracks evolutivos, estimamos una edad de 3 ± 1 Myr para el cúmulo e identificamos 247 candidatas a enanas marrones.

-
- Comparamos las distribuciones de los periodos de rotación de las estrellas con y sin disco (IR y/o exceso de $H\alpha$) y encontramos la tendencia de las estrellas con disco a rotar más lentamente, de acuerdo con el paradigma de frenado del disco. También comparamos la distribución general de los períodos de rotación en Mon R2 con la observada en cúmulos de diferentes edades y encontramos un acuerdo razonable con las expectativas de la evolución del momento angular en las estrellas PMS (un cambio progresivo hacia períodos más cortos con la edad).

Con este trabajo podemos concluir que existe una tendencia a que las estrellas con disco giren más lento que las que ya lo han perdido, y a su vez este efecto también está afectado por la masa estelar y la edad del cúmulo. Es decir que existe una dependencia estrella–disco pero también masa–disco. Además, a medida que el cúmulo avanza en edad, las estrellas van perdiendo el disco y comienzan a surgir rotadores rápidos. En NGC 2264 son claros estos resultados en el régimen de baja masa pero en Mon R2 no son concluyentes ya que estadísticamente hemos analizado pocas estrellas de tipo espectral M igualmente existe la tendencia a cumplir con el frenado de disco.

Capítulo 7

Trabajo a futuro

Los métodos y herramientas utilizadas en este trabajo pueden ser replicadas para analizar los distintos cúmulos jóvenes que hay en el vecindario solar. En este trabajo, hemos analizado 2 de los más de 600 cúmulos cercanos. Para NGC 2264, el estudio está muy completo mientras que para Mon R2 aún se puede profundizar mucho más, obteniendo nuevas curvas de luz, y principalmente, obteniendo nuevos datos espectroscópicos y ampliando al análisis a otras masas. El análisis de estos dos cúmulos se encuentran publicados y contienen las tablas aquí nombradas y otros detalles (Orcajo et al., 2019, 2023, NGC 2265 y Mon R2 respectivamente). Además, los nuevos catálogos (*Gaia* DR2, *James Webb*, etc.) van a brindar nuevos datos más profundos y precisos.

Por otro lado, hace falta más simulaciones numéricas que utilicen los datos observacionales para estudiar el paradigma de regulación por disco en los distintos regímenes de masa.

Finalmente, para el trabajo Postdoctoral, trabajaremos con el desarrollo de simulaciones que permitan estudiar la evolución de discos protoplanetarios individuales para obtener las distintas configuraciones planetarias observadas y viceversa, es decir, a partir de sistemas planetarios observados, obtener las características de los discos primordiales que le dieron origen.

Bibliografía

- Affer L., Micela G., Favata F., Flaccomio E., 2013a, *VizieR Online Data Catalog*, p. J/MNRAS/424/11
- Affer L., Micela G., Favata F., Flaccomio E., Bouvier J., 2013b, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430, 1433
- Allard F., 2016, in Reylé C., Richard J., Cambrésy L., Deleuil M., Pécontal E., Tresse L., Vauglin I., eds, *SF2A-2016: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*. pp 223–227
- Alonso-Floriano F. J., et al., 2015, in Cenarro A. J., Figueras F., Hernández-Monteagudo C., Trujillo Bueno J., Valdivielso L., eds, *Highlights of Spanish Astrophysics VIII*. pp 441–446
- Altmann M., Roeser S., Demleitner M., Bastian U., Schilbach E., 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 600, L4
- Andersen M., Meyer M., Oppenheimer B., Dougados C., Carpenter J., 2006, *The Astronomical Journal*, 132, 2296–2308
- André P., 2002, in Bouvier J., Zahn J.-P., eds, *EAS Publications Series Vol. 3*, *EAS Publications Series*. pp 1–38, doi:10.1051/eas:2002043
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 481
- Astropy Collaboration et al., 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 558, A33
- Astropy Collaboration et al., 2018, *Astronomical Journal*, 156, 123
- Bailer-Jones C. A. L., Rybizki J., Fouesneau M., Mantelet G., Andrae R., 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 58
- Bailer-Jones C. A. L., Rybizki J., Fouesneau M., M. D., . A. R., 2021a, *VizieR Online Data Catalog: Distances to 1.47 billion stars in Gaia EDR3*
- Bailer-Jones C. A. L., Rybizki J., Fouesneau M., Demleitner M., Andrae R., 2021b, *The Astronomical Journal*, 161, 147
- Baraffe I., Homeier D., Allard F., Chabrier G., 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 577, A42
- Barentsen G., et al., 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 415, 103
- Baxter E. J., Covey K. R., Muench A. A., Fűrész G., Rebull L., Szentgyorgyi A. H., 2009, *Astronomical Journal*, 138, 963
- Bell C. P. M., Naylor T., Mayne N. J., Jeffries R. D., Littlefair S. P., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, 806
- Best W. M. J., et al., 2018, *Astrophysical Journal, Supplement*, 234, 1
- Bodenheimer P., 1995, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 33, 199

- Bouvier J., Matt S. P., Mohanty S., Scholz A., Stassun K. G., Zanni C., 2014, in Beuther H., Klessen R. S., Dullemond C. P., Henning T., eds, Protostars and Planets VI. p. 433 (arXiv:1309.7851), doi:10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch019
- Bouy H., et al., 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 575
- Bravo J. P., Roque S., Estrela R., Leão I. C., De Medeiros J. R., 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 568, A34
- Brown T. M., et al., 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 1031
- Cai M. J., 2009, in *Protostellar Jets in Context*. pp 143–152, doi:10.1007/978-3-642-00576-3_18
- Cánovas H., et al., 2019, *Astronomy and Astrophysics*, 626, A80
- Carpenter J. M., Hodapp K. W., 2008, in Reipurth B., ed., , Vol. 4, *Handbook of Star Forming Regions*, Volume I. p. 899
- Carpenter J. M., Meyer M. R., Dougados C., Strom S. E., Hillenbrand L. A., 1997, *The Astronomical Journal*, 114, 198
- Castro-Ginard A., et al., 2020, *Astronomy and Astrophysics*, 635, A45
- Chambers K., Pan-STARRS Team 2018, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts #231*. p. 102.01
- Chapman N. L., Mundy L. G., Lai S.-P., Evans Neal J. I., 2009, *Astrophysical Journal*, 690, 496
- Choi M., Evans Neal J. I., Tafalla M., Bachiller R., 2000, *Astrophysical Journal*, 538, 738
- Cieza L., Baliber N., 2006, *Astrophysical Journal*, 649, 862
- Cieza L., Baliber N., 2007, *Astrophysical Journal*, 671, 605
- Cieza L., et al., 2007, *Astrophysical Journal*, 667, 308
- Cieza L., Williams J., Kourkchi E., Andrews S., Casassus S., Graves S., Schreiber M. R., 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 454, 1909
- Cody A. M., Hillenbrand L. A., 2010, *Astrophysical Journal*, Supplement, 191, 389
- Cody A. M., Hillenbrand L. A., 2018, *Astronomical Journal*, 156, 71
- Cody A. M., et al., 2014, *Astronomical Journal*, 147, 82
- Dahm S. E., 2008, *The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264*. p. 966
- Dahm S. E., Simon T., 2005, *Astronomical Journal*, 129, 829
- Davies C. L., Gregory S. G., Greaves J. S., 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 444, 1157
- Dullemond C. P., Monnier J. D., 2010, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 205
- Dzib S. A., Ortiz-León G. N., Loinard L., Mioduszewski A. J., Rodríguez L. F., Torres R. M., Deller A., 2016, *Astrophysical Journal*, 826, 201
- Edwards S., et al., 1993, *Astronomical Journal*, 106, 372
- Espaillet C., et al., 2014, in Beuther H., Klessen R. S., Dullemond C. P., Henning T., eds, Protostars and Planets VI. p. 497 (arXiv:1402.7103), doi:10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch022
- Evans Neal J. I., et al., 2009, *Astrophysical Journal*, Supplement, 181, 321

