



Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis para obtener el grado académico de
Licenciatura en Astronomía

Comportamiento del momento angular en estrellas jóvenes

Autor: Orcajo, Santiago

Director: Gamen, Roberto C.
Co-Director: Cieza, Lucas

LA PLATA, ARGENTINA
Noviembre 2015

Índice de contenido

1 Resumen.....	7
2 Antecedentes.....	9
3 Objetivos.....	13
4 Metodología.....	15
5 Resultados.....	17
5.1 Observaciones espectroscópicas.....	17
5.2 Reducción de espectros GMOS de Gemini.....	19
5.2.1 Paso 1: Procesar el FLAT.....	20
5.2.2 Paso 2: Procesar las imágenes de ciencia por overscan y flat.....	22
5.2.3 Paso 3: Calibrar la lámpara de comparación en longitud de onda.....	23
5.2.4 Paso 4: Aplicar la transformación.....	27
5.2.5 Paso 5: Extraer el espectro.....	28
5.2.6 Paso 6: Producto Final.....	32
5.3 Clasificación Espectral.....	34
5.3.1 Líneas y bandas características.....	34
5.3.2 Nuestros espectros.....	38
5.3.3 Comparación entre los espectros MMT y Gemini.....	41
5.4 Determinación del período de rotación.....	42
5.5 Determinación de la presencia de disco protoplanetario.....	44
6 Análisis y resultados generales.....	49
7 Conclusiones y trabajo futuro.....	55
7.1 Conclusiones.....	55
7.2 A Futuro.....	56
8 Tabla.....	59
8.1 Descripción de la tabla.....	59
8.2 Primer hoja de la tabla.....	60
9 Bibliografía.....	61
10 Apéndice.....	63
10.1 Test Estadístico de Kolmogorov-Smirnov.....	63

Índice de ilustraciones

1. NGC 2264 color.....	12
2. NGC 2264 + Gemini + MMT.....	18
3. Flat sin procesar.....	21
4. Corte flat.....	21
5. Corte normalizado.....	22
6. Líneas de lámpara de comparación.....	24
7. Residuos del ajuste de la lámpara.....	26
8. Residuos del resultado del ajuste de la lámpara.....	26
9. Calidad de calibración buena.....	27
10. Calidad de calibración mala.....	27
11. Espectro de calibración de baja resolución.....	28
12. LDF del espectro.....	29
13. Background.....	30
14. Traza.....	31
15. Espectro en función de píxeles.....	31
16. Espectro en función de longitud de onda.....	32
17. Secuencia espectral azul-verde.....	36
18. Secuencia espectral desde K3 a M8.....	37
19. Espectro de una estrella tipo M3.....	37
20. Secuencia de M3 a M5.5.....	37
21. Histograma: resultado de la clasificación espectral.....	38
22. Secuencia de sub-tipos espectrales de M0 a M4 GEMINI.....	39
23. Secuencia de sub-tipos espectrales de M5 a M8 GEMINI.....	39
24. Secuencia de sub-tipos espectrales de M0 a M4 MMT.....	40
25. Secuencia de sub-tipos espectrales de M5 a M8 MMT.....	40
26. Comparación del espectro de un objeto obtenido con MMT y con GEMINI.....	41
27. Histograma: Período de rotación vs. sub-tipo espectral.....	43
28. Histograma: Período de rotación.....	44
29. Histograma: Presencia de disco.....	46
30. NGC 2264 Spitzer.....	47
31. Histograma: todos los espectros con y sin disco.....	48
32. Histograma: estrellas de alta masa con y sin disco.....	49
33. Histograma: estrellas de muy baja masa.....	50
34. Histograma: distribución de estrellas de sub-tipo espectral M4.....	52
35. Histograma: distribución de estrellas de sub-tipo espectral M3.....	52
36. Histograma: distribución de estrellas de sub-tipo espectrales de M5 a M8.....	53
37. Test K-S para dos muestras.....	63

Índice de tablas

Tabla 1: Algunos parámetros del header.....	20
Tabla 2: Resultado obtenido de la clasificación espectral.....	38
Tabla 3: Descripción del encabezado de la tabla anexa.....	59

1 Resumen

Los parámetros astrofísicos fundamentales de una estrella son la masa, la luminosidad y el radio. Con ellos es posible ubicar a cualquier estrella en el diagrama Hertzsprung-Russell (HR), determinar relaciones Masa-Luminosidad y Masa-Radio, fundamentales para contrastar con modelos de evolución, determinar edades de cúmulos, distancias, etc.

Por otro lado, la evolución de las estrellas está determinada fundamentalmente por la masa, pero también por otros parámetros como el índice de pérdida de masa, la composición química, y la rotación.

La rotación influye en la estructura interna de las estrellas, en el transporte de energía y en la pérdida de masa, y en la mezcla de los elementos químicos que componen la estrella.

Conocer el período de rotación de una estrella es, entonces, clave.

En este trabajo estudiamos cómo es afectada la rotación estelar durante las primeras etapas evolutivas, en estrellas tardías, debido a la existencia de discos protoplanetarios. Para ello, analizamos la distribución del período de rotación de estrellas muy jóvenes del cúmulo NGC 2264, según si poseen disco o no.

Contamos con observaciones espectroscópicas, realizadas con los telescopios Gemini Norte (GN) y Multi Mirror Telescope (MMT), de estrellas candidatas a ser de muy baja masa. Definimos como estrellas de *muy baja masa* a los tipos espectrales M3 y más tardíos. Los datos del MMT estaban procesados, pero la muestra de GN no, por lo que aplicamos el software IRAF, obteniendo así la extracción de los espectros de estos objetos. Luego, realizamos la clasificación espectral de todos los espectros (GN + MMT), consiguiendo un gran porcentaje de estrellas dentro del tipo espectral M.

Una vez realizada la clasificación espectral, buscamos en bases de datos los períodos rotacionales publicados para estos objetos.

Empleamos datos del telescopio espacial Spitzer para determinar la presencia o no de discos de acreción en torno a las estrellas, según el exceso en ciertas bandas del infrarrojo.

Con todos estos datos y una combinación específica de ellos, finalmente analizamos la distribución de los períodos de rotación de las estrellas con y sin disco según el tipo espectral. Los resultados fueron en gran parte los esperados pero algunos trajeron nuevos interrogantes que nos entusiasman a ampliar este trabajo.

Por ejemplo hemos encontrado que la distribución de períodos rotacionales de estrellas de tipo espectral M3 parece ser una transición entre las distribuciones de dos grupos de estrellas, uno que abarca de K a M2 y otro de M4 a M8. Además, el segundo grupo rota significativamente más rápido que el primero.

Mostramos también que dentro de las distribuciones, las estrellas que aún poseen disco rotan más rápido que las que ya lo perdieron, extendiendo así el rango de “regulación por discos” para estrellas con masas menores a 0.3 masas solares.

2 Antecedentes

El período de rotación 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 de las estrellas, en el transporte de energía y en la pérdida de masa, y en la mezcla de los elementos químicos que componen la estrella. El período de rotación inicial está fuertemente ligado con las teorías de formación estelar y a los fenómenos de acreción/decreción de materia y la formación de discos. Conocer el período de rotación de una estrella es, entonces, clave.

En el caso de las estrellas jóvenes de baja masa (una masa solar y menor), este conocimiento tiene relación con los discos donde posteriormente se formarán los planetas.

Las estrellas nacen a partir del colapso de un grumo de material dentro de una nube molecular. La conservación del período de rotación original podría implicar que el colapso gravitatorio lleve a la proto-estrella a acelerar su rotación hasta cerca de la velocidad límite. Sin embargo, las observaciones demuestran que esto no ocurre, sino que llegan a velocidades menores al 10% de dicha velocidad de ruptura (Hartmann et al., 1986, Bouvier et al., 1986). *Dónde va el resto del momento angular* es la pregunta obvia.

En los últimos años se han realizado grandes avances en el estudio de la rotación de estrellas de baja masa. Se han determinado unos 5000 períodos de rotación de estrellas de baja masa en regiones de formación estelar, con edades entre 1Myr y 1Gyr (Irwin & Bouvier 2009). Otros 10000 valores rotacionales han sido obtenidos a través de monitoreos fotométricos con los telescopios espaciales Kepler y COncvection ROTation et Transits planétaires (CoRoT) para estrellas de tipos espectrales G, K, y M (Nielsen et al, 2013, entre otros). Estos trabajos permiten un análisis global de la rotación estelar respecto de la masa, el cual presenta una gran dispersión posiblemente reflejando las diferentes edades. Pero fundamentalmente parece estar ligado a los discos protoplanetarios.

Durante el colapso, la proto-estrella está en rotación y parte del material va quedando alrededor de su ecuador formando un disco de gas y polvo, es decir, el disco

protoplanetario. Estos discos poseen vida corta y su duración está afectada por distintos factores como la masa de la estrella central, los vientos estelares, campos magnéticos, etc., es decir que existe una interacción estrella-disco. En algunos casos el tiempo de vida es escaso no pudiendo así dar lugar a la formación planetaria.

Las estrellas de pre-secuencia principal se contraen en factores de 2-3 (en radio) durante sus primeros 3 millones de años de evolución. Asumiendo contracción homóloga y conservación de período de rotación, se deduce que todas las estrellas de baja masa deberían rotar con períodos más cortos que dos días al llegar a la edad de dos millones de años (Herbst et al. 2000). Sin embargo, ésto no es lo que se verifica observacionalmente. Todos los cúmulos de estrellas jóvenes (de 2 a 10 millones de años) muestran una gran población de estrellas de baja masa que rotan mucho más lento de lo esperado.

El paradigma actual sobre la evolución del período de rotación de estrellas de pre-secuencia-principal indica que las estrellas interactúan magnéticamente con sus discos, lo que impide que la rotación del núcleo estelar (que se va contrayendo) se incremente, como sería esperable (Rebull et al, 2004). Los discos protoplanetarios, tienen una duración muy variada, que va de menos de un millón de años a 10 millones de años. La principal predicción de este paradigma de “*regulación por discos*” es que las estrellas que ya han perdido su disco protoplanetario deben rotar más rápido que las que aún lo retienen. Algunos estudios observacionales han confirmado esta idea (e.g. Cieza & Baliber, 2007), pero solo en un rango de masas estelares entre 0.3 y 1.0 masas solares. Cody & Hillenbrand (2010) no encontraron dicha relación rotación-disco en las estrellas de menor masa del cúmulo Sigma Orionis (la cuál es una región de formación estelar en Orión), pero tampoco lo han podido descartar.

Las estrellas de pre-secuencia-principal de masas menores a 0.3 masas solares (correspondientes a estrellas de tipo espectral M3 o más tardío) rotan sistemáticamente más rápido que las estrellas de 0.3 a 1.0 masas solares (Herbst et al. 2002, 2006, Bouvier et al. 2013). Aún se desconoce el origen de esta discrepancia, pero se especula que puede deberse a una menor eficiencia en la transferencia del período de rotación de la estrellas de muy baja masa hacia el disco (Herbst et al. 2002; Lamm et al. 2005). El problema principal para poder estudiar el paradigma de la “*regulación por discos*” en las

estrellas de muy baja masa es la dificultad en determinar observacionalmente la presencia de un disco para lo cual se necesitan observaciones muy profundas en el infrarrojo.

Tales observaciones existen para el cúmulo NGC 2264 en el archivo del telescopio espacial Spitzer, por lo que se ha adoptado este cúmulo como objeto de estudio.

NGC 2264 es un cúmulo abierto ubicado en la constelación de Monoceros, en la asociación OB1 en el brazo de Orión de nuestra galaxia. Contiene una gran cantidad de estrellas jóvenes embebidas en una gran nube molecular compleja presentando emisión difusa en H α y emisión y reflexión brillante nebulosa. La presencia de objetos Herbig-Haro y flujos moleculares confirman la activa formación estelar actual (Dahm & Simon, 2005). Es por ello que NGC 2264 es un banco de pruebas para las teorías de evolución estelar temprana (Baxter et al., 2009). Está compuesto por dos famosas nebulosas: el Árbol de Navidad y la Nebulosa del Cono. Baxter et al. (2009) determinan una distancia de 913 ± 40 pc y calculan la edad en ~ 1.5 Ma, aunque también señalan otras determinaciones de edades en un rango de 1 a 5 Ma por otros autores. Estudiamos este cúmulo ya que es suficientemente joven como para contener estrellas en formación con discos de acreción. Además, cuenta con aproximadamente 400 objetos con períodos de rotación conocidos (Lamm et al. 2004; Affer et al. 2013). De estos 400 objetos, se estima que unos 200 corresponden a estrellas de tipo espectral M3 o más tardío en base a los colores ópticos de la muestra. NGC 2264 tiene una edad estimada menor a los 5 millones de años y por lo tanto representa un cúmulo ideal para estudiar la eficiencia de la regulación por discos en estrellas de muy baja masa.



Figura 1: NGC 2264, obtenida a través de Aladín, DSS-ESO.

3 Objetivos

El objetivo de este trabajo es determinar si existe una relación entre el período de rotación estelar y la presencia de un disco protoplanetario en las estrellas de muy baja masa (menores a 0.3 masas solares) del cúmulo NGC 2264, tal como se observa en estrellas de masa solar.

Existe un límite muy preciso en la distribución de períodos de rotación de estrellas de pre-secuencia principal:

las estrellas menos masivas giran significativamente más rápido.

Este límite corresponde a una masa de $0.3 M_{\odot}$, y sugiere un cambio drástico en la eficiencia de transferencia de período de rotación 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 interna 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 período de rotación en estrellas de pre-secuencia-principal, la generación de campos magnéticos y la estructura interna de objetos de baja masa.

4 Metodología

Este trabajo consiste básicamente en determinar los tipos espectrales (para poder asignarle una masa), el período de rotación, y la presencia (o no) de un disco de acreción, de una muestra de estrellas de pre-secuencia-principal de muy baja masa (menor a $0.3 M_{\odot}$, correspondientes a tipos espectrales M3 y más tardíos) en el cúmulo abierto NGC 2264.

Las actividades fueron realizadas según el siguiente detalle:

1 - Determinación de la masa estelar: La estimación de las masas se intentó hacer a través de la clasificación espectral. Suponiendo que todas las estrellas están a la misma distancia, es de esperar que para la muestra de estrellas de baja masa de este trabajo exista una relación entre la masa y la magnitud aparente. Sin embargo, la extinción interestelar característica de estos cúmulos abiertos jóvenes impide la correcta estimación de la masa de un objeto 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. Debido a las diferencias que parece haber en la distribución de períodos de rotación de estrellas de masas mayores y menores a $0.3 M_{\odot}$, resulta crucial una clasificación espectral para obtener una muestra de estrellas con masas menores a $0.3 M_{\odot}$ que se encuentre libre de contaminación de estrellas más masivas. En el sub-capítulo 5.1 describimos las observaciones espectroscópicas utilizadas, el procesamiento realizado a una parte de ellas, y la clasificación espectral realizada a su conjunto.

2 - Determinación del período de rotación: La existencia de tales determinaciones es fundamental para el análisis propuesto. En el sub-capítulo 5.2 explicamos cómo se determinan los períodos de rotación en las estrellas de baja masa e indicamos las fuentes bibliográficas utilizadas.

3 - Determinación de presencia del disco protoplanetario: La presencia (o no) de un disco de material se puede inferir a partir de la detección de un exceso de emisión en el infrarrojo. En el sub-capítulo 5.3 se describen las observaciones utilizadas, y el método aplicado a las mismas para determinar la presencia de un disco.

4 – Determinación de la distribución de períodos: Una vez aislada la muestra de estrellas de muy baja masa, con tipos espectrales, período de rotación, y determinación de la presencia de disco, se analizaron las distribuciones de los períodos de rotación de estrellas con y sin disco protoplanetario. Si los discos protoplanetarios disipan el período de rotación en las estrellas de muy baja masa de manera similar a la que lo hacen 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 período de rotación a medida que se contraen.

5 Resultados

En este capítulo vamos a presentar nuestros datos observacionales utilizados para la clasificación espectral. Describiremos los pasos realizados para reducir las imágenes y la metodología para obtener la clasificación espectral. Luego daremos a conocer los datos y el procedimiento para obtener y procesar lo respectivo a los momentos angulares de estos objetos y la existencia de discos de acreción.

5.1 Observaciones espectroscópicas

Los datos espectroscópicos utilizados en esta tesis consisten en observaciones llevadas a cabo desde los observatorios Gemini Norte (GN), Hawaii, y Multi Mirror Telescope (MMT), Arizona, Estados Unidos. Los datos fueron obtenidos por el co-director Lucas Cieza durante turnos de observación de 2009 (programa Gemini GN-2009B-Q-76) y 2008 (programa MMT 2008c-PA-08B-0209).

Los espectros MMT¹ fueron obtenidos con el espectrógrafo Hectospec, el cual es un multi-objeto alimentado por hasta 300 fibras. Se empleó una red de 270 líneas por mm con la que se obtiene una resolución $R \sim 1500$, abarcando la región espectral de 4000-9000 Å. El programa requirió 2 horas por cada configuración de campo y un total de 6 horas de tiempo de observación. La muestra final se compone de 322 objetos de los cuales 242 fueron obtenidos con integraciones de 1500 s y 80 con 2400 s y 3600 s. Estos datos fueron procesados por el observatorio usando un *pipeline* especialmente diseñado para este instrumento. Tienen almacenados en el mismo FITS, la extracción del espectro con el cielo restado y corregido por bandas telúricas (banda 1), el espectro sin ninguna resta (banda 2), el espectro del cielo (banda 3).

Los espectros Gemini² consisten en observaciones con el Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS), que es un espectrógrafo que puede ser utilizado en modo multi-objeto. En este modo, a diferencia del Hectospec, utiliza ranuras para dejar pasar la luz de las fuentes de interés, con lo cual es necesario crear máscaras. En este caso se emplearon 15 máscaras, que permitieron obtener los espectros de 240 estrellas de NGC

¹ <https://www.mmt.org/>

² <http://www.gemini.edu/>

2264, de las cuales 58 fueron utilizadas como guías, y la máscara número 13 (15 objetos) no pudo ser reducida por problemas en los archivos *fits*. Por cada máscara, se obtuvieron además imágenes llamadas *flatfield*, y una lámpara de comparación de CuAr. Como el objetivo de estas observaciones fue la clasificación espectral de las fuentes, se utilizó una red de baja resolución R400, la cual provee una resolución $R \sim 2000$, y rangos espectrales, que si bien dependen de la posición de la fuente en la máscara, están entre los 5500-10000 Å. En general las observaciones se realizaron con una calidad de cielo del 70% (relacionado con el seeing), vapor de agua de 50%, y cobertura de nubes de 50% y se emplearon alrededor de 10 horas de tiempo de observación. Las lámparas de comparación fueron obtenidas durante el día.

En la Figura 2 vemos nuestro cúmulo de estudio y mostramos los dos grupos de objetos observados. Con rombos rojos están los de Gemini/GMOS y con verde los de MMT. La región observada cubre un gran porcentaje del cúmulo, obteniendo así la mayoría de objetos candidatos a ser de muy baja masa existentes.

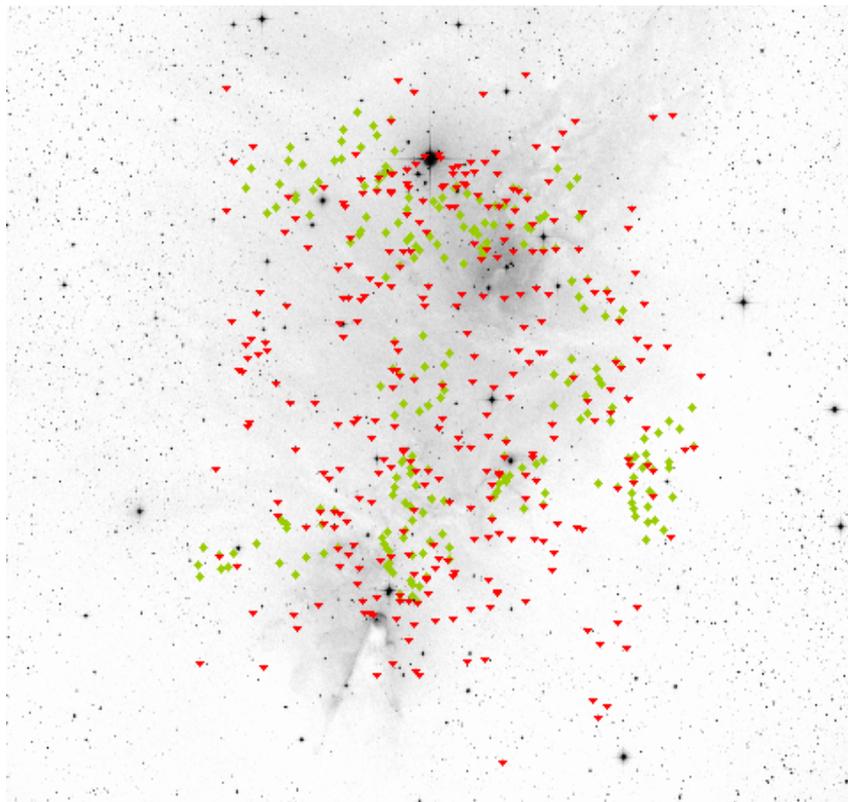


Figura 2: NGC 2264. Los rombos verdes representan los datos Gemini/GMOS y los triángulos rojos los MMT

Los datos Gemini, a diferencia de los MMT, fueron provistos sin procesar. Dado que este procesamiento es diferente al usual, lo describimos a continuación.

5.2 Reducción de espectros GMOS de Gemini

El registro de los espectros de GMOS/Gemini se obtiene por medio de 3 CCDs, el formato de los archivos es *fits* pero de extensión múltiple (*mef*) y por ello la reducción en IRAF es algo distinta que lo que se enseña en la cátedra de Astronomía Observacional donde solo trabajamos con *fits* simples. IRAF cuenta con un paquete llamado *GEMINI* que justamente está diseñado para operar con datos obtenidos a través de cualquier instrumento de dicho observatorio, tanto Norte como Sur. En nuestro caso utilizamos las tareas incluidas en los paquetes *GMOS* y *MOS*.

El procesamiento se realizó siguiendo una guía para reducir imágenes espectrales obtenidas con el instrumento GMOS, recomendada por Gemini (http://www.gemini.edu/sciops/data/IRAFdoc/gmos_mos_example.cl).

Para facilitar el proceso, agrupamos las imágenes por su máscara correspondiente, para ello, las identificamos según el parámetro (*keyword*) **maskname**. Por ejemplo, para realizar una lista que incluya los espectros de la máscara 1 (llamada GN2009BQ076-01) utilizamos la tarea “hselect”:

```
>hselect N*[0 $I expr="maskname='GN2009BQ076-01'"
> mascara01.dat
```

Las imágenes están caracterizadas también por otros parámetros como los mostrados en la Tabla 1. Todos estos parámetros aparecen en el *header* de la imagen. Para verlos con la tarea “imheader”:

```
>imheader imagen.fits[0 1+
```

“[0” es el *header* general (“[1”, “[2”, o “[3” nos darán los *headers* de los otros *chips*). Estamos hablando de un *header* general porque este tipo de imágenes están tomadas con 3 CCDs lo cual hace un *header* por cada uno. Las observaciones clase *partner* son contabilizadas al país del investigador solicitante, en cambio las clase *daycal* no son computadas ya que son observaciones hechas durante el día. Hay otra clase denominada *acq* que son las imágenes de adquisición, las que se usan para, por ejemplo, alinear la

máscara con el campo estelar correspondiente. Las *science* son las imágenes que vamos a reducir y procesar.

<i>Keyword</i>	Descripción	Ejemplo 1	Ejemplo 2	Ejemplo 3	Ejemplo 4
name	Nombre de la imagen	N20091231S0205.fits	N20091231S0185.fits	N20091230S0262.fits	N20091231S0677.fits
maskname	Nombre de la máscara	GN2009BQ076-08	1.5arcsec	GN2009BQ076-05	GN2009BQ076-12
obstype	Tipo de observación	OBJECT	OBJECT	FLAT	ARC
obsclass	Clase de observación	science	partnerCal	partnerCal	dayCal
detector	Nombre del detector	GMOS+Red1	GMOS+Red1	GMOS+Red1	GMOS+Red1
grating	Red	R400+_G5305	R400+_G5305	R400+_G5305	R400+_G5305
grwlen	Longitud de onda central de la red	760.	910.	760.	760.
grtilt	Ángulo de inclinación de la red	55.3451	53.4154	55.3451	55.3451
filter 1 filter 2	Filtro utilizado	OG515_G0306 open2-8	OG515_G0306 open2-8	OG515_G0306 open2-8	OG515_G0306 open2-8
ra	Ascensión recta	100.295	76.37755	100.017	22.
dec	Declinación	9.82	52.83109444	9.557	89.97
object	Nombre del objeto	FIELD8	G191B2B	GCALflat	CuAr
airmass	Masa de aire	1.207	1.358	1.121	1.
exptime	Tiempo de exposición	299.99683	359.99654	1.99967	19.99984

Tabla 1: Algunos parámetros del header de este tipo de imágenes para cuatro ejemplos distintos

A continuación explicamos los pasos realizados en la reducción. Durante el proceso, el paquete *GEMINI* genera un archivo llamado “gmos.log” en el cual se escriben las tareas ejecutadas:

5.2.1 Paso 1: Procesar el *FLAT*

En este caso, el *flat* es una imagen tomada con la máscara y el instrumento a utilizar apuntado a una lámpara de cuarzo que da aproximadamente un espectro del continuo y nos sirve para corregir las imágenes de ciencia de efectos que tienen que ver con la respuesta no uniforme *píxel a píxel* y a gran escala del instrumental.

En la Figura 3 vemos la apariencia que posee una imagen *flat* sin procesar:

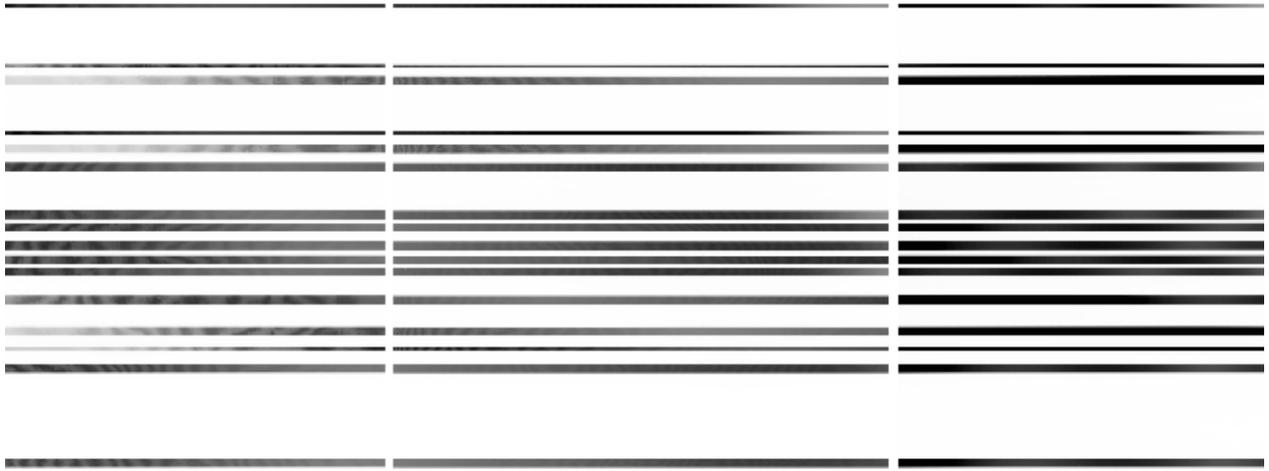


Figura 3: Imagen flat sin procesar de una máscara con 16 ranuras

La Figura 3 muestra los 3 CCDs donde hacia la izquierda tenemos el rojo, y se puede notar el efecto del *fringing*.

Explorando la imagen con la tarea "imexamine" se puede realizar un corte a lo largo de una ranura (con la letra "I" sobre una ranura de la imagen) y obtener la Figura 4:

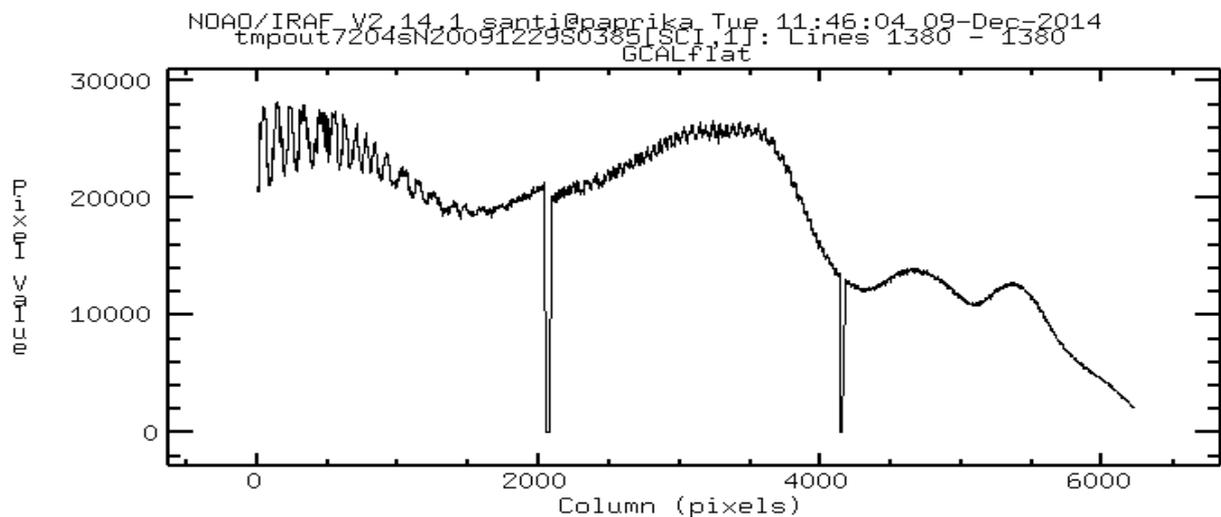


Figura 4: Corte a lo largo de una ranura

Claramente se ve en la Figura 4 la respuesta no homogénea del CCD. Las dos depresiones son las zonas entre los dos CCDs (*gaps*). También vemos el *fringing* muy notorio en el primer CCD (longitudes de onda más largas).

La tarea para procesar el *flat* se llama “gsflat”. Esta tarea permite corregir el *flat*, por *bias*, *dark*, y *overscan* y normalizar su “respuesta”. Una ejecución típica en línea de comandos:

```
gmos>gsflat                                imagenFlat.fits
specflat=imagenFlat_flat.fits fl_keep+
>>>combfla=rgimagenFlat.fits fl_over+ fl_trim+
>>>fl_bias- fl_dark- fl_useg+ ovs_fli+ ovs_ord=3
```

Lo que significa que vamos a determinar y restar el valor del *overscan* (**fl_over+**), y no vamos a corregir por *bias* (**fl_bias-**), ni por *dark*³ (**fl_dark-**). El normalizado se hará automático con los parámetros sugeridos por la tarea.

En la Figura 5 tenemos un corte de una ranura, donde vemos que el *flat* quedó normalizado:

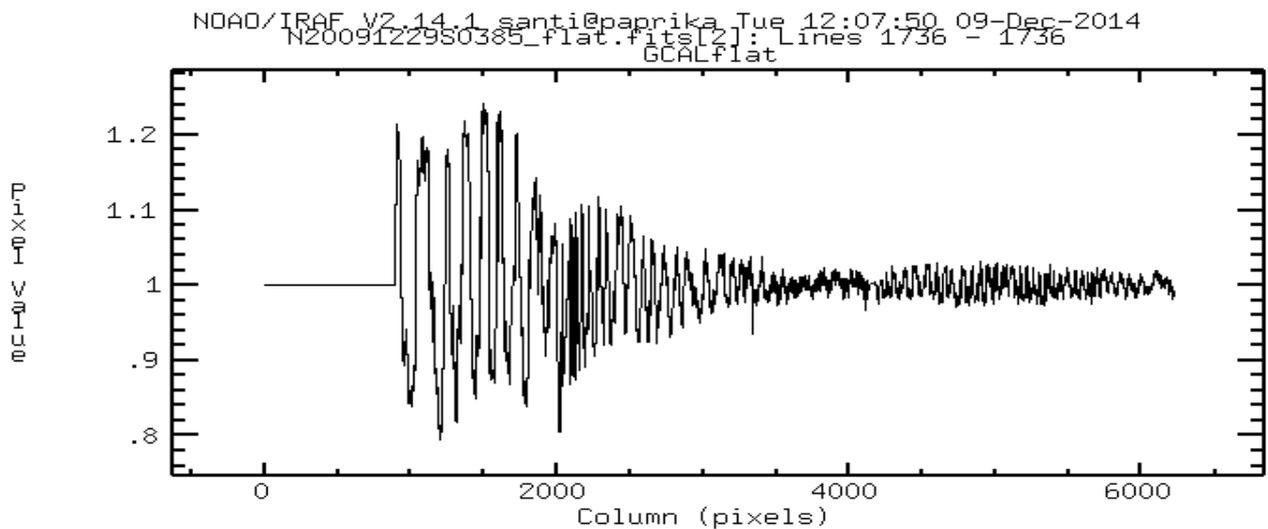


Figura 5: Corte a lo largo de una ranura normalizada. La evaluación en píxeles es menor a módulo=0.2, es decir que pudimos reducir el error por la inhomogeneidad del CCD

5.2.2 Paso 2: Procesar las imágenes de ciencia por overscan y flat

Utilizamos la tarea “gsreduce” para reducir las imágenes de ciencia, entre otras cosas, por *overscan* y *flat*. Ejemplo de línea de comando:

³ Decidimos no corregir por *bias* y usar el *overscan* como representativo del pedestal pre-flash de cada CCD. Las imágenes *dark* fueron medidas y no se encontraron corrientes de oscuridad.

```
>gsreduce imagenCiencial.fits,imagenCiencia2.fits
fl_bias flatim=imagenFlat_flat.fits
>>>refimag=rgimaggenFlat.fits ovs_fli+ ovs_ord=3
```

La imagen de la lámpara de comparación es también reducida pero no se corrige *flat*, por ello el parámetro **fl_flat** va con "-":

```
>gsreduce N20091231S0454 fl_bias- fl_flat-
ovs_fli+ ovs_ord=3
```

Imagen de salida "gsImagen.fits"

5.2.3 Paso 3: Calibrar la lámpara de comparación en longitud de onda

La imagen de la lámpara de comparación es el espectro tomado de lámparas de cobre y argón (CuAr). En ambos elementos es conocida la longitud de onda de sus líneas espectrales. Entonces, identificando las longitudes de onda de las líneas detectadas (de las cuales conocemos su posición en unidades de CCD, es decir píxeles) podemos establecer una función que nos relacione píxeles y longitud de onda.