- Fabricant D., et al., 2005, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117, 1411
- Fabrizius C., et al., 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 649, A5
- Fazio G. G., et al., 2004, *Astrophysical Journal, Supplement*, 154, 10
- Flewelling H. A., et al., 2020, *Astrophysical Journal, Supplement*, 251, 7
- Frasca A., Covino E., Spezzi L., Alcalá J. M., Marilli E., Fűrész G., Gandolfi D., 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 1313
- Gaia Collaboration 2020, *VizieR Online Data Catalog*, p. I/350
- Gaia Collaboration et al., 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 616, A1
- Gaia Collaboration et al., 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 649, A1
- Gras-Velázquez À., Ray T. P., 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 443, 541
- Gutermuth R. A., Megeath S. T., Myers P. C., Allen L. E., Pipher J. L., Fazio G. G., 2009a, *VizieR Online Data Catalog: Spitzer survey of young stellar clusters*, doi:10.26093/cds/vizie.21840018
- Gutermuth R. A., Megeath S. T., Myers P. C., Allen L. E., Pipher J. L., Fazio G. G., 2009b, *Astrophysical Journal, Supplement*, 184, 18
- Haisch Jr. K. E., Lada E. A., Lada C. J., 2001, *Astrophysical Journal, Letters*, 553, L153
- Hartmann L., 1999, *New Astronomy Reviews*, 43, 1
- Hartmann L., 2002, *Astrophysical Journal, Letters*, 566, L29
- Hartmann L., Hewett R., Stahler S., Mathieu R. D., 1986, *Astrophysical Journal*, 309, 275
- Harvey P. M., et al., 2006, *Astrophysical Journal*, 644, 307
- Henderson C. B., Stassun K. G., 2012, *Astrophysical Journal*, 747, 51
- Henry T. J., Kirkpatrick J. D., Simons D. A., 1994, *The Astronomical Journal*, 108, 1437
- Herbst W., Racine R., 1976, *The Astronomical Journal*, 81, 840
- Herbst W., Herbst D. K., Grossman E. J., Weinstein D., 1994, *The Astronomical Journal*, 108, 1906
- Herbst W., Maley J. A., Williams E. C., 2000a, *The Astronomical Journal*, 120, 349
- Herbst W., Rhode K. L., Hillenbrand L. A., Maley J. A., Bailer-Jones C., Mundt R., Meisenheimer K., Wackermann R., 2000b, in Garzón G., Eiroa C., de Winter D., Mahoney T. J., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 219, Disks, Planetesimals, and Planets*. p. 121
- Herbst W., Bailer-Jones C. A. L., Mundt R., 2001, *Astrophysical Journal, Letters*, 554, L197
- Herbst W., Bailer-Jones C. A. L., Mundt R., Meisenheimer K., Wackermann R., 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 396, 513
- Herbst W., Eisloffel J., Mundt R., Scholz A., 2007, *Protostars and Planets V*, pp 297–311
- Hernández J., et al., 2007, *Astrophysical Journal*, 671, 1784
- Hillenbrand L. A., Strom S. E., Calvet N., Merrill K. M., Gatley I., Makidon R. B., Meyer M. R., Skrutskie M. F., 1998, *Astronomical Journal*, 116, 1816
- Hillenbrand L. A., Kiker T. J., Gee M., Lester O., Braunfeld N. L., Rebull L. M., Kuhn M. A., 2022, *Astronomical Journal*, 163, 263

- Horne J. H., Baliunas S. L., 1986, *Astrophysical Journal*, 302, 757
- Hurley J., Tout C. A., 1998, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 300, 977
- Irwin J., Hodgkin S., Aigrain S., Bouvier J., Hebb L., Irwin M., Moraux E., 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 384, 675
- Irwin J., Berta Z. K., Burke C. J., Charbonneau D., Nutzman P., West A. A., Falco E. E., 2011, *Astrophysical Journal*, 727, 56
- Janes K., Adler D., 1982, *Astrophysical Journal*, Supplement, 49, 425
- Jayawardhana R., Coffey J., Scholz A., Brandeker A., van Kerkwijk M. H., 2006, *Astrophysical Journal*, 648, 1206
- Kaiser N., et al., 2002, in Tyson J. A., Wolff S., eds, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 4836, Survey and Other Telescope Technologies and Discoveries*. pp 154–164, doi:10.1117/12.457365
- Kaiser N., et al., 2010, in Stepp L. M., Gilmozzi R., Hall H. J., eds, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 7733, Ground-based and Airborne Telescopes III*. p. 77330E, doi:10.1117/12.859188
- Kenyon S. J., Hartmann L., 1995, *Astrophysical Journal*, Supplement, 101, 117
- Kimura S. S., Kunitomo M., Takahashi S. Z., 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 461, 2257
- Kirkpatrick J. D., Henry T. J., McCarthy Jr. D. W., 1991, *Astrophysical Journal*, Supplement, 77, 417
- Kohno M., Koyama K., Hamaguchi K., 2001, in Inoue H., Kunieda H., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 251, New Century of X-ray Astronomy*. p. 254
- Kostov A., Bonev T., 2018, *Bulgarian Astronomical Journal*, 28, 3
- Kryukova E., Megeath S. T., Gutermuth R. A., Pipher J., Allen T. S., Allen L. E., Myers P. C., J. M., 2012a, *VizieR Online Data Catalog: Spitzer+2MASS photometry of protostar candidates*, doi:10.26093/cds/vizie.51440031
- Kryukova E., Megeath S. T., Gutermuth R. A., Pipher J., Allen T. S., Allen L. E., Myers P. C., Muzerolle J., 2012b, *The Astronomical Journal*, 144, 31
- Kuhn M. A., Hillenbrand L. A., Sills A., Feigelson E. D., Getman K. V., 2019, *Astrophysical Journal*, 870, 32
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 41, 57
- Lamm M. H., Bailer-Jones C. A. L., Mundt R., Herbst W., Scholz A., 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 417, 557
- Lamm M. H., Mundt R., Bailer-Jones C. A. L., Herbst W., 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 430, 1005
- Li M., Xiao L., 2016, *Astrophysical Journal*, 820, 36
- Lindgren L., et al., 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 649, A4
- Littlefair S. P., Naylor T., Burningham B., Jeffries R. D., 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358, 341

- Littlefair S. P., Naylor T., Mayne N. J., Saunders E. S., Jeffries R. D., 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 403, 545
- Lombardi M., Alves J., Lada C. J., 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 535, A16
- Luhman K. L., 1999, *Astrophysical Journal*, 525, 466
- Luo T., Liang Y., IP W.-H., 2019, *Astronomical Journal*, 157, 238
- Luri X., et al., 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 616, A9
- Maeder A., 2009, *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*, doi:10.1007/978-3-540-76949-1.
- Magnier E. A., et al., 2020, *Astrophysical Journal, Supplement*, 251, 6
- Makidon R. B., Rebull L. M., Strom S. E., Adams M. T., Patten B. M., 2004, *Astronomical Journal*, 127, 2228
- Mamajek E. E., 2009, in Usuda T., Tamura M., Ishii M., eds, *American Institute of Physics Conference Series Vol. 1158*, American Institute of Physics Conference Series. pp 3–10 (arXiv:0906.5011), doi:10.1063/1.3215910
- Mayne N. J., Naylor T., 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 386, 261
- McCully C., Volgenau N. H., Harbeck D.-R., Lister T. A., Saunders E. S., Turner M. L., Siiverd R. J., Bowman M., 2018, in Guzman J. C., Ibsen J., eds, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 10707*, Software and Cyberinfrastructure for Astronomy V. p. 107070K (arXiv:1811.04163), doi:10.1117/12.2314340
- McQuillan A., Mazeh T., Aigrain S., 2014, *Astrophysical Journal, Supplement*, 211, 24
- Mink D. J., Wyatt W. F., Roll J. B., Tokarz S. P., Conroy M. A., Caldwell N., Kurtz M., Geller M. J., 2005, in Shopbell P., Britton M., Ebert R., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 347*, Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV. p. 228
- Molina Lera J. A., Baume G., Gamen R., 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 488, 2158
- Monet D. G., et al., 2003, *The Astronomical Journal*, 125, 984
- Moraux E., et al., 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 560, A13
- Naylor T., Mayne N. J., Jeffries R. D., Littlefair S. P., Saunders E. S., 2009, in Mamajek E. E., Soderblom D. R., Wyse R. F. G., eds, - Vol. 258, *The Ages of Stars*. pp 103–110 (arXiv:0909.1746), doi:10.1017/S1743921309031755
- Nordhagen S., Herbst W., Rhode K. L., Williams E. C., 2006, *The Astronomical Journal*, 132, 1555
- Orcajo S., Cieza L. A., Gamen R., Peterson D., 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 487, 2937
- Orcajo S., Cieza L. A., Gamen R., 2023, arXiv e-prints, p. arXiv:2306.14025
- Porras A., Christopher M., Allen L., Di Francesco J., Megeath S. T., Myers P. C., 2003, *The Astronomical Journal*, 126, 1916
- Qin S.-m., Li J., Chen L., Zhong J., 2020, arXiv e-prints, p. arXiv:2008.07164
- Racine R., 1968, *The Astronomical Journal*, 73, 233
- Rayner T. S. M., et al., 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 607, A22