Como ya hemos dicho, estas imágenes están tomadas con un espectrógrafo multi-ranura, lo cual significa que cada imagen va a tener varias ranuras con información y a partir de aquí debemos trabajar interactivamente (también se puede realizar automáticamente) una a una.

La tarea "gswavelength" nos permite encontrar dicha función para cada uno de los espectros en la imagen. Ejecutamos:

```
gmos>gswavelength gsimagenLampara.fits nsum=1
fwidth=13 cradius=13 aiddebug=s
>>>order=4 match=-10 fitcxord=4 fitcyord=4 step=2
```

Interactivamente, para cada ranura, una por vez, identificamos las líneas y ajustamos una función polinómica de orden 4 en ambos ejes. La tarea nos muestra en una ventana un

corte del espectro de comparación con algunas líneas de emisión marcadas, tal como lo muestra la Figura 6 (esta tarea extrae los datos de la lámpara de comparación de CuAr de una base de datos, y según los parámetros del espectro como ángulo, red, etc. puede identificar las líneas automáticamente casi sin problemas). El usuario puede agregar otras

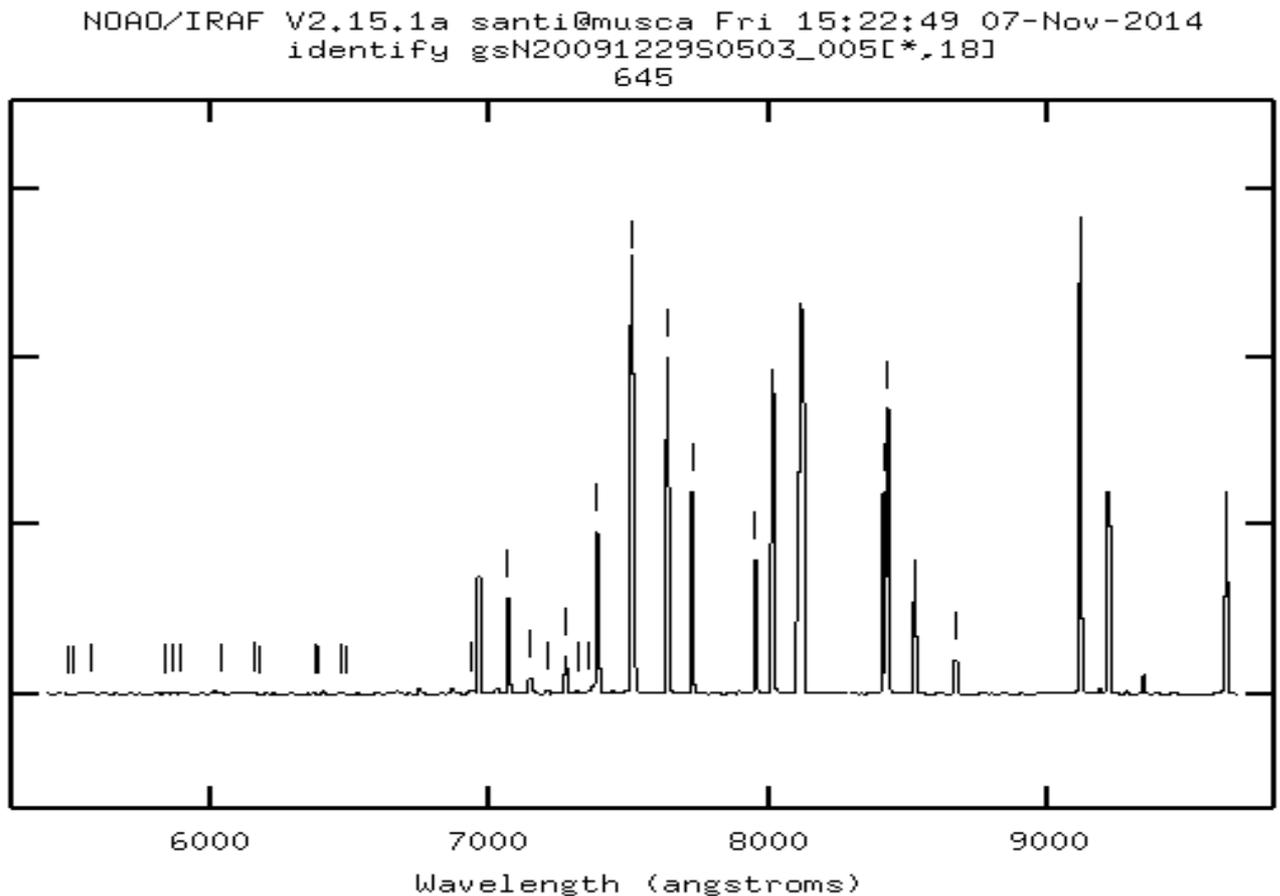


Figura 6: Reconocimiento de líneas de la lámpara de comparación

(con tecla “m”) o borrar (tecla “d”) aquellas que no estén bien identificadas.

Podemos analizar estadísticamente la función que estamos ajustando con la tecla “f” (*fit*). Con la tecla “j”, por ejemplo, podemos graficar los residuos del ajuste, y la interfase pasa a ser como la Figura 7. Aquí podemos eliminar los puntos con residuos mayores en módulo a 1.5 A para mejorar la dispersión del ajuste. Cada vez que creemos haber eliminado los puntos necesarios, volvemos a ajustar la función (tecla “f”). Con la tecla “q” volvemos a la vista del espectro de comparación. Una vez satisfechos salimos con “q”. Ahora resta aplicar la misma solución a las otras líneas de la misma ranura (lo acabamos de hacer para la línea 18 que es la central de la ranura 8), con un paso indicado por

nosotros (en este caso **step=2**). Esto lo podemos hacer de forma interactiva (de nuevo) o automática. En el ejemplo a continuación lo hicimos de forma automática:

```
REIDENTIFY: NOAO/IRAF V2.15.1a santi@lupus Mon 13:22:50 10-Nov-2014
Reference image = gsN20091229S0501_008, New image = gsN20091229S0501_008,
Refit = yes
```

Image Data Found	Fit	Pix	Shift	User	Shift Z	Shift	RMS
gsN20091229S0501_008[* ,16]	18/19	18/18	-0.0808	0.0567	8.01E-6	0.575	
gsN20091229S0501_008[* ,14]	18/18	18/18	-0.257	0.177	2.47E-5	0.642	
gsN20091229S0501_008[* ,12]	18/18	18/18	-0.102	0.0708	9.66E-6	0.701	
gsN20091229S0501_008[* ,10]	18/18	18/18	-0.103	0.0712	8.97E-6	0.752	
gsN20091229S0501_008[* ,8]	18/18	18/18	-0.234	0.161	2.24E-5	0.781	
gsN20091229S0501_008[* ,6]	18/18	18/18	-0.0676	0.0466	4.15E-6	0.818	
gsN20091229S0501_008[* ,4]	17/18	17/17	0.0521	-0.0358	-3.3E-6	0.813	
gsN20091229S0501_008[* ,2]	17/17	17/17	-0.0657	0.0449	5.49E-6	0.809	
gsN20091229S0501_008[* ,20]	19/19	19/19	-0.071	0.049	8.66E-6	0.573	
gsN20091229S0501_008[* ,22]	19/19	19/19	-0.0223	0.0157	8.14E-7	0.6	
gsN20091229S0501_008[* ,24]	19/19	19/19	0.0027	-0.001339	4.0E-7	0.562	
gsN20091229S0501_008[* ,26]	18/19	18/18	-0.0337	0.0235	3.37E-6	0.61	
gsN20091229S0501_008[* ,28]	18/18	18/18	-0.0267	0.0188	2.60E-6	0.575	
gsN20091229S0501_008[* ,30]	18/18	18/18	0.053	-0.0364	-5.8E-6	0.624	
gsN20091229S0501_008[* ,32]	18/18	18/18	-0.0217	0.0149	2.14E-6	0.704	
gsN20091229S0501_008[* ,34]	18/18	18/18	0.0253	-0.0176	-2.1E-6	0.774	

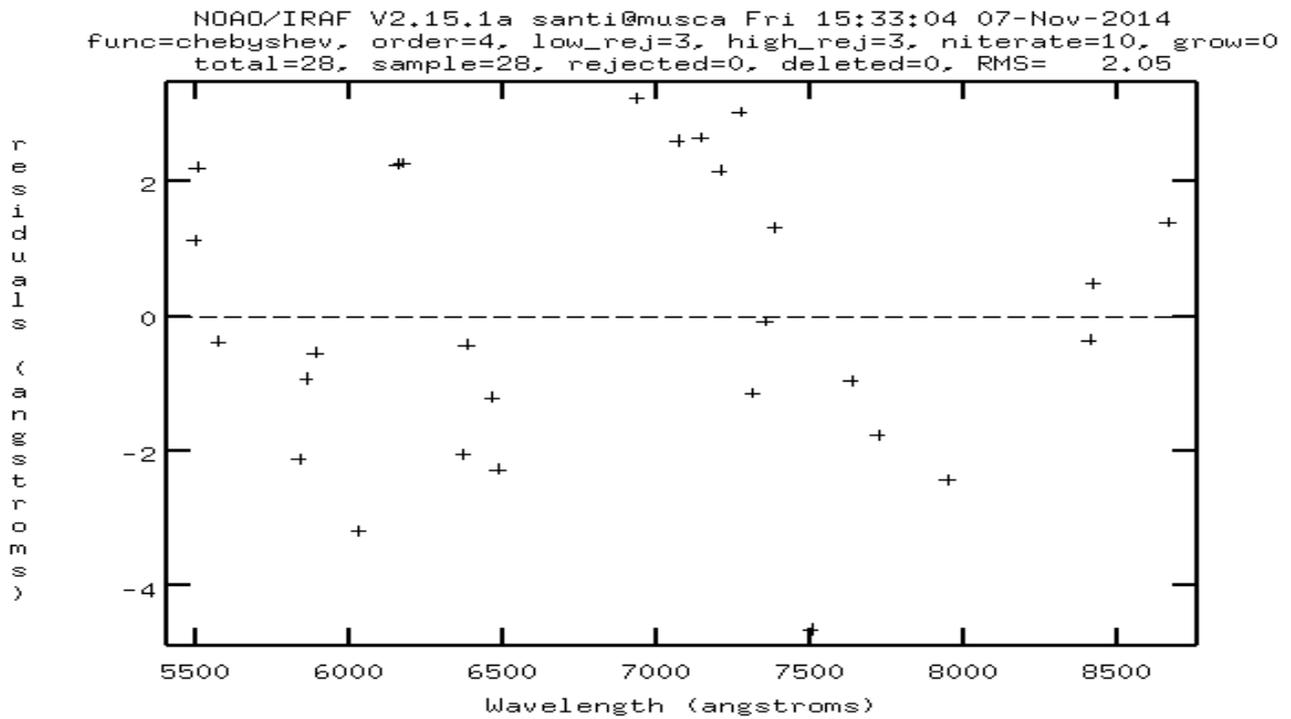


Figura 7: Residuos del ajuste

Una vez determinadas todas las soluciones para cada línea, debemos encontrar una relación única para todas (es decir una función dependiente de ambas coordenadas “x” e “y”). En la Figura 8 vemos dicha solución:

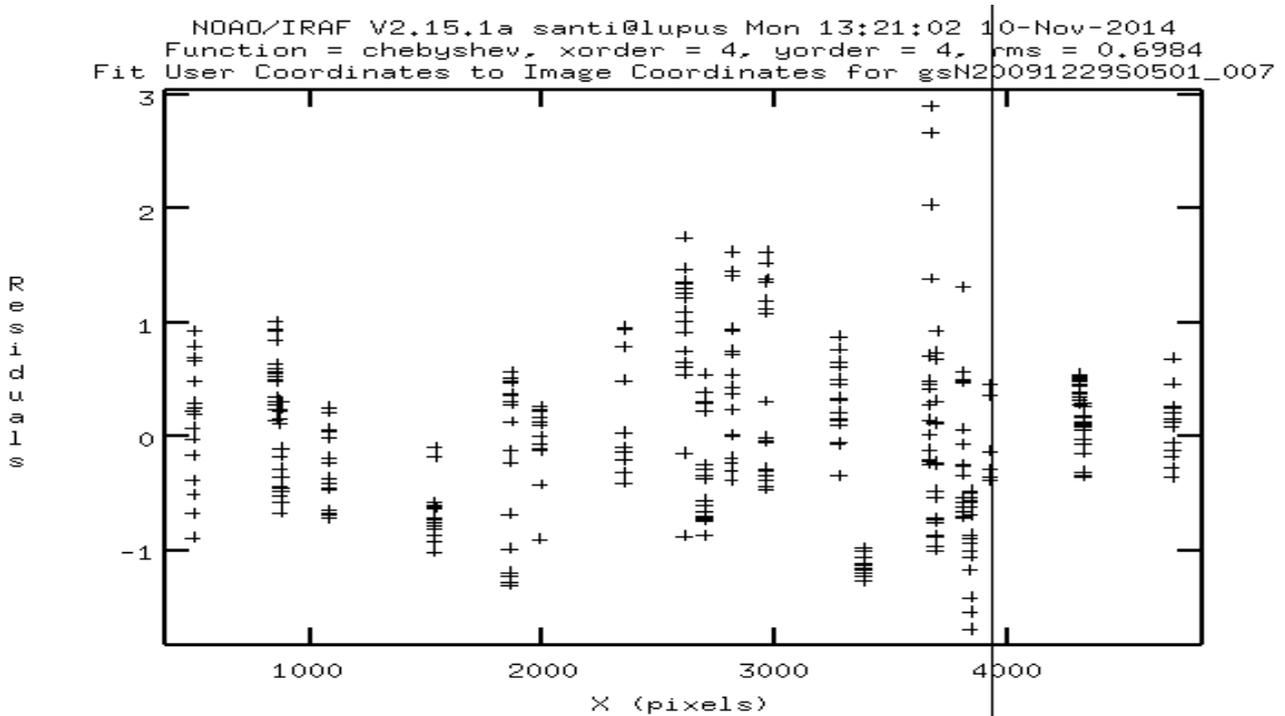


Figura 8: Residuos en X

Así con cada una de las ranuras de la máscara.

5.2.4 Paso 4: Aplicar la transformación

El paso anterior no genera ninguna imagen nueva, simplemente almacena esas funciones en un archivo. Debemos usar la tarea “gstransform” para aplicar esa solución a la imagen de ciencia correspondiente.

Primero transformamos la lámpara de comparación para ver si la calibración fue buena:

```
gmos>gstransform  gsimagenLampara.fits  wavtran=  
gsimagenLampara.fits
```

Podemos verificar que estamos haciendo las cosas bien inspeccionando la imagen de salida “tgsImagen.fits” con la tarea “imexamine”. Mostramos como ejemplo una comparación entre una buena calibración (Figura 9) y una mala (Figura 10):

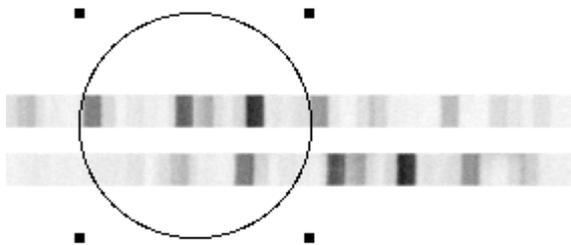


Figura 9: Buena calibración

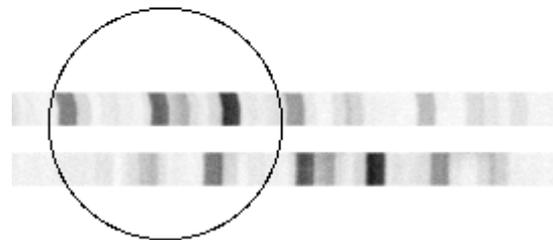


Figura 10: Mala calibración

Vemos las líneas de emisión deformadas, en forma de “C” invertida muy sutil. Cuando suceden este tipo de cosas hay que volver al paso anterior y revisar el ajuste. Se espera, en este caso, obtener una imagen como la de la izquierda.

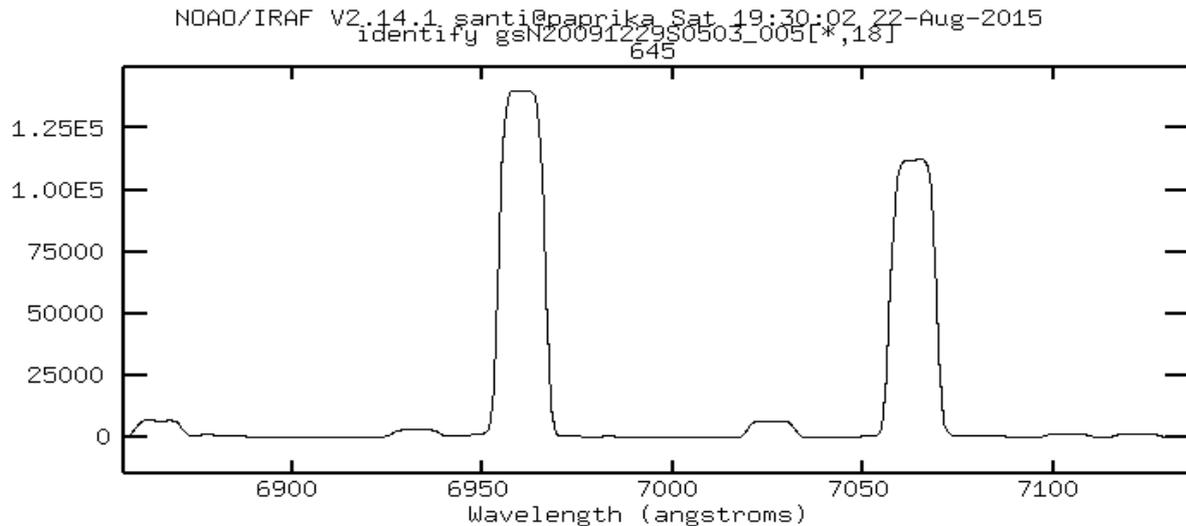


Figura 11: Sección transversal de un espectro de comparación

La Figura 11 es una imagen de una sección del espectro de comparación. Debido a la muy baja resolución empleada, las líneas de la lámpara de comparación tienden a ser “rectángulos” con un ancho en su base de $\sim 16 \text{ \AA}$, por lo tanto es comprensible tener dificultades para obtener una buena calibración ya que es difícil determinar los centros de las líneas y la solución de longitud de onda presenta errores altos. Además, la tarea puede confundir líneas o no reconocerlas creyendo estar fuera del umbral de detección.

5.2.5 Paso 5: Extraer el espectro

Con la tarea “gsextract” extraemos el espectro de la imagen de ciencia, y si bien IRAF nos muestra el espectro en píxeles, el producto final lo tendremos en longitud de onda

Esta tarea se la vamos a aplicar a cada imagen de ciencia por separado. Es una tarea interactiva y vamos a trabajar ranura por ranura con el espectro de la estrella.

```
>gsextract
```

```
Extracting spectrum tgsN20091229S0364.fits[SCI,1] ;
backgr=[-16:-3,3:16]
Searching aperture database ...
Find apertures for tgsN20091229S0364[SCI,1]? (yes): yes !
[SCI,1] nos está dando la ranura 1 de la imagen de ciencia
```

```
Nov 4 13:22: FIND - 1 apertures found for
tgsN20091229S0364[SCI,1]
Edit apertures for tgsN20091229S0364[SCI,1]? (yes): yes
```

Figura 12: LSF (*line spread function*) del espectro. La tarea “gsextract” permite definir el tamaño de la apertura y la región del cielo que se usará para corregir el espectro. Por ello, muestra la región del cielo y de la estrella según los parámetros introducidos. Como notamos en esta figura, no es buena la estimación, entonces debemos corregir la zona de extracción del cielo. Utilizamos la tecla “b” para trabajar con el cielo (*background*).

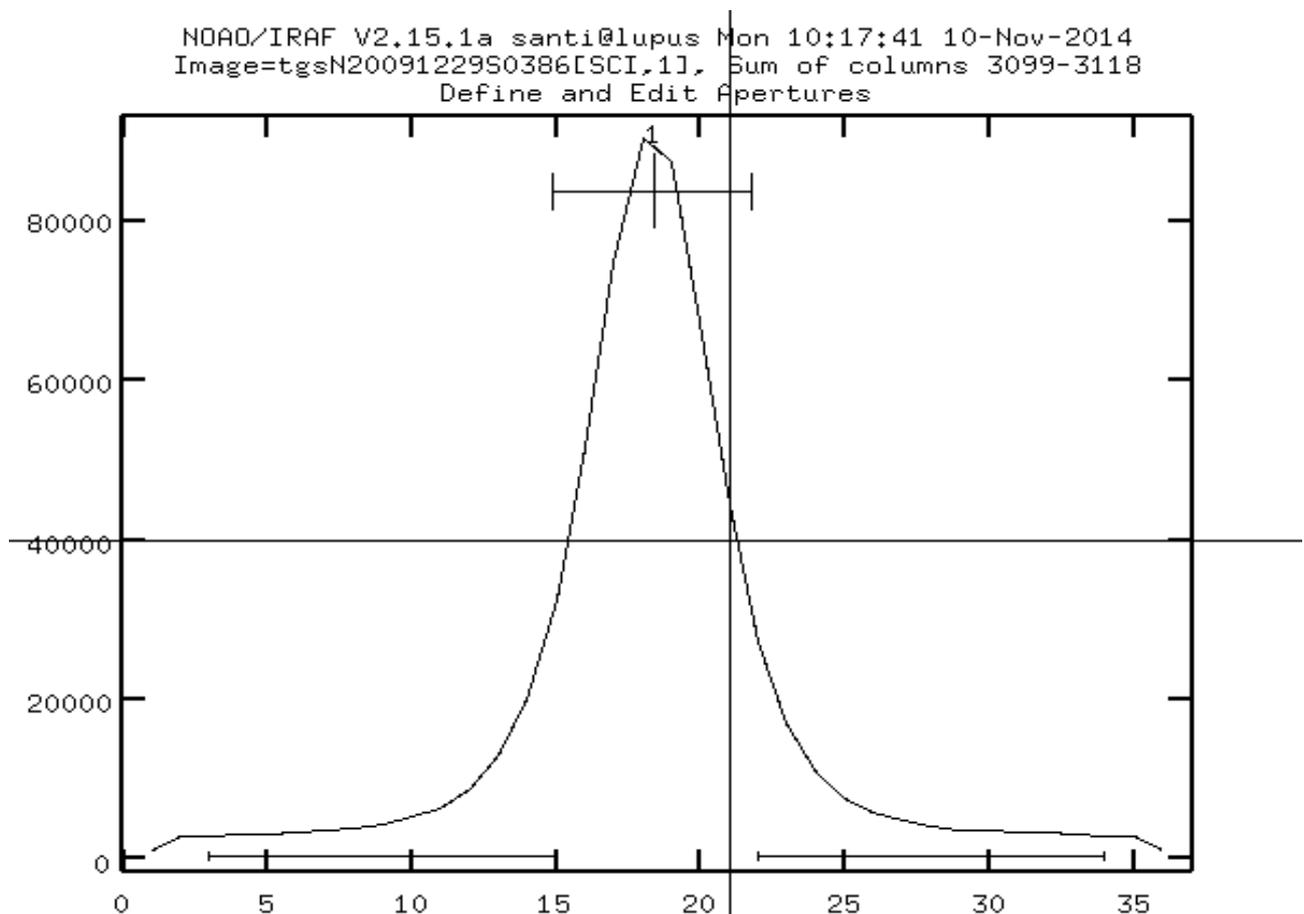


Figura 12: LSF del espectro

Figura 13: Con el comando “t” borro las regiones (*samples*) que están definidas, y marcamos los nuevos *samples* con la tecla “s” posicionados con el cursor en cada extremo. Ajustamos con “f” para ver la corrección que hizo, si ajusta bien, salimos con “q” a la imagen principal de apertura. Si es aceptable, “q” termina con el interactivo de esa apertura y pasamos a definir la traza de la apertura.

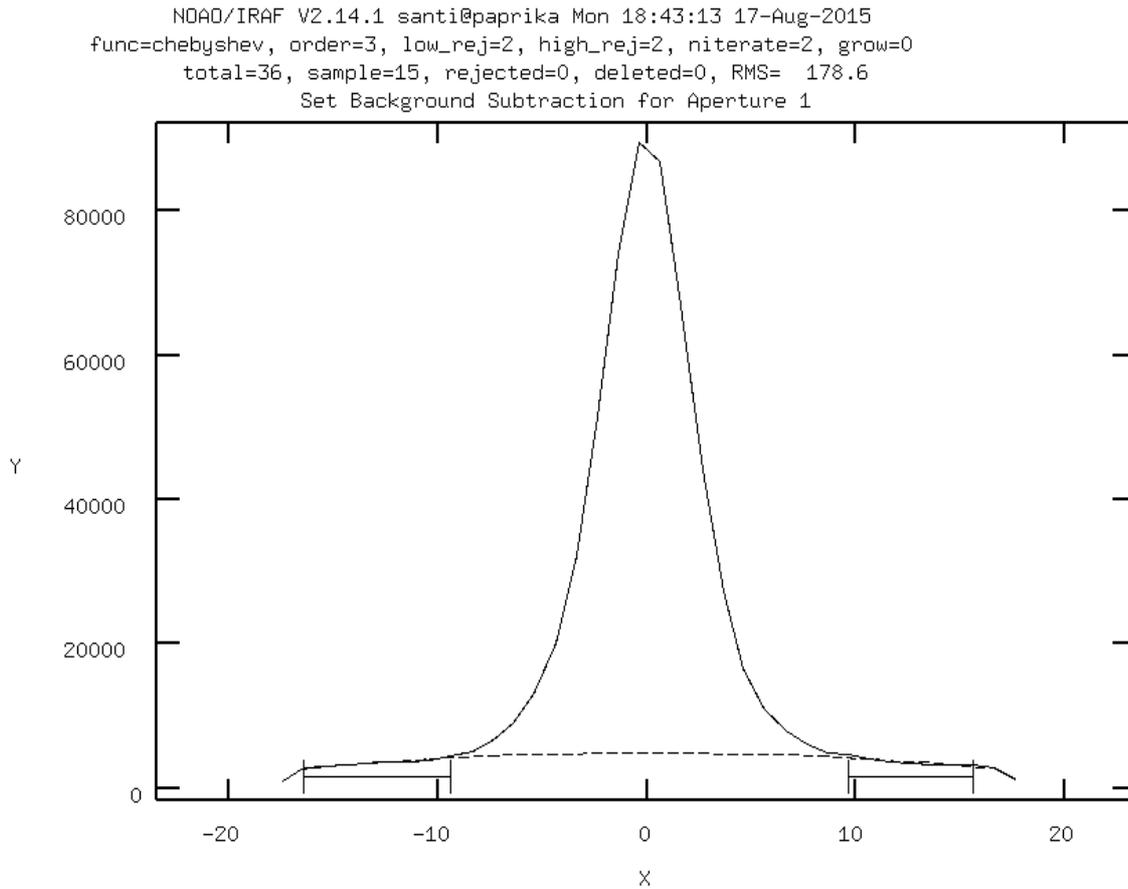


Figura 13: Ajuste del background

Figura 14: Ajuste de la curva de la traza de la apertura (columna vs. línea en píxeles). Verificamos que el eje “y” abarque no más de 2 píxeles, también con “d” (*delete*) podemos eliminar puntos que nos desvían demasiado la curva. Siempre con “f” actualizamos el ajuste. Una vez obtenido un ajuste satisfactorio “q” y se extrae el espectro con todos los parámetros decididos interactivamente.

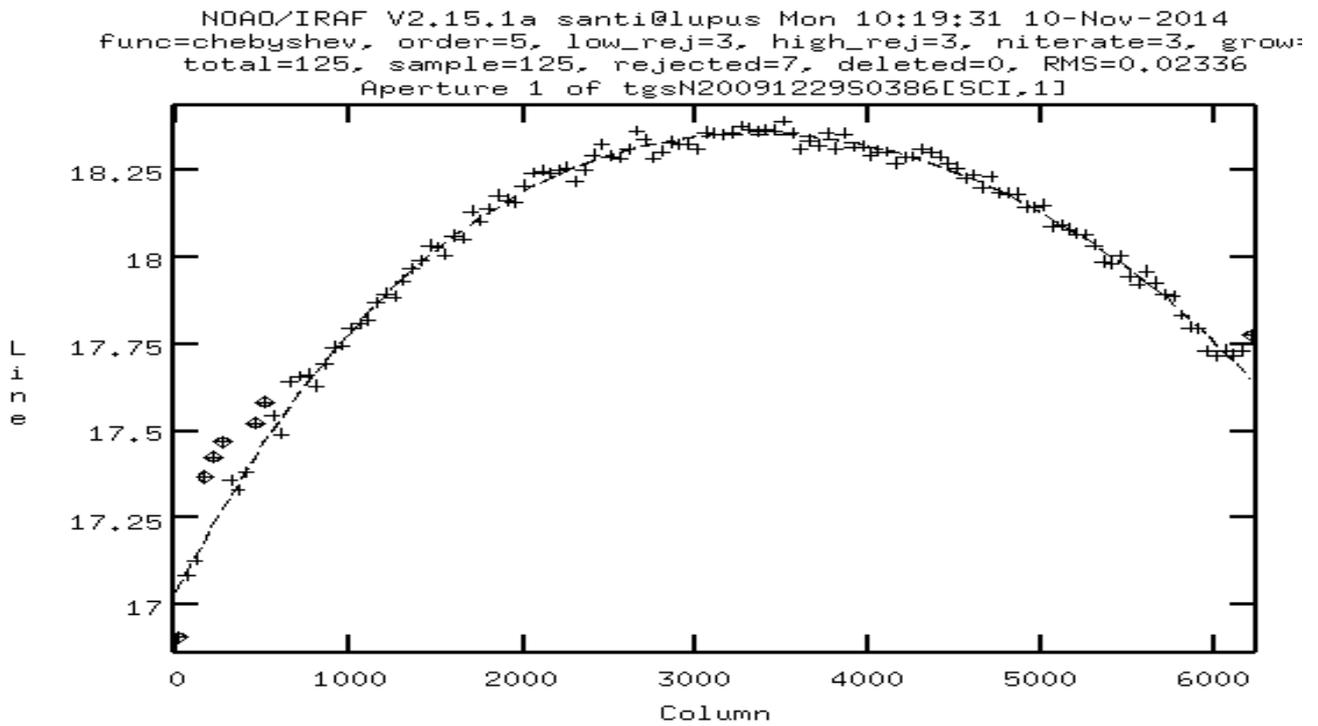


Figura 14: Traza del espectro

Figura 15: Como producto final obtenemos el espectro en función de píxeles

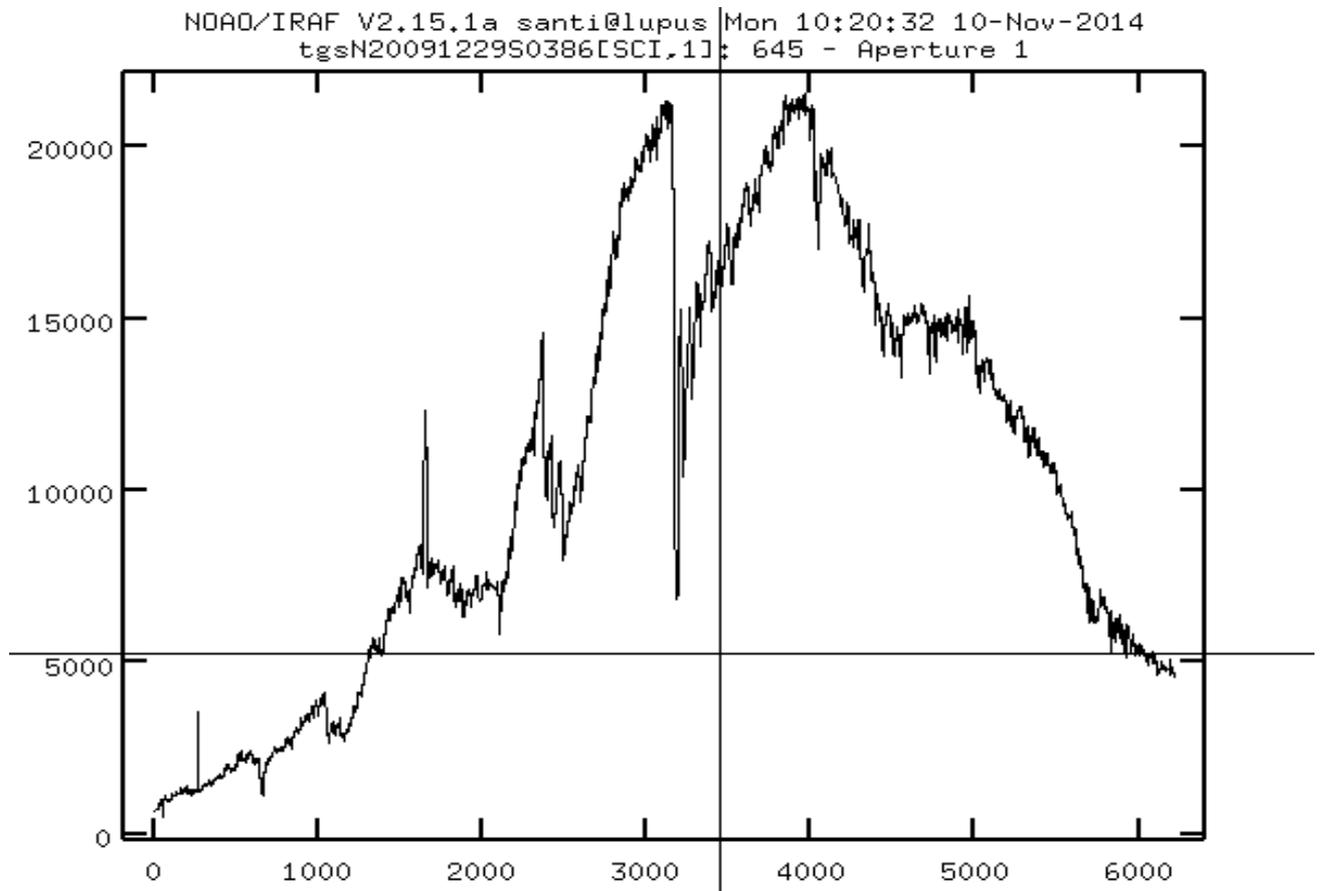


Figura 15: Espectro extraído en función de píxeles

Finalmente, nos pregunta si queremos seguir con la siguiente apertura y así hasta extraer todos los espectros.