- Rebull L. M., 2001, *The Astronomical Journal*, 121, 1676
- Rebull L. M., et al., 2002, *Astronomical Journal*, 123, 1528
- Rebull L. M., Wolff S. C., Strom S. E., 2004, *Astronomical Journal*, 127, 1029
- Rebull L. M., Stauffer J. R., Megeath S. T., Hora J. L., Hartmann L., 2006, *Astrophysical Journal*, 646, 297
- Rebull L. M., Stauffer J. R., Hillenbrand L. A., Cody A. M., Bouvier J., Soderblom D. R., Pinsonneault M., Hebb L., 2017, *Astrophysical Journal*, 839, 92
- Rebull L. M., Stauffer J. R., Cody A. M., Hillenbrand L. A., David T. J., Pinsonneault M., 2018, *Astronomical Journal*, 155, 196
- Rebull L. M., Stauffer J. R., Cody A. M., Hillenbrand L. A., Bouvier J., Roggero N., David T. J., 2020, *The Astronomical Journal*, 159, 273
- Riddick F. C., Roche P. F., Lucas P. W., 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 381, 1067
- Rodríguez-Ledesma M. V., Mundt R., Eisloffel J., 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 515, A13
- Scargle J. D., 1982, *Astrophysical Journal*, 263, 835
- Schlafly E. F., et al., 2014, *Astrophysical Journal*, 786, 29
- Scholz A., Moore K., Jayawardhana R., Aigrain S., Peterson D., Stelzer B., 2018, *Astrophysical Journal*, 859, 153
- Shu F. H., Adams F. C., Lizano S., 1987, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 25, 23
- Sicilia-Aguilar A., et al., 2006, *Astrophysical Journal*, 638, 897
- Sim G., Lee S. H., Ann H. B., Kim S., 2019, *Journal of Korean Astronomical Society*, 52, 145
- Sinha T., et al., 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 493, 267
- Skiff B. A., 2014, *VizieR Online Data Catalog*, 1
- Sokol A. D., et al., 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 483, 407
- Spitzer L., 1978, *Physical processes in the interstellar medium*, doi:10.1002/9783527617722.
- Stassun K. G., Mathieu R. D., Mazeh T., Vrba F. J., 1999, *Astronomical Journal*, 117, 2941
- Teixeira P. S., Lada C. J., Marengo M., Lada E. A., 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 540, A83
- Tonry J. L., et al., 2012, *Astrophysical Journal*, 750, 99
- VanderPlas J. T., 2018, *Astrophysical Journal*, Supplement, 236, 16
- Vasconcelos M. J., Bouvier J., 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 578, A89
- Vasconcelos M. J., Bouvier J., 2017a, *Astronomy and Astrophysics*, 600, A116
- Vasconcelos M. J., Bouvier J., 2017b, *Astronomy & Astrophysics*, 600, A116
- Venuti L., et al., 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 599, A23
- Venuti L., et al., 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 609, A10
- Wang S., Chen X., 2019, *Astrophysical Journal*, 877, 116

Williams J. P., Cieza L. A., 2011, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 49, 67

Young E. T., et al., 2006, *Astrophysical Journal*, 642, 972

Zanni C., Ferreira J., 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 550, A99

Zhong J., Chen L., Wu D., Li L., Bai L., Hou J., 2020, *Astronomy and Astrophysics*, 640, A127

Apéndice A

Misceláneas

A.1. Obtención de la distancia

Para el cálculo de la distancia media al cúmulo Mon R2, hemos utilizado los datos de *Gaia* DR2 y EDR3. Algunas fuentes tienen valores de paralaje negativos por lo que también hemos realizado este estudio con el catálogo de Bailer-Jones et al. (2018, , BJ18), asociado a los datos DR2 y BJ21 asociado a los datos de EDR3. Para el estudio de la paralaje, hemos tomado las fuentes que cumplieran al menos dos criterios de pertenencia y que tienen un error de paralaje inferior al 20 %, evitando los paralajes negativos. Además, hemos analizado las distribuciones de los miembros periódicos y/o miembros con exceso IR/H α . Los histogramas de la Fig. A.1 muestran que la distribución de los datos DR2 tiene un pico más cercano que para los datos de EDR3, 1.05 mas y 1.15 mas respectivamente, por lo que DR2 localiza el cúmulo a una distancia mayor. Para el estudio de la distancia (en pc), hemos tomado las fuentes con *GaiaFlag*=1 (ver Tabla 3.2) que tienen un error de paralaje inferior al 20 %. Además, analizamos estos valores pero tomando fuentes periódicas, con exceso IR/H α o fuentes no variables, estos histogramas están en la Fig. A.2. De nuevo, encontramos que los datos de BJ18 muestran distancias mayores que los datos de BJ21. Además, en la primera columna de estos dos paneles, superponemos las fuentes que cumplen con 4 criterios de pertenencia (*ZamsFlag*=1, *GaiaFlag*=1, *V_tipo*=1 y *Disco*=1, Tabla 3.2). La línea vertical negra en cada distribución indica el pico de las distribuciones asociadas con EDR3 (ϖ =1.15 mas y d =825 pc). Por otro lado, los dos catálogos más recientes (EDR3 y BJ21) muestran una mayor precisión en los datos dado que, con la restricción en paralaje se obtienen más fuentes que en los anteriores (DR2 y BJ18). Por último, para los datos fotogeométricos de BJ21, observamos que el pico de la distribución de estrellas no variables coincide con los picos del resto de las distribuciones. Para los datos geométricos, el pico de las fuentes no variables está a sólo 50 pc de distancia del pico de las periódicas.

A.2. Dependencia con el periodo

Para el estudio del frenado del disco en Mon R2, como nuestra muestra de tipos espectrales es pequeña, decidimos analizar nuestras fuentes periódicas separándolas en base a la determinación de la masa a partir de la fotometría. Para ello, utilizamos la fotometría PS1 y realizamos el diagrama color-color ($i - y$) frente a ($z - y$) que se muestra en la Fig. A.3. En ($i - y$)=1.077 mag hemos colocado el límite entre las estrellas M1 y más tempranas y M2 y más tardías. Este límite de color está calculado a partir de los valores obtenidos por Best et al. (2018, tabla 4 & 5) y corregido por la A_V media obtenida en este trabajo. Hemos superpuesto las fuentes espectroscópicas de M2 y más tardías para contrastar este límite. Nótese que, como el enrojecimiento es unidireccional, la muestra de M2 y las estrellas más tardías pueden estar contaminadas por las estrellas más tempranas enrojecidas. En cambio, la muestra de M1 y más tempranas estarán mucho menos contaminadas. Finalmente, obtuvimos 36 estrellas tempranas y 97 tardías.

Una vez seleccionadas ambas muestras, las dividimos entre fuentes con y sin disco para hacer los histogramas de la distribución de periodos que se muestran en la Fig. A.4 (eliminamos las fuentes con periodos inferiores a 0.35 d). Aplicamos el estadístico KS para dos muestras para obtener los resultados