Si queremos ver el espectro en longitud de onda usamos la tarea “splot”

```
>splot imagen[nºslit
```

Obteniendo por ejemplo un espectro como el mostrado en la Figura 16

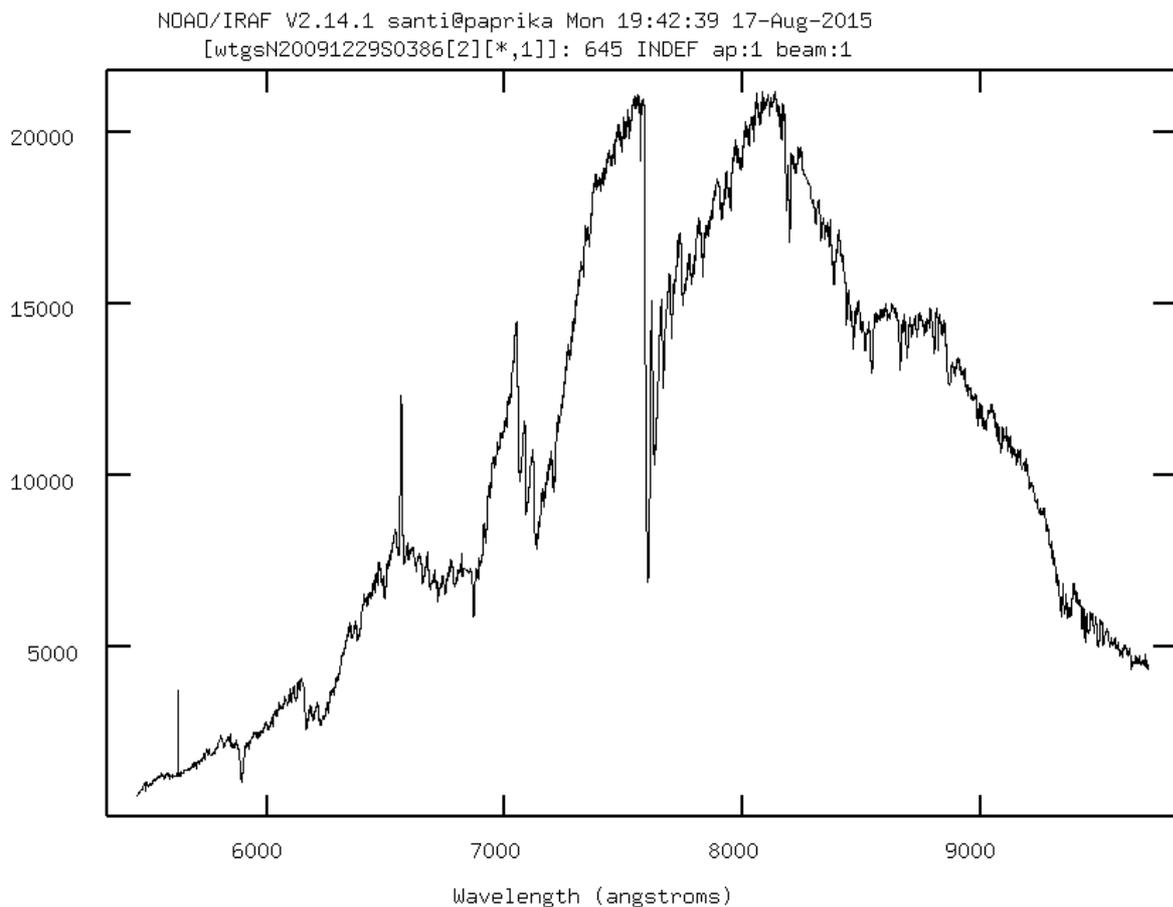


Figura 16: Espectro extraído en función de longitud de onda en angstroms

Imagen de salida “wtgsimagen.fits”

5.2.6 Paso 6: Producto Final

Finalmente obtuvimos un archivo *fits* de extensión *mef* unificado (los 3 CCDs están pegados gracias a la tarea “gmosaic” la cual hemos trabajado indirectamente a partir de, por ejemplo, “gsflat” y “gsreduce”) que contiene todos los espectros reducidos de la

máscara y observación correspondientes. Estos espectros, entonces, están corregidos por *flat* y *overscan*, y utilizamos un espectro de lámpara de comparación para calibrarlos según longitud de onda. Para optimizar el trabajo, con la tarea “imcopy”, aplicándola a cada imagen de ciencia, individualizamos los espectros de cada objeto en archivos *fits*:

```
>imcopy wtgsimagen.fits espectroindividual.fits
```

La nomenclatura utilizada para estas imágenes es:

```
n°de objeto _ últimos 3 n° finales de la imagen _  
masc n°mascara .fits
```

Para el ejemplo anterior sería:

```
645_386_masc04.fits
```

Es muy importante recuperar el número de objeto (645 en este caso) ya que es el que nos vincula con la posición en la máscara y en el campo observado, es decir, nos relaciona con las coordenadas espaciales.

La muestra de espectros Gemini también contenía observaciones de Ranura Simple o *Long Slit* (LS), de una estrella estándar de espectro telúrico. Estos espectros se utilizan para obtener la distribución e intensidades relativas de las líneas y bandas originadas por la atmósfera terrestre, para luego restarlo a nuestros espectros de ciencia.

El modo de procesar los objetos LS es similar a los *multi-slit*. En este caso tenemos tres grupos de imágenes (*flat*, lámpara y objeto) separadas por diferentes longitudes de onda centrales (6150 Å, 7600 Å, 9100 Å) que se trabajan en forma individual.

La telúrica, en nuestro caso, es una enana blanca llamada EGGR 247 (RA (2000.0) 05^h 05^m 30.6^s; Dec (2000.0) +52° 49' 51.95").

Procesamos y extrajimos los espectros, pero por falta de tiempo no restamos este espectro a todos nuestros objetos de ciencia. Sin embargo, pudimos hacer algunas pruebas (con la tarea “telluric” de IRAF) en las cuales notamos que la corrección no

afectaba lo suficiente como para dificultar la clasificación. Además, los espectros de la literatura que utilizamos para comparar, no suelen tener tal corrección.

Ahora podemos comenzar con la clasificación espectral.

5.3 Clasificación Espectral

En este sub-capítulo vamos a contar, en primer lugar, en los criterios usados para poder clasificar nuestros espectros. Luego mostraremos los resultados cuantitativos que obtuvimos según cada telescopio para concluir con una comparación entre ambos conjuntos de espectros.

5.3.1 Líneas y bandas características

Una vez que tuvimos todos los espectros reducidos, los clasificamos espectralmente. Para ello contamos con los trabajos de Kirkpatrick, Henry y Donald (1991), Kirkpatrick, Henry y Simons (1994), Alonso et al. (2015) y una publicación sobre clasificación de enanas de tipo tardío de Neill Reid del Space Telescope Science Institute⁴. Básicamente, comparamos visualmente la morfología e intensidades de algunas líneas indicadas en los trabajos mencionados. Finalmente, agrupamos los espectros por sub-tipos espectrales y verificamos su acuerdo interno.

Las estrellas tipo-M de secuencia principal son estrellas con baja luminosidad y temperatura. Son llamadas estrellas tardías y/o frías. La temperatura efectiva como cuerpo negro está entre 3800 °K y 2400 °K, lo que hace necesario observarlas hacia longitudes de onda más largas (más rojas) para su clasificación espectral. Con una vida media de millones de años en pre-secuencia principal pueden albergar un disco protoplanetario.

Son objetos de interés en lo que tiene que ver con la búsqueda de planetas tipo Tierra ya que las técnicas de detección actuales de exoplanetas favorecen a este tipo de escenarios, las estrellas M por su masa son fácilmente afectadas dinámicamente por la

⁴ www.stsci.edu/~inr/ldwarf.html

presencia de planetas. En cuanto a la astrobiología y las ciencias planetarias, son objetos muy estudiados ya que al ser de baja masa viven lo suficiente como para que se forme un disco protoplanetario y más tarde pueda evolucionar a un sistema planetario.

La clase espectral M está caracterizada por la presencia de fuertes bandas en absorción de la molécula de Óxido de Titanio, TiO, (Morgan, Keenan & Kellman, 1943). En las primeras clasificaciones espectrales se tenía en cuenta la región espectral del azul-verde (sistema Mt. Wilson) y las bandas fuertes del TiO de la región que va de los 5800 Å a los 6500 Å (sistema Yerkes) pero comparando resultados, se encontró, por ejemplo, que para Yerkes la estrella Wold 359 era una M8 y para el Wilson una M6e, lo que impulsó a buscar un sistema unificado más claro. En 1976, Keenan, MacNeill y Boeshaar hicieron un intento para extender la clasificación pero nuevamente se vieron limitados por la tecnología del momento y no pudieron superar el tipo espectral M6. Con la llegada de los CCDs se propusieron dos nuevos sistemas: Mike Bessell (1991) definió un sistema basado en las bandas fuertes del TiO para tipos tempranos M y Óxido de Vanadio VO para tardíos. Por otro lado, Kirkpatrick, Henry & McCarthy (KHM; 1991) crearon un sistema que hace una comparación individual punto a punto, en baja resolución espectral, ~ 12 Å, (entre 6300 Å y 9000 Å), contra estrellas estándares. Ambas técnicas utilizan las bandas del TiO, VO y CaH (Hidruro de Calcio). El sistema KHM tiene la desventaja que se dificulta la clasificación más allá de las M7.

Las bandas moleculares más prominentes en estos espectros son las del TiO, CaH, y VO. Las del TiO son las localizadas en 6322, 6569, 6651, 7053, 7666, 8206 y 8432 Å. Las del CaH: 6346, 6382 y 6750 Å. El VO está presente en M tardías en 7334 y 7851 Å. Las líneas atómicas más características son H α (se presenta en emisión en M tardías), el doblete del potasio 7665-99 Å, el doblete del sodio 8183-95 Å, y el triplete del calcio II 8498-8542-8662 Å. En la Figura 19 podemos apreciar algunas de estas bandas y en la Figura 18 y Figura 20 vemos cómo varían según el tipo espectral.

Las estrellas tipo-K enanas se diferencian de las tipo-M enanas por la poca absorción del TiO y por poseer un continuo más suave. Las M enanas más tardías (>M6) se distinguen por la prominente absorción del VO. Las bandas del CaH son fuertes en las K enanas y desaparecen alrededor de las M0 dándole lugar a las TiO. H α puede encontrarse en absorción en K enanas y ocasionalmente en emisión en las M enanas. Las líneas de FeI y

CaII son fuertes en K hacia M-medias enanas y desaparecen en las más tardías donde TiO y VO ganan prominencia. Las gigantes, al igual que las enanas, presentan pequeña absorción de TiO en las K en contraste con las M-medias. Las M gigantes más tardías son dominadas por la absorción del VO.

La clase de luminosidad entre gigantes y enanas puede separarse midiendo la banda fuerte del CaH en 6830 Å y también sirve como índice de metalicidad. La absorción del CaH es afectada por la gravedad atmosférica mientras que el TiO y el VO son sensibles solo a la temperatura, por ello dependiendo de cuán profunda es la absorción de la banda 7050 Å (TiO) y para 7400 Å (VO-a) podemos clasificar espectralmente. Las bandas del CaH 6382 Å y 6830 Å son indetectables en gigantes. Las supergigantes son distinguidas por las líneas prominentes del triplete del Ca, FeI (8514 Å) y TiI (8518 Å) y la banda del CN (7878-8068 Å). En gigantes del mismo tipo espectral las mismas líneas y bandas son más débiles.

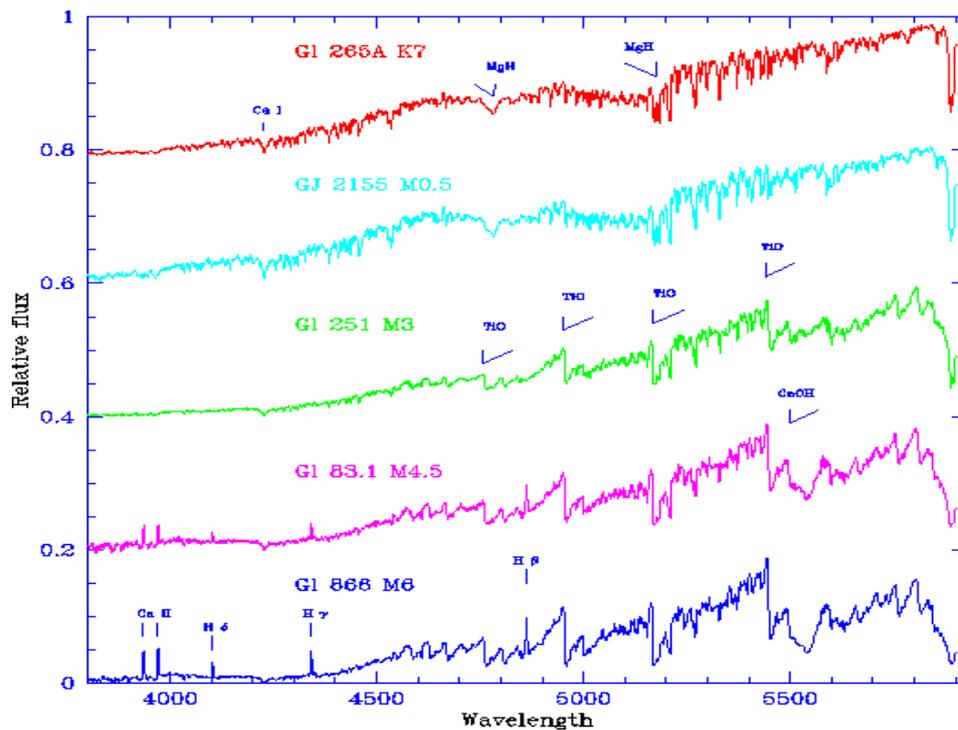


Figura 17: Secuencia espectral de enanas M en la región del azul-verde. <http://www.stsci.edu/~inr/ldwarf.html>

En la Figura 17 tenemos el rango espectral que abarca la zona del azul al verde.

Podemos notar cómo varían las bandas: TiO 4960 Å, 5168 Å, 5440 Å, CaOH 5490 Å. La línea intensa de absorción en los 5900 Å pertenece al Na D (línea central del doblete de

sodio) que disminuye a medida que pasamos de K a M y a M media hasta tenerla muy débil en las M más tardías.

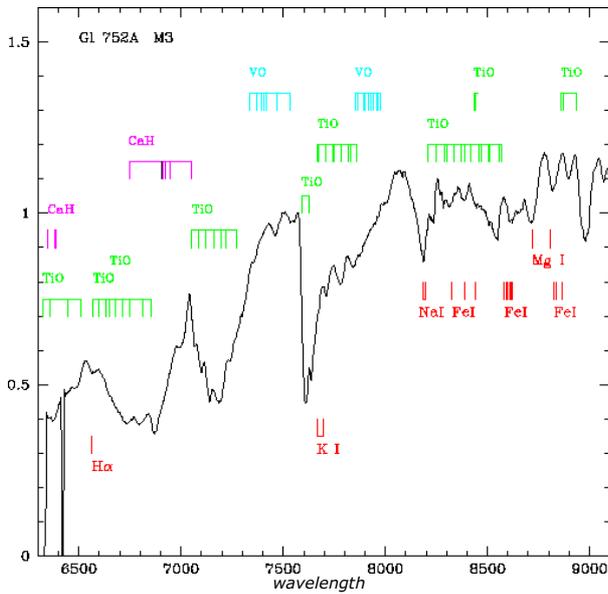


Figura 19: Espectro de una estrella tipo M3 enana en el rojo lejano. Se detallan las líneas y moléculas en absorción.

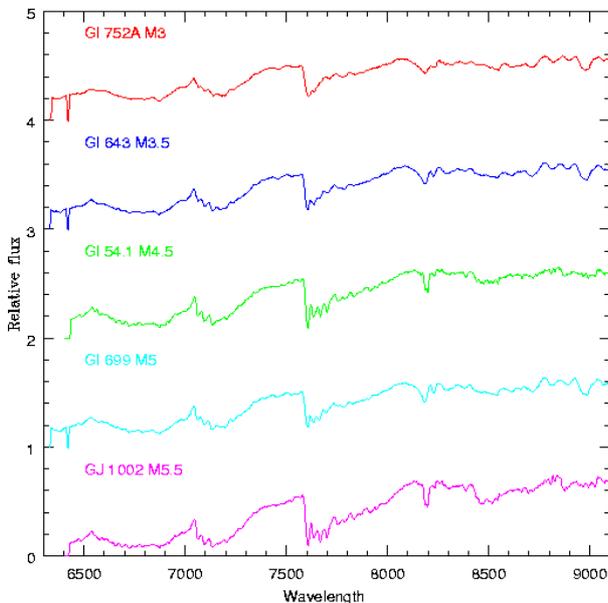


Figura 20: Transición de tipos espectrales de M3 a M5.5 enanas a paso 0.5 en subtipo, en el rango del rojo lejano. Sistema KHM

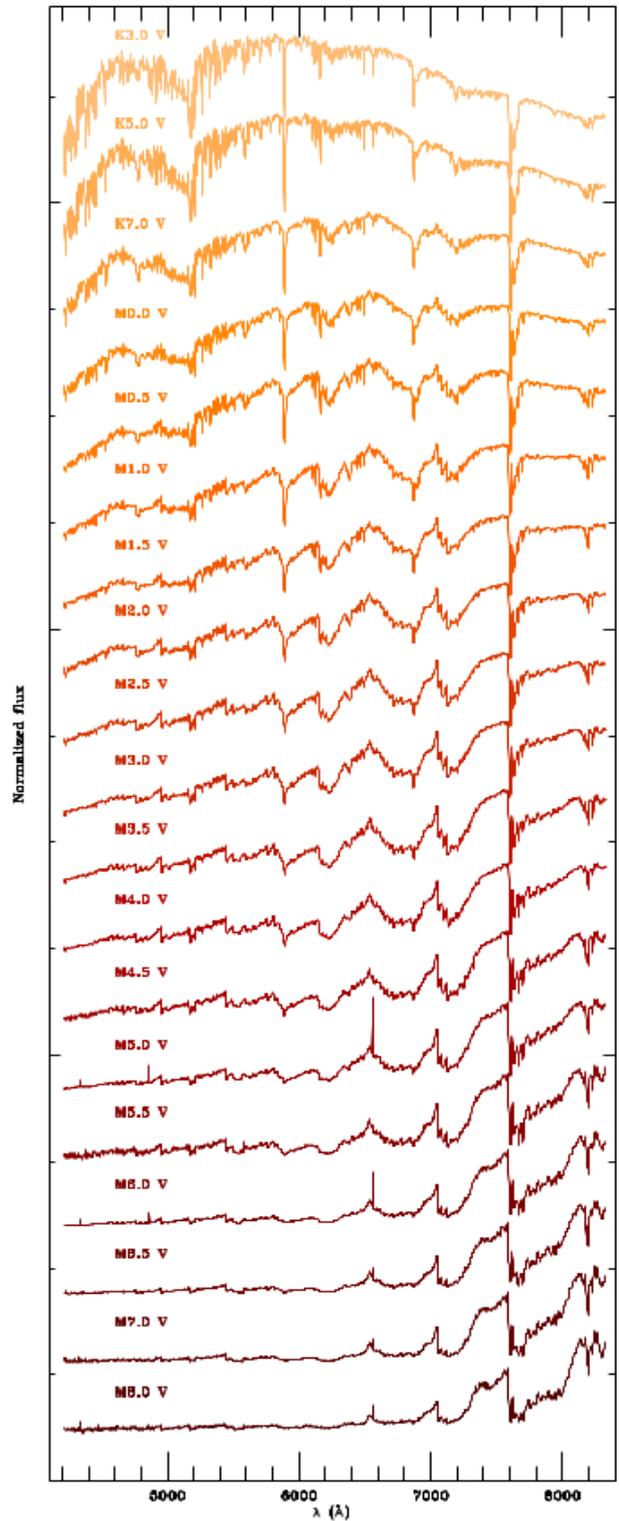


Figura 18: De arriba hacia abajo, secuencia espectral de enanas desde K3, K5, K7, M0.0-M7 a paso 0.5 en subtipo y M8. Alonso-Floriano et al. 2015

En la Figura 18 podemos apreciar la transición de los tipos espectrales K tardíos hacia los M tardíos del trabajo de Alonso-Floriano et al. 2015. Es muy notable la absorción que produce la banda del TiO que abarca el rango de 7053-7270 Å. Las líneas del Na I (8183 Å y 8195 Å) se acentúan a medida que pasamos a M tardías. También es visible cómo la banda del VO presenta con mayor intensidad a medida que nos alejamos de las M medias a tardías y en el mismo camino, la zona que abarca de los 5000 a los 6500 Å se va aplanando y a su vez, por encima de los 8000 Å, las bandas van deformando el continuo.

5.3.2 Nuestros espectros

Teniendo en cuenta las bandas y líneas antes mencionadas y comparando con los espectros de la literatura, clasificamos 482 espectros. El resultado se muestra en la Tabla 2 y la distribución de sub-tipos espectrales en la Figura 21.

	K	M0	M1	M2	M3	M4	M5	M6	M7	M8	Total
Gemini	50	10	9	12	24	25	15	8	4	4	161
MMT	16	69	38	62	52	59	10	6	2	7	321
Total	66	79	47	74	76	84	25	14	6	11	482

Tabla 2: Resultado obtenido de la clasificación espectral discriminando los observatorios

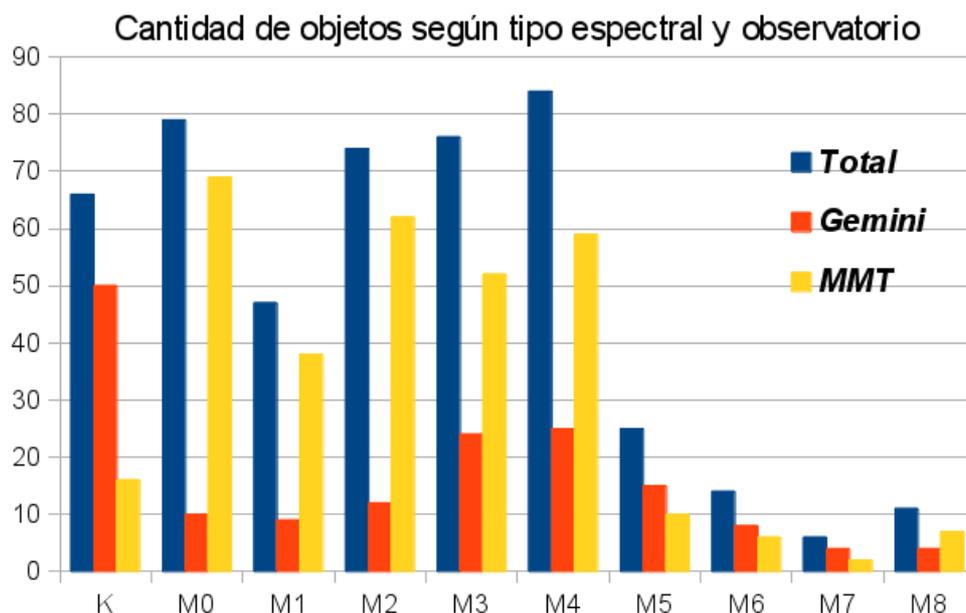


Figura 21: Histograma del resultado obtenido de la clasificación espectral

El tipo espectral K no está discriminado en sub-tipos ya que para nuestro estudio no nos interesaba tal clasificación.

A continuación mostramos como ejemplo las transiciones espectrales que obtuvimos de M0 a M8 con Gemini/GMOS (Figura 22 y Figura 23) y con MMT (Figura 24 y Figura 25):

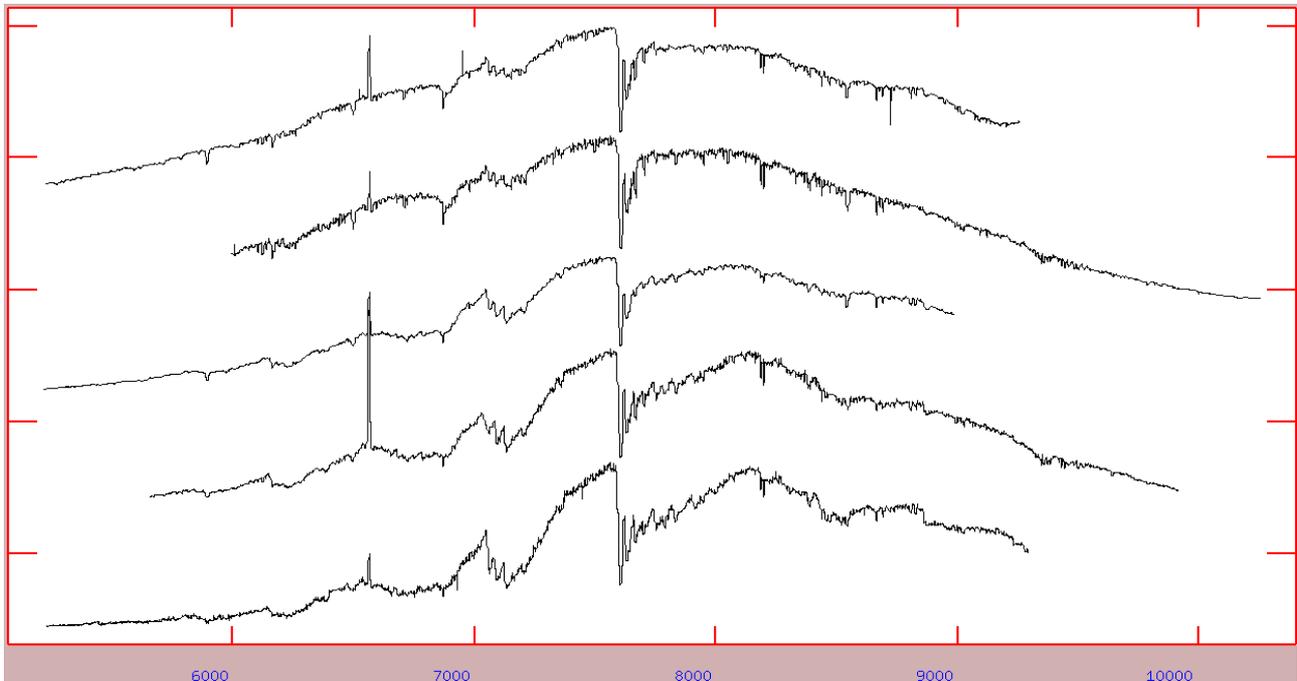


Figura 22: De arriba a abajo, transición de subtipos espectrales de M0 a M4 obtenidos con Gemini/GMOS

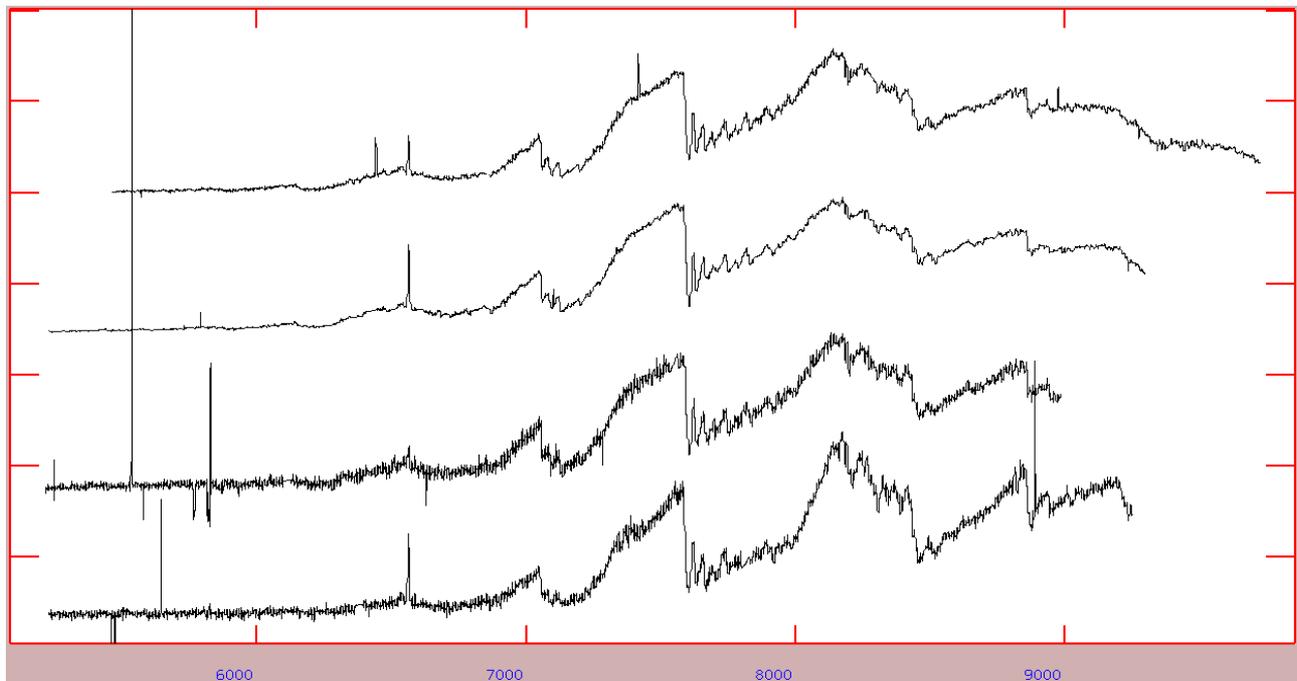


Figura 23: De arriba a abajo, transición de subtipos espectrales de M5 a M8 obtenidos con Gemini/GMOS

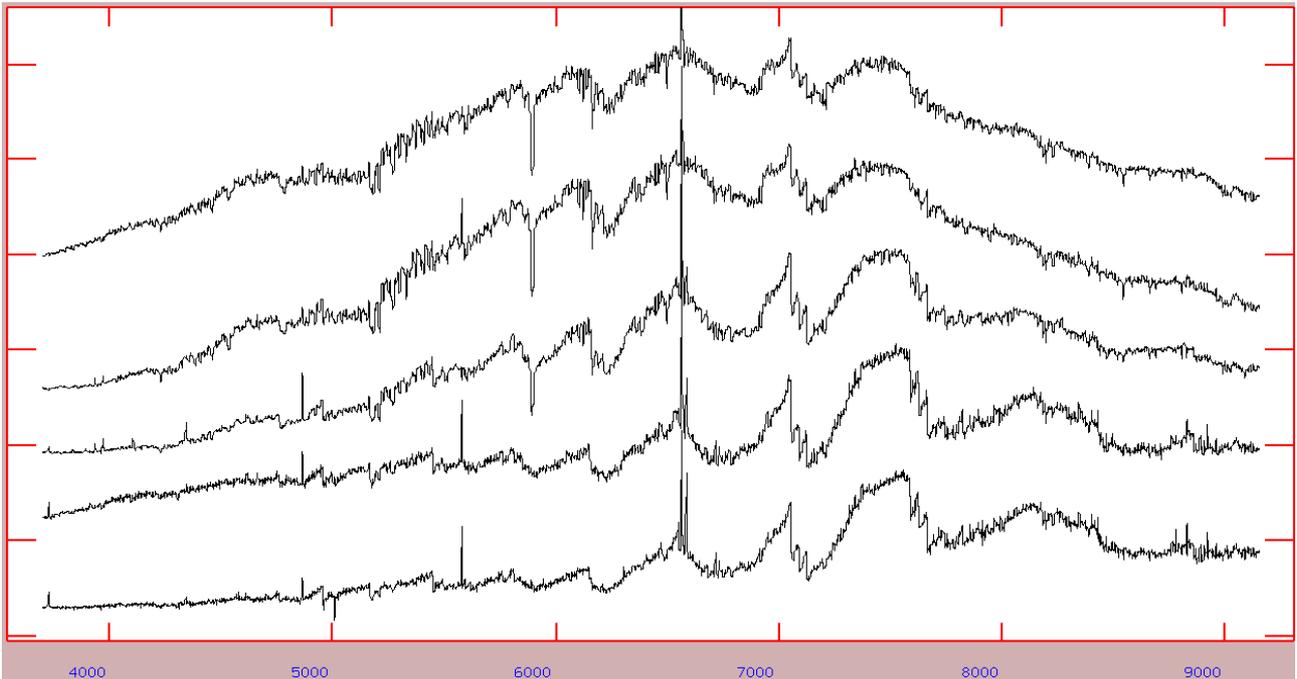


Figura 24: De arriba a abajo, transición de subtipos espectrales de M0 a M4 obtenidos con MMT

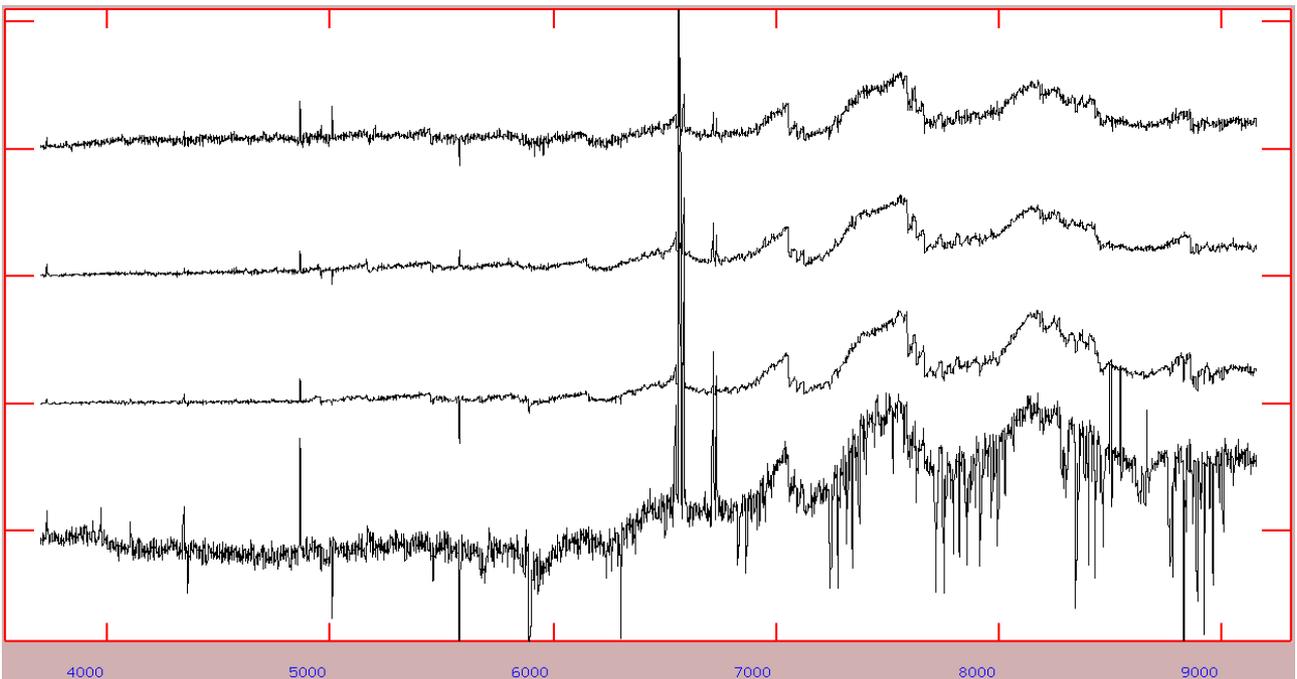


Figura 25: De arriba a abajo, transición de subtipos espectrales de M5 a M8 obtenidos con MMT