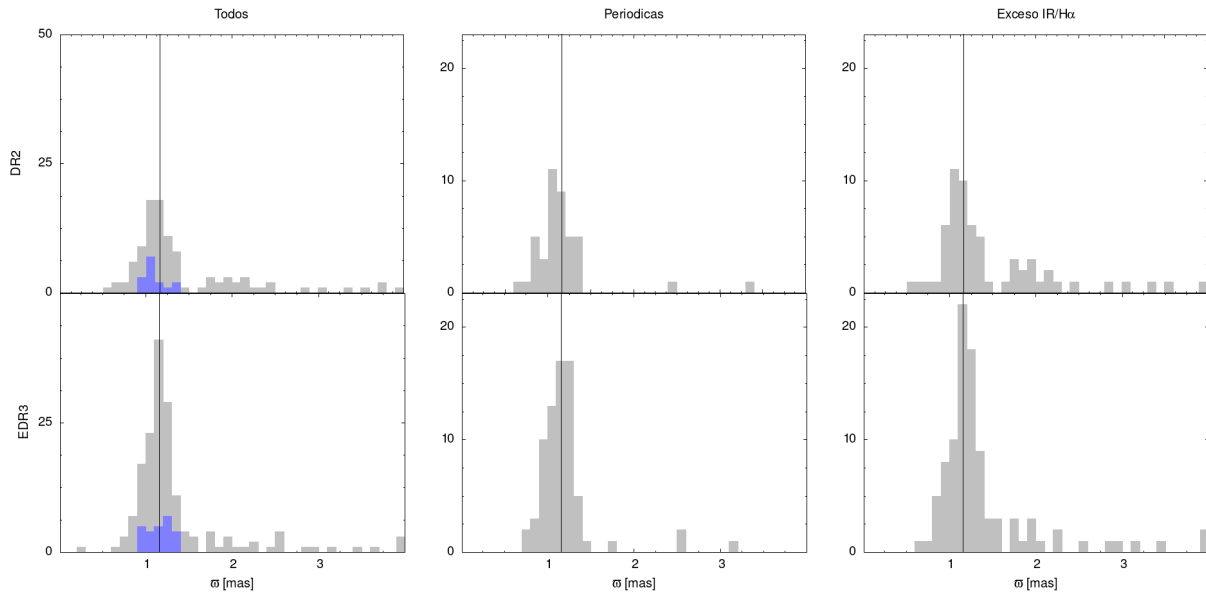


Figura A.1: Histogramas de paralajes con los datos de *Gaia* DR2 y EDR3 para fuentes que cumplen con al menos dos criterios de membresía y que tienen un error en la paralaje menor al 20 %, eliminando los valores negativos. La línea negra se ubica a los $\varpi=1.15$ mas. Las fuentes que cumplen con 4 criterios de pertenencia simultáneamente están en azul.

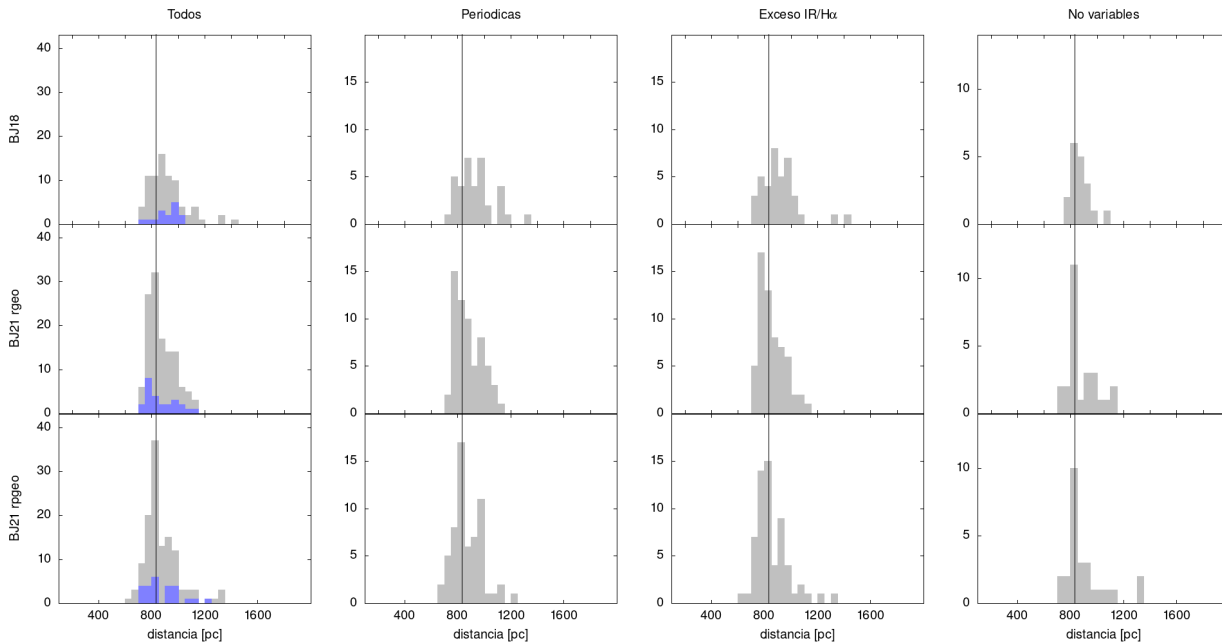


Figura A.2: Histogramas de la distancia con los datos de BJ18 y BJ21 para fuentes con *GaiaFlag*=1 y error en la paralaje menor al 20 %. La línea negra vertical se ubica en $d=825$ pc. Las fuentes que cumplen con 4 criterios de pertenencia simultáneamente están en azul.

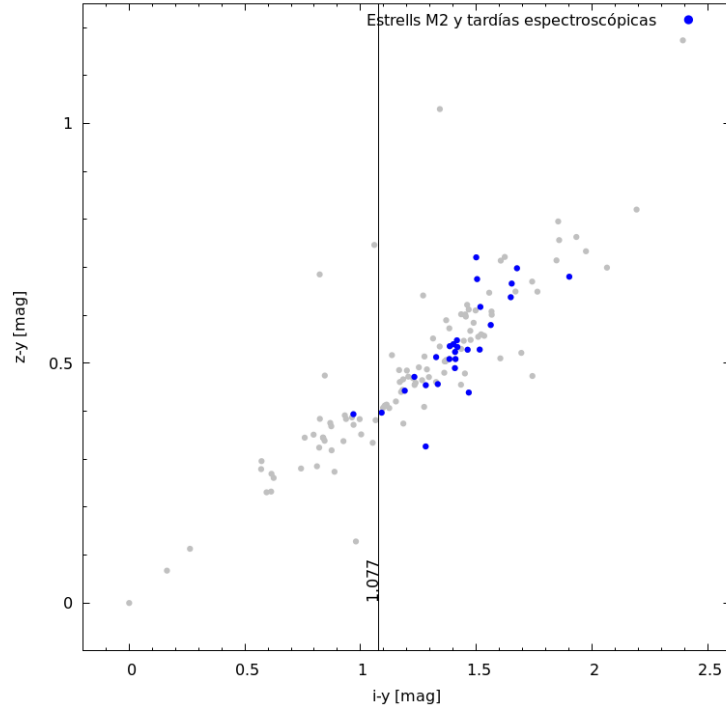


Figura A.3: Diagrama color-color para fuentes periódicas con fotometría en PS1 (133 estrellas) mostradas en círculos grises. En círculos azules mostramos las estrellas de tipo espectral M2. En $(i - y)=1.077$ mag se encuentra el límite fotométrico entre estrellas M1 y tempranas y M2 y tardías.

Tabla A.1: Test KS para las muestras fotométricas.

Muestra	Disco	No disco	sin datos	p	D	<i>estadístico</i>
M1 & tempranas	13	13	6	0.999	0.533	0.154
M2 & tardías	49	24	24	0.629	0.411	0.175

mostrados en la Tabla A.1. Los resultados estadísticos no son concluyentes debido al pequeño tamaño de la muestra. Sin embargo, en el caso de las estrellas M2 y más tardías, hay una tendencia a que las que tienen disco roten más lentamente.

Por otro lado, en la Fig. A.5 mostramos el diagrama del índice de color $R_{ins} - I_{ins}$ en función del periodo distinguiendo los objetos con y sin tipo espectral. Observamos que $R_{ins} - I_{ins}=0.5$ mag es un límite superior para las estrellas M tardías y $R_{ins} - I_{ins}=0.18$ mag para las estrellas M tempranas. Existe un solapamiento debido al enrojecimiento más allá de 0.5 mag entre M tempranas y tardías hasta 1 mag. Encontramos algunas pocas estrellas de tipo K que no superan el índice de color $R_{ins} - I_{ins}=0.56$. Sin embargo, observamos que la muestra sin datos espectroscópicos tiende a ser de estrellas de baja masa (estrellas M). Finalmente, nuestra distribución de estrellas periódicas (Fig. 4.11) no tendría una contaminación significativa de estrellas de alta masa (tipo solar). Finalmente, para las estrellas enanas marrones no hemos encontrado una señal periódica convincente.