5.3.3 Comparación entre los espectros MMT y Gemini

Para algunas estrellas tenemos espectros obtenidos con ambos telescopios. En general los espectros obtenidos con MMT se presentan visualmente diferentes a los Gemini en ciertos rangos particulares como muestra la Figura 26:

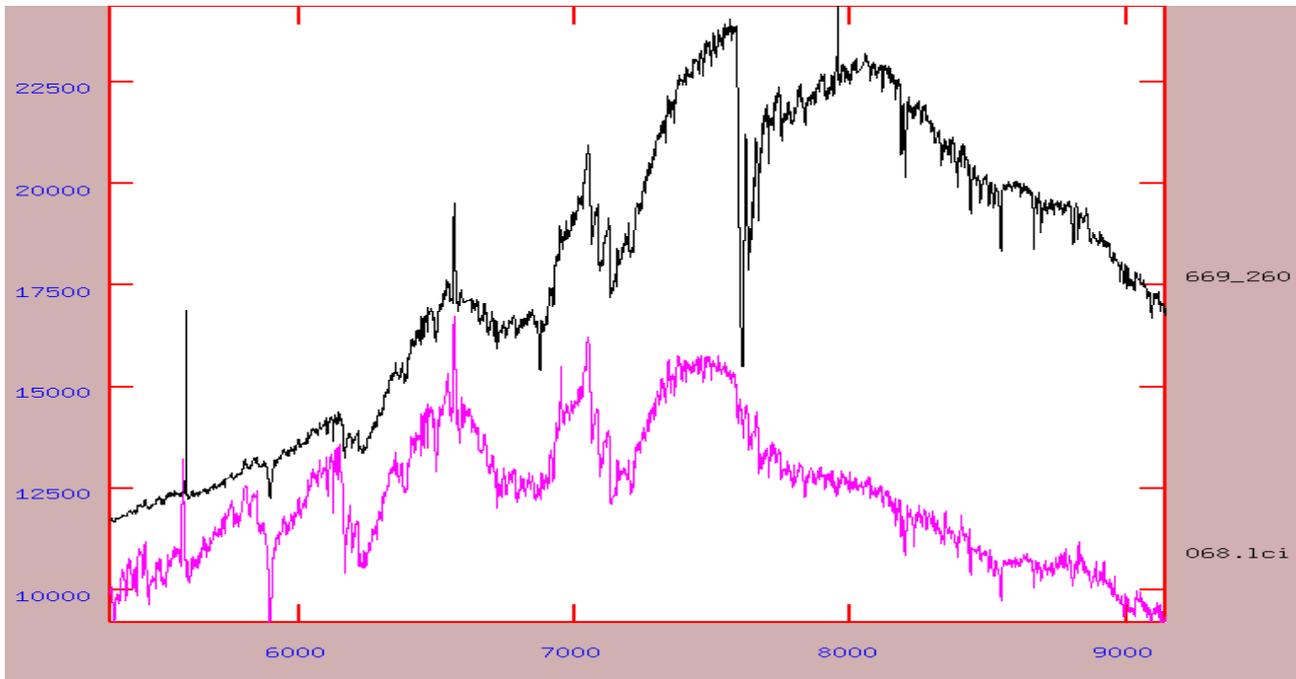


Figura 26: Espectros del mismo objeto. El de arriba lo obtuvimos con GMOS y el de abajo con MMT

Estas diferencias radican en la diferente sensibilidad de los instrumentos y a que los espectros MMT han sido corregidos por las bandas telúricas y los de Gemini, como hemos dicho en el capítulo [5.1.2.6](#), no tienen tal corrección. La diferencia (tal vez más notoria) reside en que los primeros no tienen tan acentuada la zona de la banda de TiO del rango 7600 Å pero presentan un mayor detalle hacia el azul obteniendo un amplio rango espectral de 4000 a 9000 Å.

Correlacionando la lista de objetos de MMT con la de GN obtenemos 29 coincidencias. A pesar de que usamos los mismos métodos de clasificación para ambas muestras, notamos que para un mismo objeto podemos tener una diferencia de un subtipo espectral (en algunos pocos casos puntuales notamos una diferencia de hasta 2 subtipos, atribuible a la baja S/N de uno de ellos) lo cual nos lleva a concluir que debemos considerar un error de 1 subtipo espectral, en nuestra clasificación.

5.4 Determinación del período de rotación

La rotación de las estrellas de baja masa puede ser determinada a través de las variaciones fotométricas que producen sus manchas cromosféricas al rotar junto con la estrella.

Todas las estrellas rotan. Se puede medir la rotación de nuestro Sol observando cómo las manchas solares se desplazan sobre su superficie. Sin embargo, en otras estrellas esto no es posible, pero podemos observar sus efectos sobre la luz de la estrella. A medida que la estrella rota, su brillo sufre variaciones. El período de dicha variación se atribuye a la rotación estelar (despreciando efectos como la rotación diferencial, evidente en el Sol). La curva de luz que se obtiene puede estar modulada, además, por otros efectos como fenómenos dinámicos en la superficie estelar, pulsaciones y hasta tránsitos planetarios (Bravo et al., 2014). El otro efecto más importante en este tipo de estrellas es la acreción magnetosférica. Existen distintos métodos que permiten descomponer esta información para poder así obtener por ejemplo, a través de manchas estelares, el período de rotación de la estrella. El estudio de las manchas puede ser utilizado para analizar fenómenos como actividad y ciclos magnéticos.

Esta es la técnica utilizada para determinar la rotación en las estrellas de NGC 2264 de nuestro estudio. Utilizamos los trabajos realizados por Lamm et al. (2004), Makidon et al. (2004), y Affer et al. (2013).

Lamm et al. (2004) utilizan observaciones fotométricas realizadas con la cámara WFI (*Wide Field Imager*) del telescopio 2.2-m del Observatorio La Silla, ESO, Chile, durante 44 noches entre diciembre del 2000 y marzo del 2001, obteniendo 88 mediciones por estrella (unas 10,000). Encuentran variabilidad periódica en unas 400 fuentes estelares.

Makidon et al., (2004) observaron NGC 2264 con el instrumento *Prime Focus Corrector* (PFC) del telescopio de 0.76-m del observatorio McDonald de Texas. Utilizando imágenes tomadas en la banda I, obtuvieron los períodos rotacionales de 201 objetos de este cúmulo. Les tomó 102 días durante la temporada de invierno 1996/1997.

Affer et al. (2013) mediante observaciones del satélite CoRoT tomadas durante 23 días, del 7 al 31 de marzo de 2008, obtuvieron los períodos de 301 objetos del cúmulo NGC

2264. El monitoreo fotométrico de este satélite tiene una precisión por debajo de 0.1 mmag por hora entre las magnitudes 11 a 16.

Encontramos que 406 de las 482 estrellas con clasificación espectral tienen períodos de rotación determinada. El detalle de las mismas está incluido en la columna 14 de la tabla anexa.

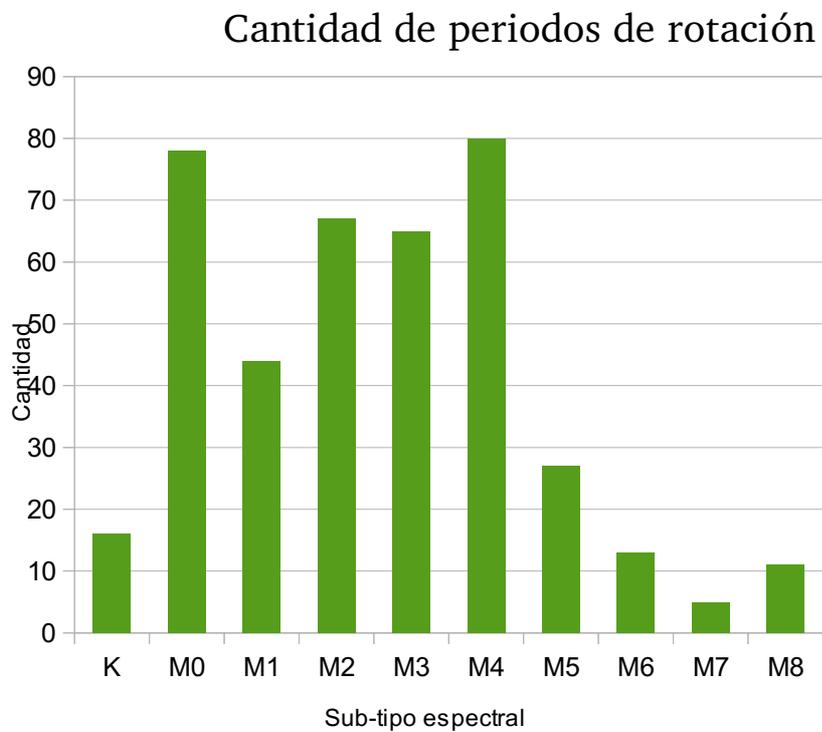


Figura 27: Distribución de períodos de rotación encontrados en función de los sub-tipos espectrales

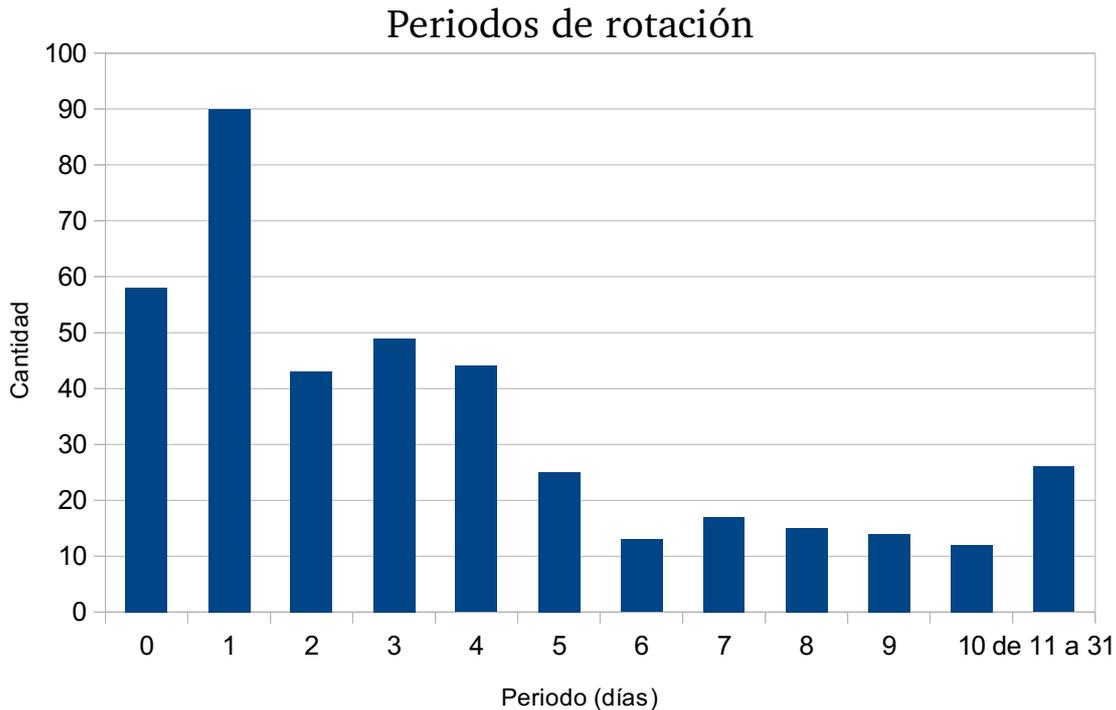


Figura 28: Los períodos de rotación se concentran hacia valores bajos y por la escasa cantidad encontrada agrupamos los períodos entre 11 y 31 días

La Figura 27 hace referencia a la cantidad de períodos que encontramos en la literatura nombrada para las estrellas de este trabajo. Según nuestra clasificación, pudimos encontrar las cantidades reflejadas en dicho histograma. Así mismo, en la Figura 28 discriminamos según los períodos de rotación en días, pero solo a modo informativo ya que en el capítulo 6 mostraremos la combinación entre períodos de rotación, existencia de disco y sub-tipos espectrales tal que nos de lugar a sacar conclusiones fuertes.

Para cerrar este sub-capítulo diremos que por lo que significa científica y tecnológicamente el satélite CoRoT, le hemos dado prioridad a sus resultados cuando existen determinaciones de períodos de otros autores. Inclusive, hemos encontrado algunos objetos con valores llamativamente diferentes. Aún así, son 83 los objetos que tienen determinación por CoRoT.

5.5 Determinación de la presencia de disco protoplanetario

La presencia (o no) de material circunestelar puede ser inferido a través de la detección (o no) de excesos de emisión infrarrojos.

Durante el colapso, la proto-estrella está en rotación y parte del material va quedando alrededor de su ecuador formando un disco de gas y polvo. Se puede inferir la presencia del disco a través de diferentes fenómenos relacionados con su presencia: el polvo que se encuentra cercano a la estrella central puede ser calentado y emitir en IR, generando un exceso en estas longitudes de onda; por otro lado, el gas que está siendo acretado puede emitir en UV, al caer sobre la superficie estelar (dando lugar a los llamados *hot spots*). Si bien existen diferentes criterios para determinar la existencia de discos, en este trabajo empleamos la metodología descrita en detalle por Cieza & Baliber (2006), pero que explicamos brevemente a continuación.

Utilizando observaciones de Spitzer⁵, con el instrumento IRAC (*InfraRed Array Camera*), se encuentra que la fotosfera estelar desnuda (sin material circumestelar) presenta flujos similares en la zona del IR medio, es decir que se miden índices de color ~ 0.0 , lo que significa que un exceso en IR estará dado por diferencias positivas en sus índices. Para encontrar este exceso, la mejor opción, utilizando las bandas de IRAC, es el índice $[3.6] - [8.0]$ y así distinguir entre estrellas con o sin disco. Este índice abarca todo el rango de este instrumento, y si existe tal exceso va a estar por encima del error en el cual podemos caer si elegimos flujos cercanos entre sí por la baja pendiente de la distribución de energía en esta zona. Entonces, en Cieza & Baliber (2006) se demuestra que si:

$$m_{[3.6]} - m_{[8.0]} > 0.7 \quad (\text{ec. 1})$$

(donde $m_{[3.6]}$ es la magnitud para 3.6 micrones y $m_{[8.0]}$ es la magnitud para 8.0 micrones) es una evidencia sólida de la existencia de un disco protoplanetario.

Por lo tanto, para este trabajo utilizamos la fotometría realizada sobre imágenes Spitzer con el instrumento IRAC en las bandas 3.6, 4.5, 5.8, 8.0 micrones. Las mismas fueron obtenidas como parte del programa de tiempo garantizado de Spitzer “Disk Evolution in the Planet Formation Epoch” (PID=37). La muestra consiste de cuatro conjuntos de imágenes obtenidas en posiciones ligeramente diferentes (técnica conocida como *dithering*) y se llevaron a cabo en el modo *High Dynamic Range* las cuales incluyen exposiciones de 0.4 s y 10.4 s para cada posición. Este modo permite hacer fotometría a estrellas brillantes y débiles al mismo tiempo. Cada integración tiene un campo de visión

⁵ <http://www.spitzer.caltech.edu/>

(FOV) de 7' x 11' con un corrimiento de 290'' entre ellas, resultando un área total mapeada de ~33' x 51' para cada longitud de onda de IRAC. Los datos originales fueron bajados de la base de datos de Spitzer, procesados, y medidos por L. Cieza (Cieza & Baliber, 2007). Además a estos datos se le agregaron nuevos datos del Archivo del Ciclo-5 de Spitzer (PID = 50773). Estos no han sido publicados antes y fueron procesados con el pipeline del Spitzer Legacy Project "From Molecular Cores to Planet-forming disks" (Evans et al. 2003; 2009).

Se pudieron medir los flujos de 398 objetos en 3.6 micrones, 391 en 4.5 micrones, 398 en 5.8 micrones y 398 en 8.0 micrones. Es decir, que son 398 objetos (195 de muy baja masa) a los cuales pudimos aplicar este índice para detectar la presencia de un disco, ya que la ec. 1 requiere que el objeto cuente con los flujos en 3.6 y 8.0 micrones. Aplicando dicha ecuación y despreciando los errores de la fotometría, encontramos que 110 estrellas tienen discos y 288 no lo tienen. En la tabla anexa (descrita en el capítulo 8), en la columna 16 se representa con el valor "0" para los objetos que no tienen disco y con "1" para los que sí. En la Figura 29 detallamos según el sub-tipo espectral, la cantidad de objetos que presentan o no disco.