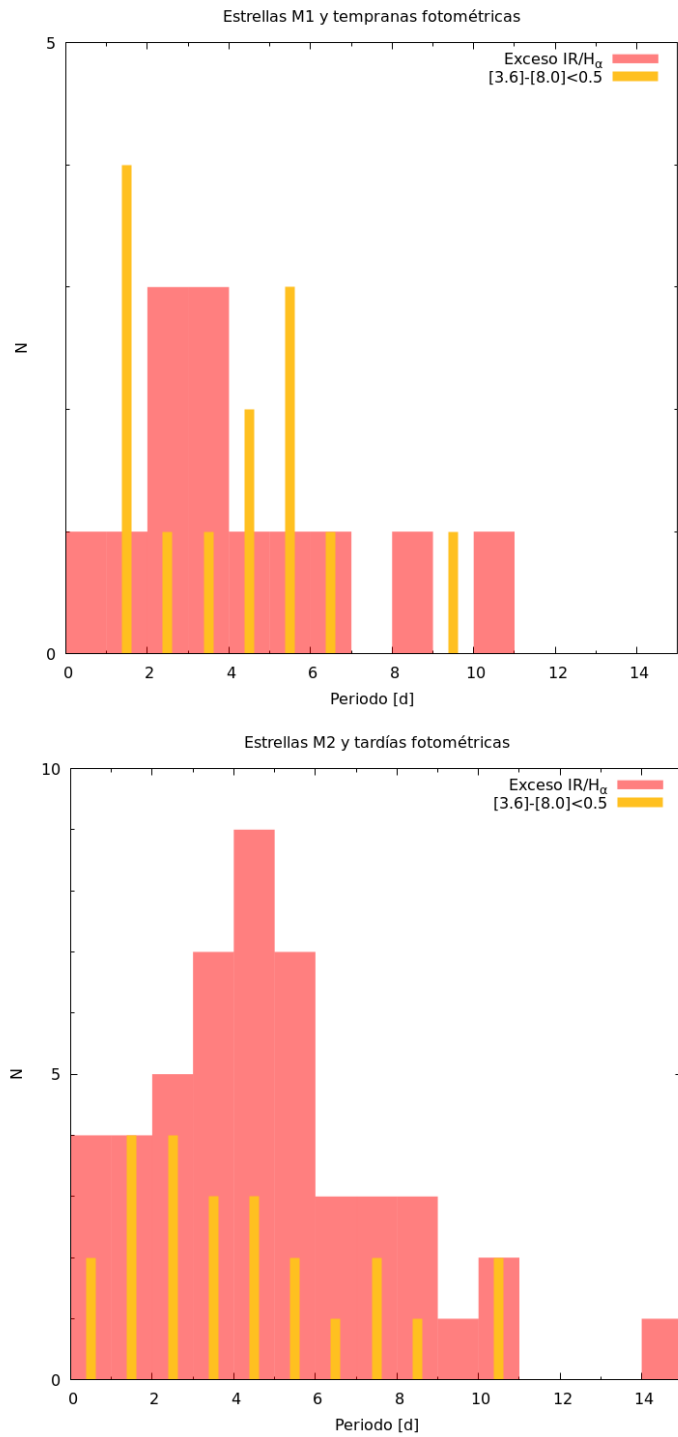


Figura A.4: Distribución de los periodos de estrellas con (barras rojas) y sin (picos amarillos) disco. **Arriba:** M1 y más tempranas de acuerdo al corte mostrado en la Fig. A.3. **Abajo:** M2 y más tardías de acuerdo al mismo corte.

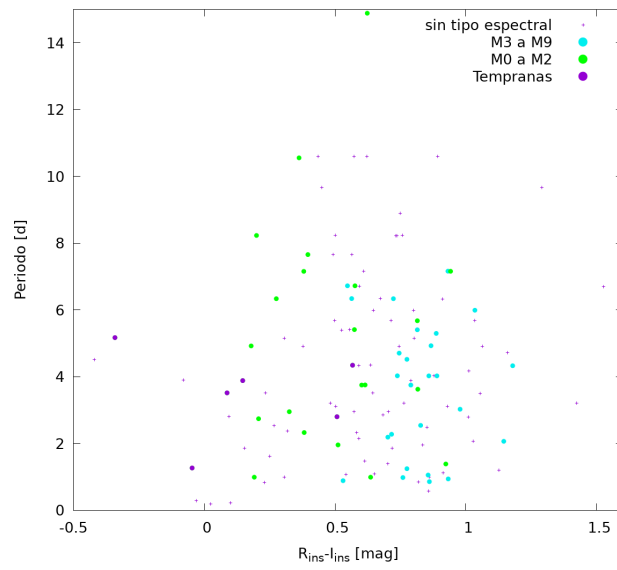


Figura A.5: Índice de color $R_{ins} - I_{ins}$ contra variables periódicas con datos espectroscópicos. Las cruces violetas son objetos sin tipo espectral, los círculos violetas son objetos con tipo espectral consistentes con estrellas K. Por otro lado, los círculos verdes son estrellas M tempranas y los círculos color cian son M tardías. Puede observarse que para $R_{ins} - I_{ins} < 0.5$ no se observan estrellas M tardías pero por encima de ese valor, existe un solapamiento entre estrellas M tardías y tempranas, aunque más allá de $R_{ins} - I_{ins} = 1$ no se observan M tempranas.

Apéndice B

Figuras y tablas extras

B.1. Curvas de luz de estrellas variables en Mon R2

Presentamos aquí el resto de las curvas de luz de estrellas periódicas encontradas en el cúmulo Mon R2 a partir de los datos obtenidos con LCOGT. Hemos dividido la muestra según la amplitud de cada curva de luz, agrupándolas en $Amp > 0.1$ mag (Fig. B.1, B.2 y B.3), $0.05 < Amp < 0.1$ mag (Fig. B.4, B.5 y B.6) y $Amp < 0.05$ mag (Fig. B.7). Además, las curvas de luz se ordenan en forma decreciente respecto a la potencia máxima obtenida en cada periodograma. Por otro lado, en la Fig. B.8 mostramos las variables que son posiblemente periódicas ya que en el proceso de clasificación no se logró asegurar que la periodicidad sea real pero tampoco se pudo descartar. Encontramos 4 variables (Fig. B.9) que presentan una caída abrupta en su brillo en nuestra ventana temporal de observación lo cual podría deberse a un eclipse y otros 10 objetos que presentan más de un eclipse. En la Fig. B.10 mostramos las curvas de luz de estas últimas variables tanto en fase como en día juliano y el periodograma de 6 de ellas. Por último, en la Fig. B.11 presentamos las curvas de luz que muestran otro tipo de variabilidad no coincidentes con las antes nombradas.

B.2. Tablas

B.2.1. Tipos espectrales extras en el campo de NGC 2264

En la Tabla B.1 mostramos 6 líneas de la tabla con las fuentes a las que les asignamos tipo espectral pero que no componen la muestra periódica utilizada en NGC 2264. Algunas de estas estrellas pueden no ser miembros del cúmulo. Además, aquellas estrellas con tipo espectral más temprano que M fueron nombradas como “Early”.

RA (J2000)	DEC (J2000)	TS	H α (Em=1/Ab=0)	EW (Å)	Err (Å)	Ca II (Em=1/Ab=0)
100.2842	9.5693	M4	1	-16.19	0.63	0
100.2654	9.47223	M2	1	-2.20	0.04	0
100.2877	9.48535	M7	1	-89.57	6.63	1
100.4697	9.49029	Early	0			0
100.5022	9.4927	Early	0			0
100.3821	9.50017	Early	0			0

Tabla B.1: Estrellas clasificadas espectroscópicamente adicionales que no corresponden a la muestra periódica utilizada para este estudio y que no son necesariamente miembros de NGC 2264. Suelen ser objetos brillantes a los que se asignaron fibras o máscaras no utilizadas. La edición impresa sólo contiene una muestra para ilustrar su contenido. Los objetos que no son de tipo M no se clasificaron y se etiquetan simplemente como “Early”.

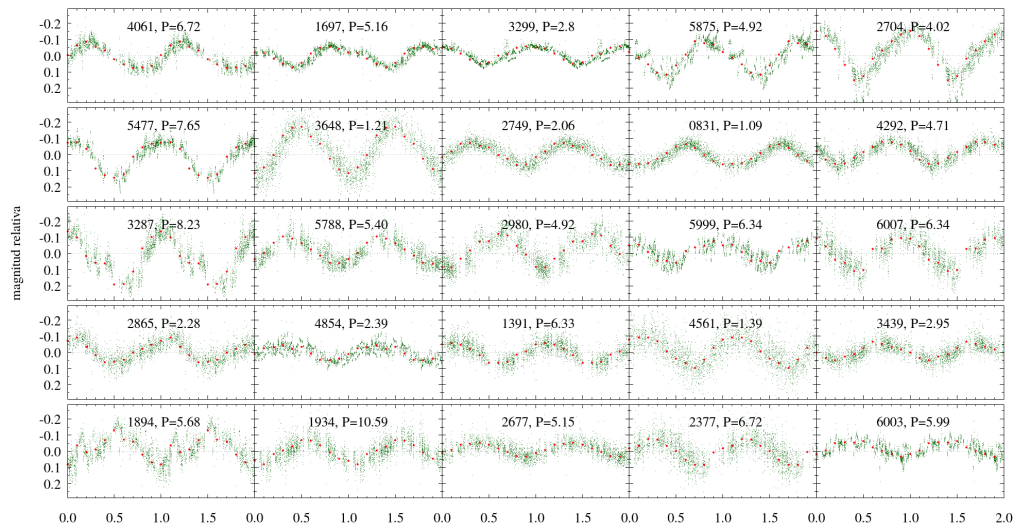


Figura B.1: Curvas de luz en fase con amplitudes ≥ 0.1 mag, ordenadas en forma decreciente respecto al pico de potencia del periodograma.

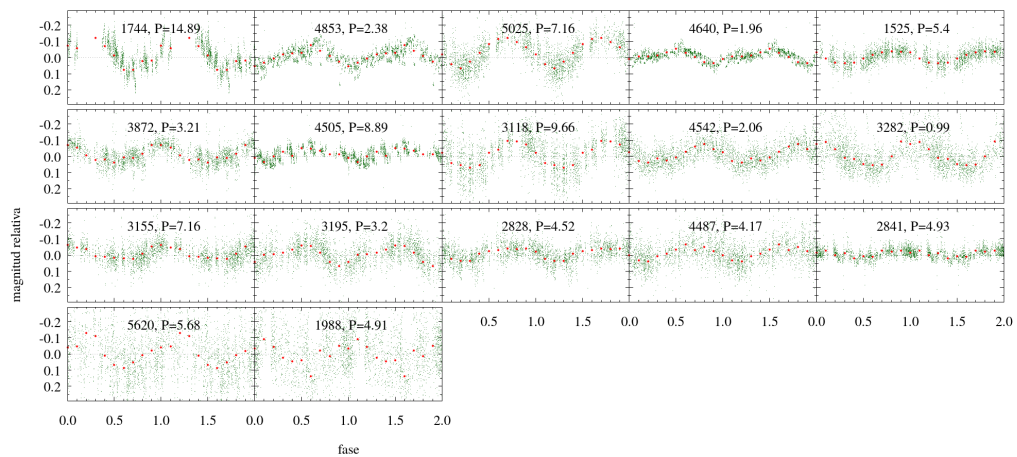


Figura B.2: Idem Fig. B.1.

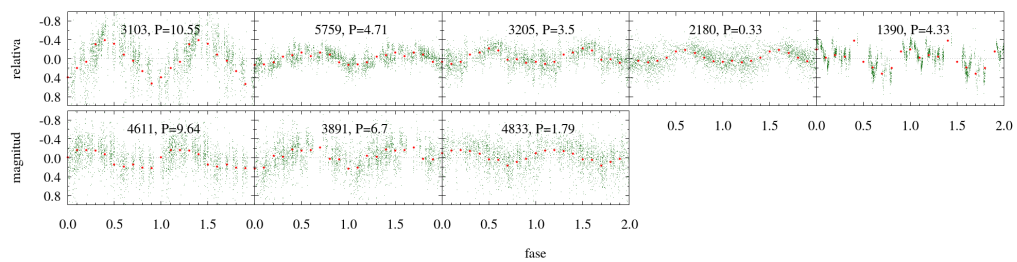


Figura B.3: Idem Fig. B.1.

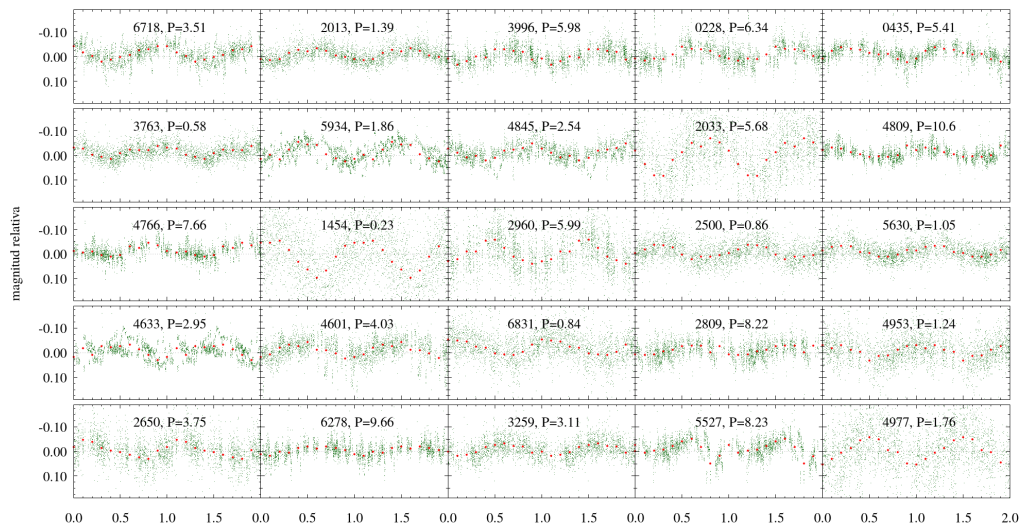


Figura B.4: Curvas de luz en fase para amplitudes entre 0.05 y 0.1 mag, ordenadas en forma decreciente respecto al pico de potencia del periodograma.

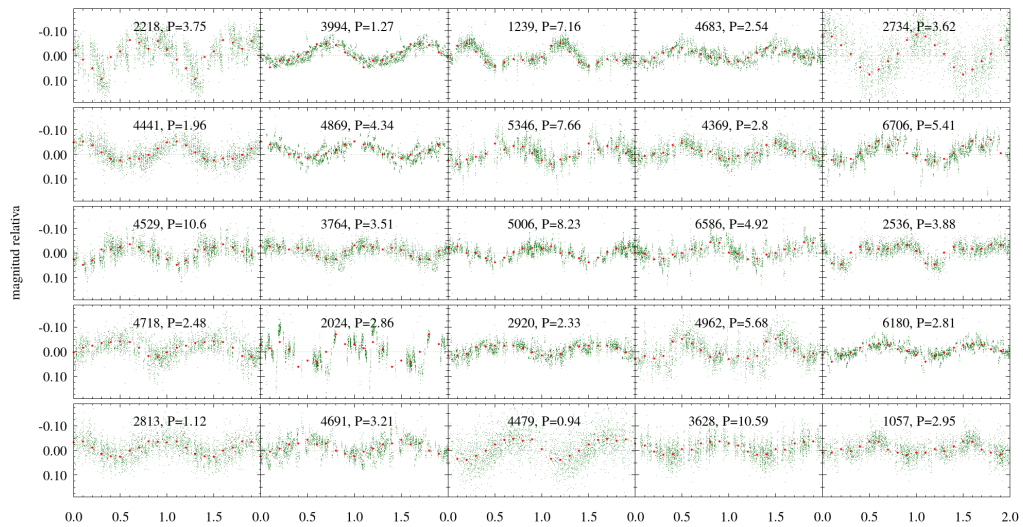


Figura B.5: Idem Fig. B.4.

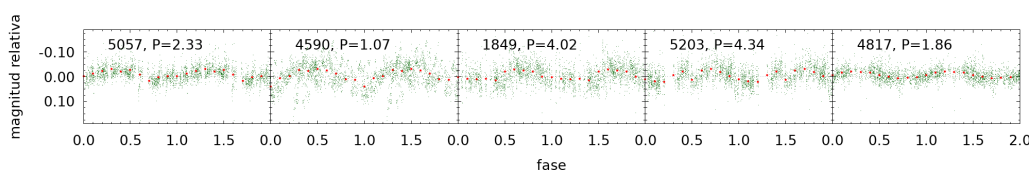


Figura B.6: Idem Fig. B.4.

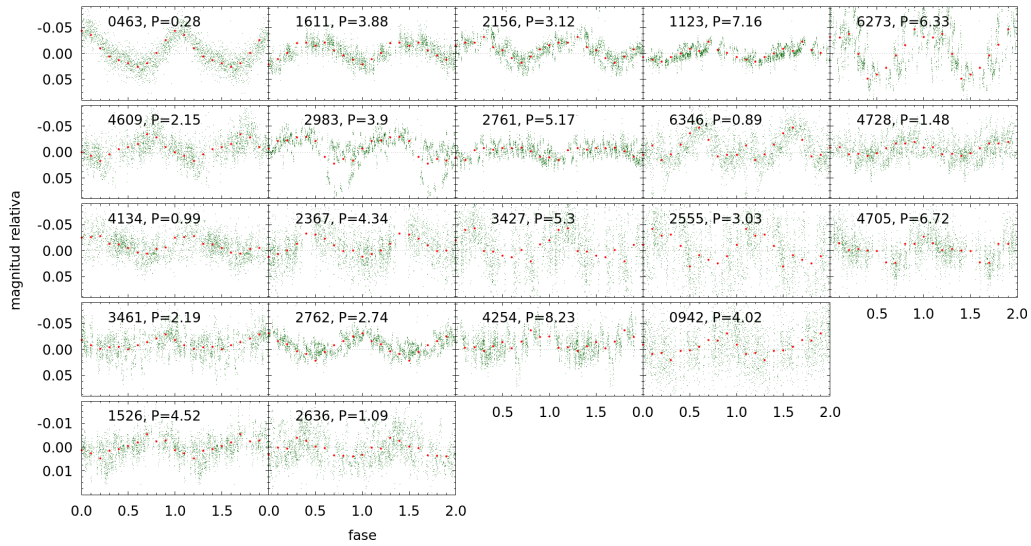


Figura B.7: Curvas de luz en fase con amplitudes ≤ 0.05 mag, ordenadas en forma decreciente respecto al pico de potencia del periodograma.

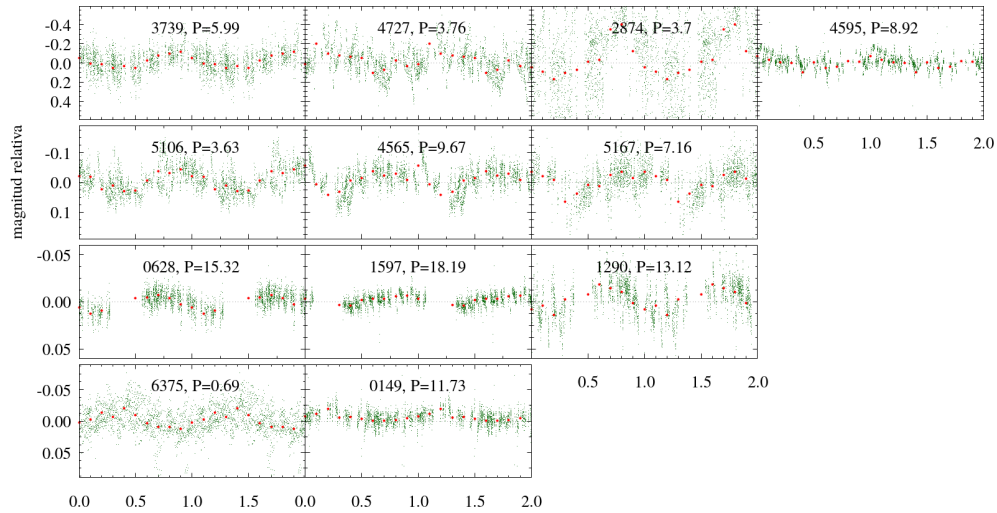


Figura B.8: Curva de luz en fase de 'posibles' estrellas periódicas, ordenadas en forma decreciente respecto al pico de potencia del periodograma y de la amplitud.

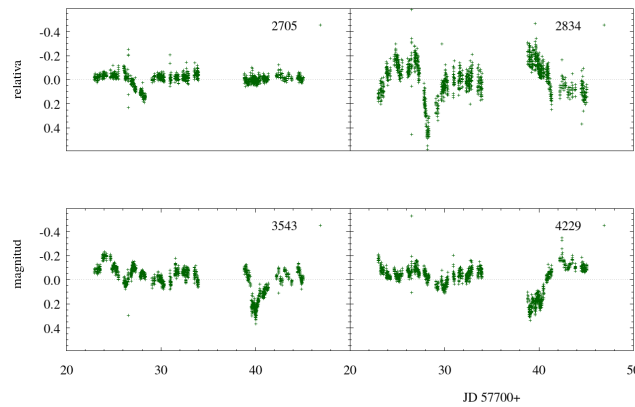


Figura B.9: Curva de luz de estrellas con un eclipse durante nuestro periodo de observación.

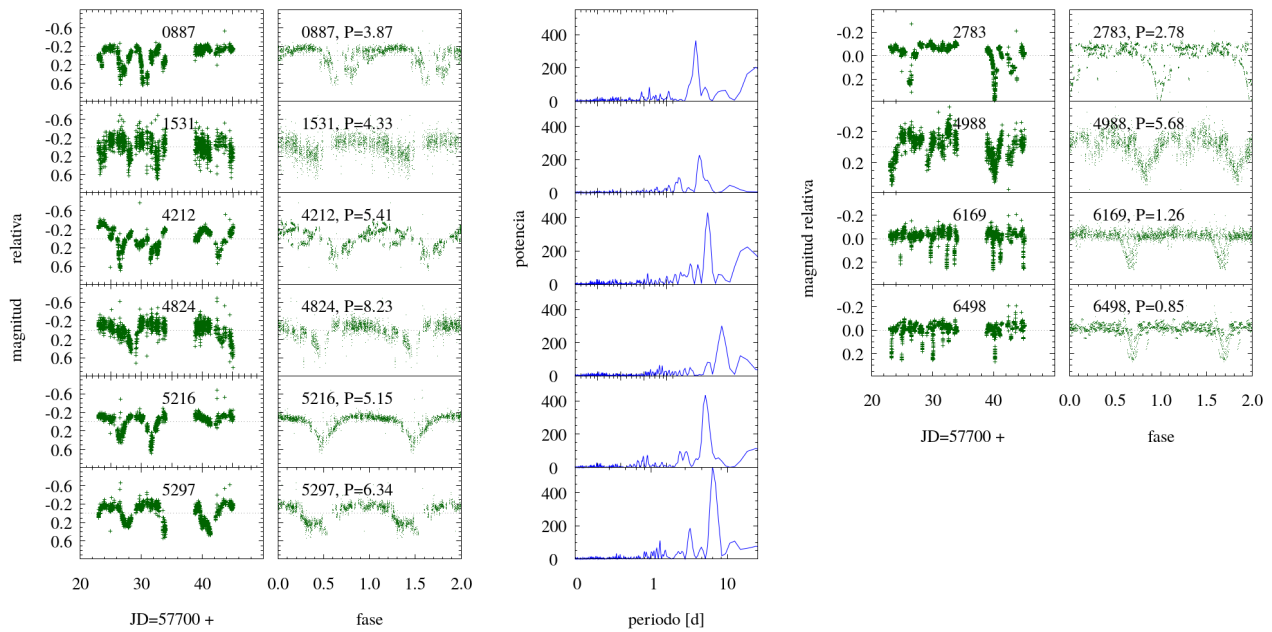


Figura B.10: Curva de luz de estrellas con más de un eclipse durante nuestro periodo de observación. Presentamos también los mejores periodogramas, el resto de las estrellas no presentan picos de potencias sobresalientes pero visualmente existe tal variabilidad.

Tabla B.2: Datos de *Spitzer*. La tabla completa está en formato digital (Orcajo et al., 2023)

Id	RA	DEC	[3.6]	e[3.6]	[4.5]	e[4.5]	[5.8]	e[5.8]	[8.0]	e[8.0]	Disco	ref	Spz_id
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
6831.0	6:7:11.8152	-6:34:7.788	14.1327	5.90904	14.0449	5.39073	14.2479	3.65909	13.531	3.29265	1.0	1	J060711.83-063407.1
6832.0	6:7:46.608	-6:34:3.324	13.7221	6.17297	13.6658	5.68556	13.1706	4.67928	12.8134	4.0175	1.0	1	J060746.61-063402.9
6751.0	6:7:24.6336	-6:34:2.532	17.128	3.8929	16.7865	3.33417	999	999	14.5155	2.58389	1.0	1	J060724.42-063403.3
6706.0	6:7:23.3496	-6:34:0.516	11.8484	7.14405	11.7985	7.00212	11.7245	5.93091	11.7072	5.34458	0.0	1	J060723.36-063400.0
6818.0	6:8:7.1856	-6:33:59.796	13.2748	6.43814	13.2323	5.92525	13.117	4.91047	13.2122	3.70904	0.0	1	J060807.18-063359.3

(1) Identificación interna de la fuente. (2) Ascensión recta y (3) declinación en el Equinox J2000. (4) flujos de *Spitzer* en magnitud para las cuatro bandas [3.6], [4.5], [5.8], [8.0] para la apertura 3.6 y (5) error en mag. (6) Presencia de disco (disco=1 y no disco=0). (7) Referencias IRSA=1, G9=2 y K12=3. (8) *Spitzer* id.

B.2.2. Lista completa de los datos de *Spitzer* en Mon R2.

En la Tabla B.2 mostramos algunas líneas de la tabla que contiene los datos de **Spitzer** en los canales [3.6], [4.5], [5.8] y [8.0] del instrumento IRAC para los objetos detectados con LCOGT en la zona observada del cúmulo Mon R2.

B.2.3. No miembros de Mon R2

En la Tabla B.3 mostramos las estrellas con tipo espectral para las cuales no pudimos encontrar indicadores de membresía al cúmulo Mon R2.

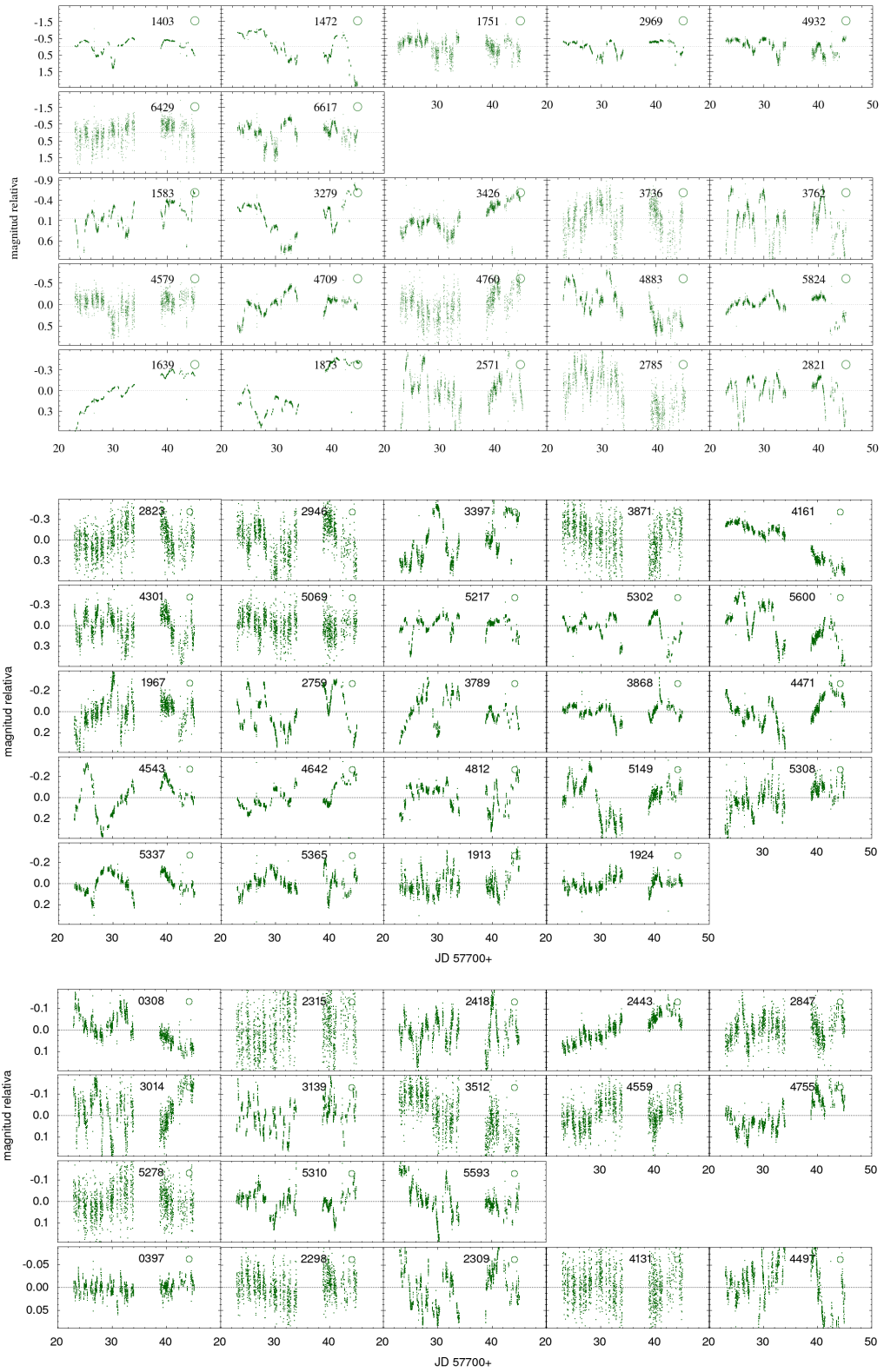


Figura B.11: Curvas de luz de variables no periódicas.

Tabla B.3: Tabla completa de objetos con tipo espectral pero que no presentan indicadores de pertenencia al cúmulo Mon R2. Ver notas de las columnas en la tabla 3.1

Id	RA	DEC	V_tipo	P(días)	Potencia	H α	TE	Disco	Zams	Gaia
6272	06:07:07.15	-06:32:43.18	0	-	195	Ha-	Early	0	0	0
5376	06:07:23.38	-06:29:41.02	0	-	12	Ha-	Early	-	0	0
5239	06:07:51.13	-06:29:02.04	0	-	36	Ha-	Early	0	0	0
5208	06:08:27.83	-06:28:50.19	0	-	74	Ha-	Early	0	0	0
5184	06:07:52.47	-06:28:48.36	0	-	51	Ha-	Early	0	0	0
5142	06:08:44.30	-06:28:30.14	0	-	54	Ha-	Early	0	0	0
5121	06:08:29.11	-06:28:27.44	0	-	13	Ha-	Early	-	0	0
5095	06:08:41.90	-06:28:17.40	0	-	28	Ha-	Early	-	0	0
5017	06:07:41.75	-06:27:59.29	0	-	74	Ha-	Early	0	0	0
4941	06:08:02.83	-06:27:35.92	0	-	10	-	M3	-	0	0
4895	06:08:44.68	-06:27:15.76	0	-	59	Ha-	Early	0	0	0
4820	06:07:08.64	-06:27:02.34	0	-	170	NH	M0	0	0	0
4732	06:07:53.92	-06:26:34.44	0	-	16	NH	M3	-	0	0
4152	06:07:25.79	-06:24:06.37	0	-	8	Ha	M4	-	0	0
4100	06:07:16.51	-06:23:59.10	0	-	16	Ha-	Early	-	0	0
3893	06:08:26.33	-06:23:16.11	0	-	17	Ha-	Early	-	0	0
3624	06:08:34.71	-06:22:32.80	0	-	10	Ha-	Early	-	0	0
3616	06:08:26.94	-06:22:31.87	0	-	13	Ha-	Early	-	0	0
3137	06:08:29.87	-06:21:12.49	0	-	49	Ha-	Early	0	0	0
3117	06:08:42.77	-06:21:07.34	0	-	16	NH	M3	-	-	0
3090	06:08:31.20	-06:21:00.54	0	-	16	Ha-	Early	-	0	0
3001	06:08:29.35	-06:20:39.87	0	-	28	NH	M0	0	0	0
2943	06:08:41.38	-06:20:25.80	0	-	17	Ha-	Early	-	0	0
2862	06:08:32.93	-06:20:08.55	0	-	63	Ha-	Early	0	0	0
2720	06:07:29.29	-06:19:36.80	0	-	13	NH	M1	0	0	0
2625	06:08:36.18	-06:18:59.68	0	-	22	NH	Early	-	0	0
2622	06:08:36.14	-06:18:59.18	0	-	15	NH	Early	-	0	0
2543	06:08:44.48	-06:18:38.84	0	-	72	Ha-	Early	-	-	0
2503	06:07:31.73	-06:18:34.20	0	-	10	Ha-	Early	-	0	0
2317	06:08:14.75	-06:17:25.76	0	-	9	NH	M5	-	0	0
1927	06:08:13.61	-06:15:47.41	0	-	7	Ha-	Early	-	0	0
1458	06:08:14.69	-06:14:02.72	0	-	26	Ha-	Early	-	0	0
1365	06:08:16.14	-06:13:44.65	0	-	130	NH	M5	-	-	0
1145	06:08:13.95	-06:13:02.67	0	-	11	Ha-	Early	-	0	0
1081	06:08:26.52	-06:12:49.42	0	-	16	Ha-	Early	-	0	0
950	06:08:25.67	-06:12:30.67	0	-	10	Ha	M3	-	0	0