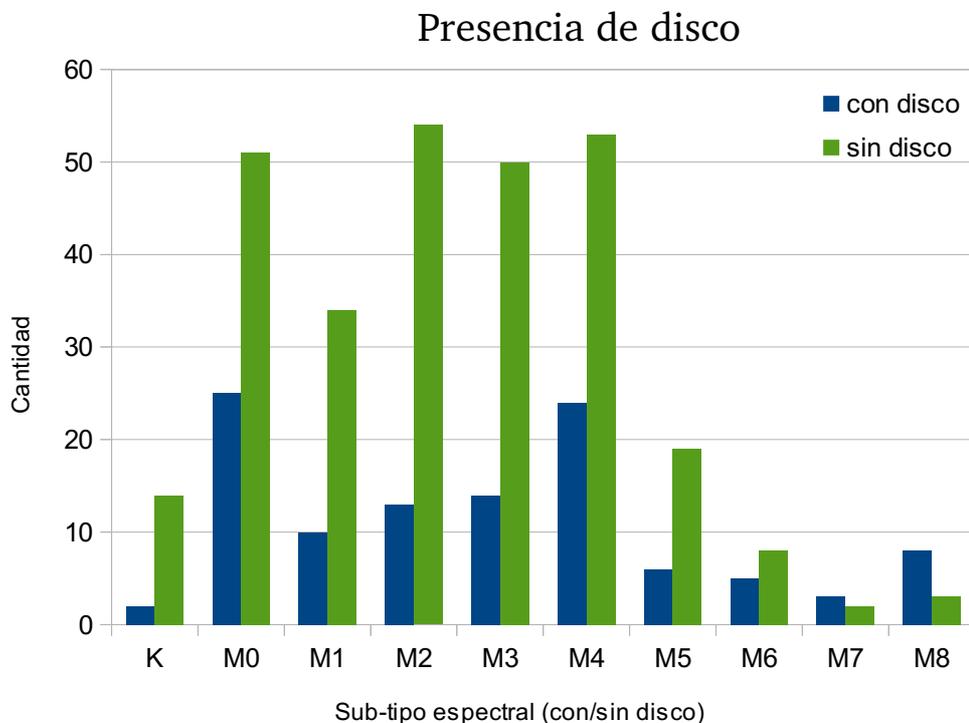


Figura 29: Presencia de disco protoplanetario encontrada según sub-tipo espectral. El índice $m_{[3.6]}-m_{[8.0]} > 0.7$ implica la existencia de disco

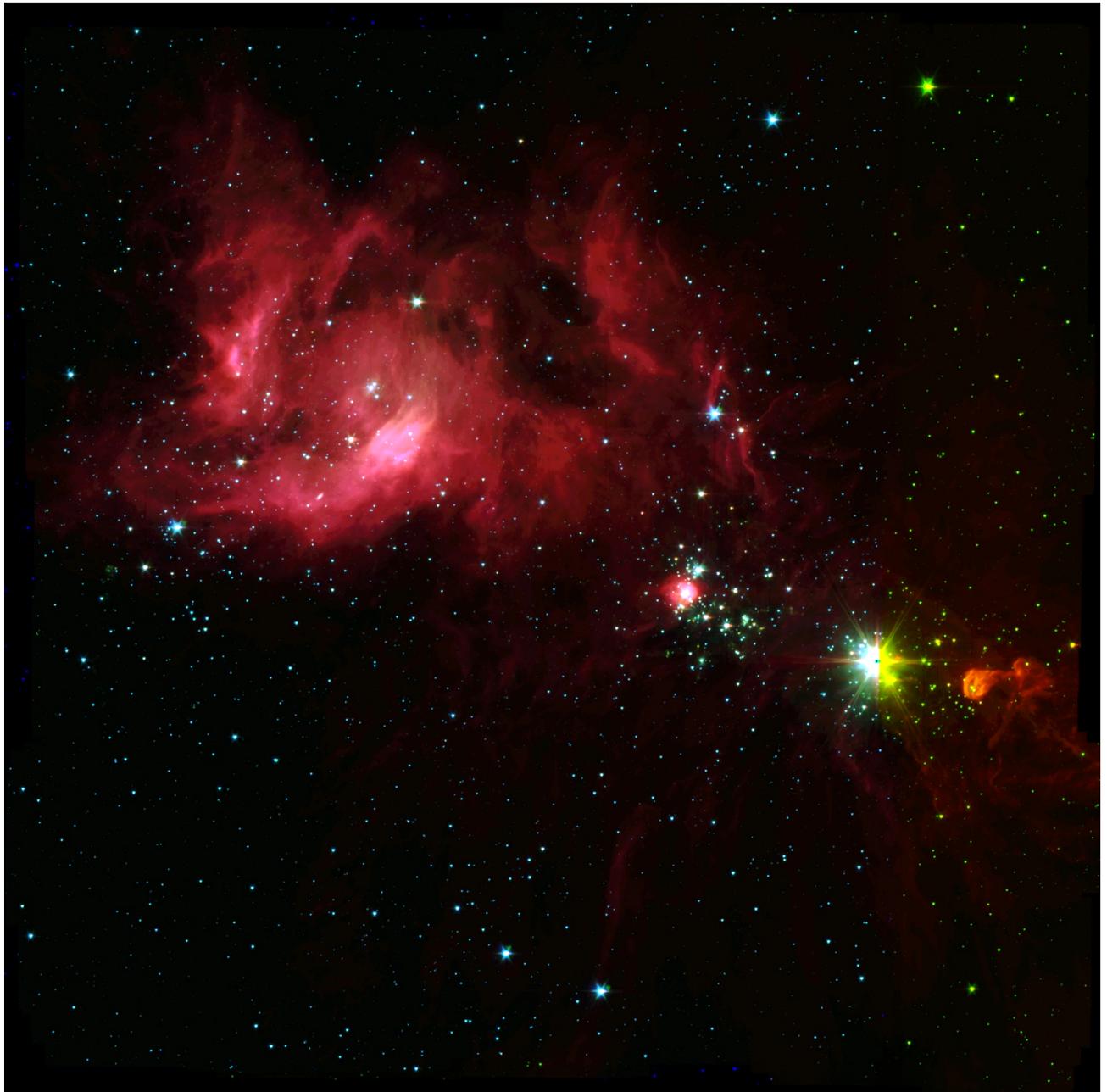


Figura 30: Imagen tomada por el telescopio espacial Spitzer de NGC 2264 en falso color, combinando 3 bandas

6 Análisis y resultados generales

Con los resultados obtenidos (agrupados en la tabla anexa) calculamos las distribuciones de períodos de rotación según las estrellas con y sin disco y según tipo espectral (masa).

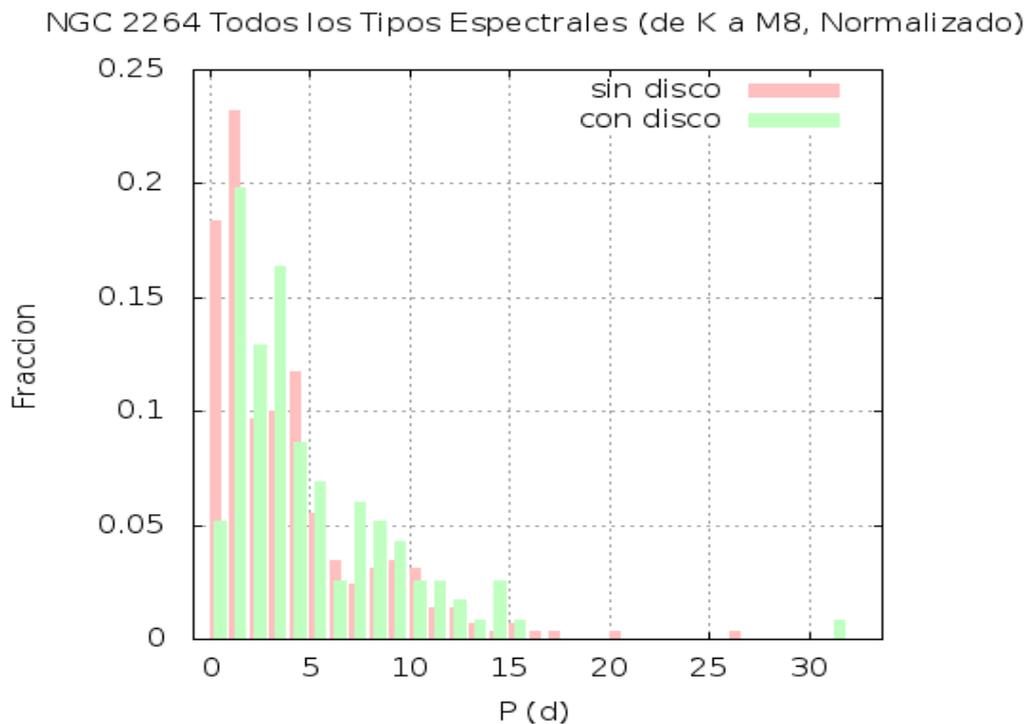


Figura 31: Histograma normalizado de todos los espectros clasificados que pudimos mostrar la existencia, o no, de disco.

Figura 31: las estrellas que perdieron su disco rotan muy rápido y lo hacen más rápido que las que aún lo poseen, presentando el pico máximo entre $1 \text{ d} < P < 2 \text{ d}$. La distribución de las “con disco” tiende a ser más plana, es decir, los discos parecen impedir que las estrellas roten libremente. El mayor período de rotación que encontramos es $P = 31$ días y es un objeto con disco circumestelar de tipo espectral M4. Si bien aparecen períodos de este orden, la distribución parece cortarse en los $P = 17$ días.

Comenzamos comparando las distribuciones de los períodos de rotación en las estrellas más tempranas que M3 (es decir, estrellas K, M0, M1, y M2), con los resultados obtenidos por Cieza & Baliber (2007). A este sub-conjunto lo llamaremos estrellas de alta masa ($> 0.3 M_{\odot}$). Al otro sub-grupo de estrellas con subtipos espectrales más tardíos que M3, los

llamaremos estrellas de muy baja masa. El grupo de estrellas de alta masa presenta una distribución como la mostrada en la Figura 32. Se nota claramente que las estrellas que han perdido su disco rotan más rápidamente que las que aún lo tienen concentrándose en períodos relativamente cortos ($P < 6$ días). Las que conservan el disco presentan una distribución más plana. Similar a lo encontrado por Cieza & Baliber, en el cual la distribución de estrellas de alta masa que no tienen disco tiene el pico en períodos cortos, es decir $P < 5$ días y las que lo conservan se aplanan. Además afirman que ambas distribuciones son significativamente distintas según test estadísticos.

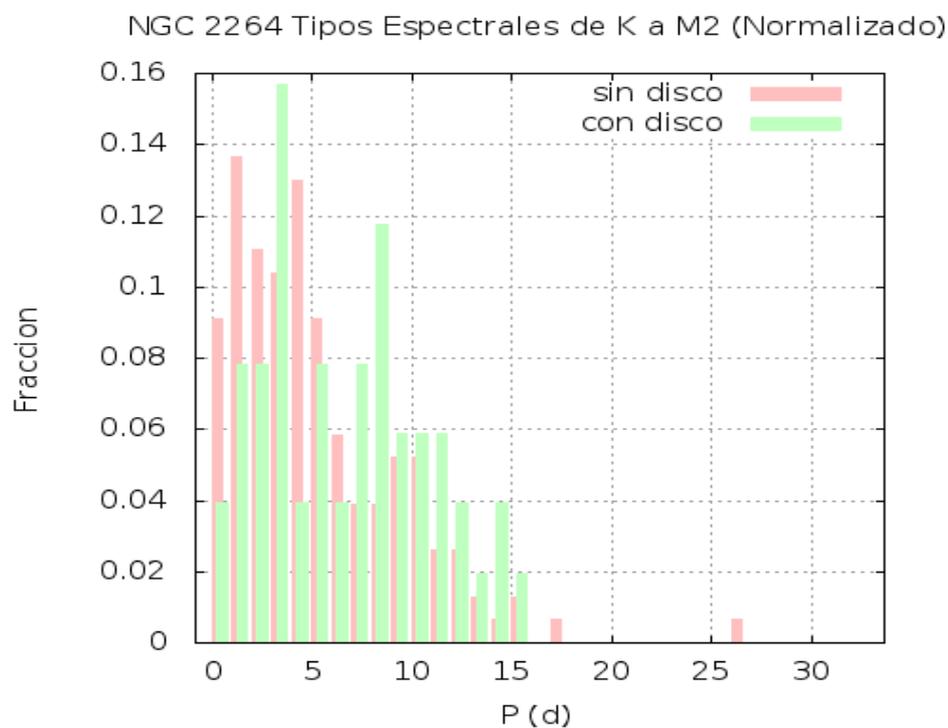


Figura 32: Distribución normalizada de las estrellas de alta masa con y sin disco.

Ambos grupos presentados en la Figura 32 (con y sin disco), presentan una leve bimodalidad. Esta bimodalidad quizás se deba a las edades de las estrellas. Por ejemplo, una región de NGC 2264 puede ser más joven que otra. El cúmulo es bastante complejo y quizás existan "sub-estructuras", es decir que las estrellas se pueden haber formado en eventos múltiples con distintas edades.

La distribución de períodos en estrellas de muy baja masa es mostrada en la Figura 33. En este caso las estrellas sin disco se concentran hacia períodos más cortos aún, $P < 2$ días, que las de alta masa. Inclusive, la distribución de estrellas con disco parece ser no significativa más allá de $P = 6$ días presentándose unimodal, lo que refuerza la teoría de que las estrellas menos masivas rotan más rápido que las más masivas.

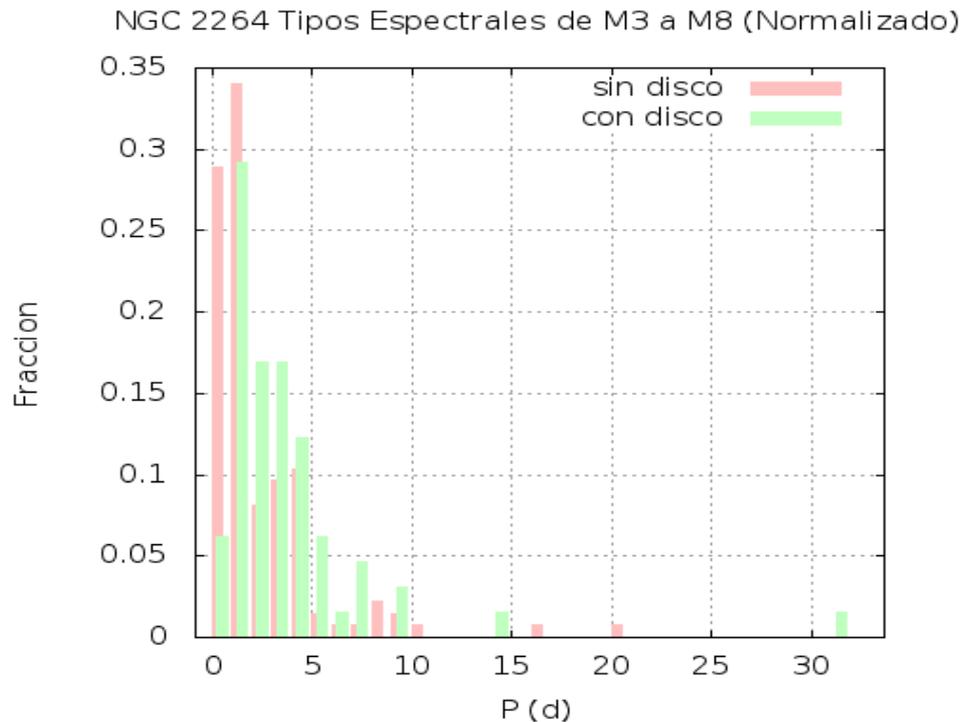


Figura 33: Distribución presentada por las estrellas de muy baja masa estudiadas.

A la distribución de estrellas de muy baja masa le hemos aplicado el test estadístico de Kolmogorov-Smirnov para dos muestras, el cuál para $n_1=65$ (con disco) y $n_2=129$ (sin disco) obtuvimos $P=8.5 \times 10^{-5}$, $D=0.33$, lo que nos dice que ambas muestras son totalmente distintas.

Si separamos las estrellas de muy baja masa según los sub-tipos espectrales, obteniendo los histogramas para M3, M4 y M5 a M8, encontramos las distribuciones presentadas en las ilustraciones 34, 35 y 36:

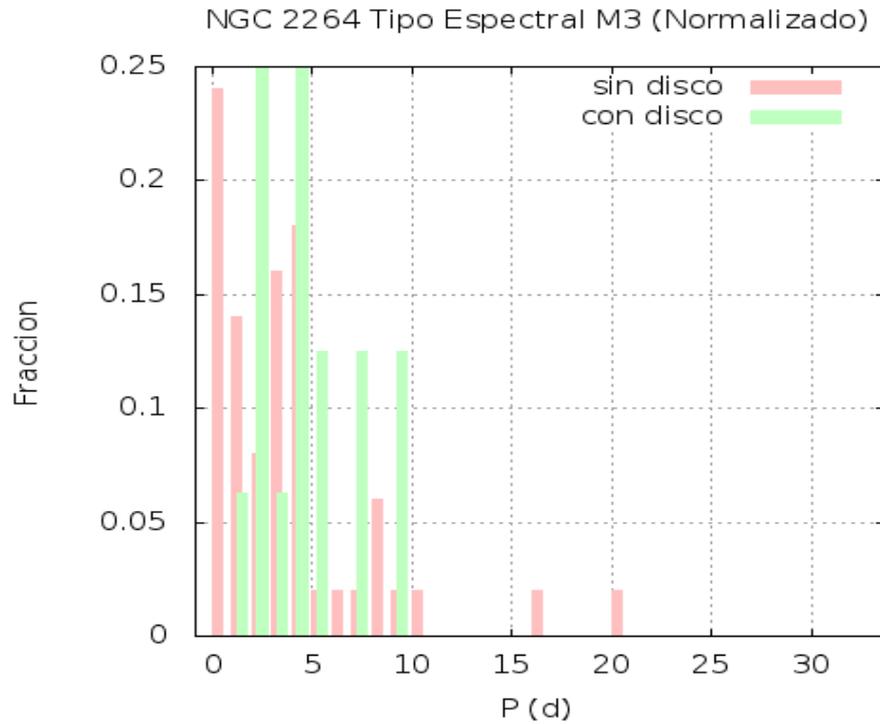


Figura 34: Distribución normalizada para el tipo espectral M3. La distribución para estrellas sin disco en este sub-tipo espectral parece pertenecer a una transición entre alta y baja masa.

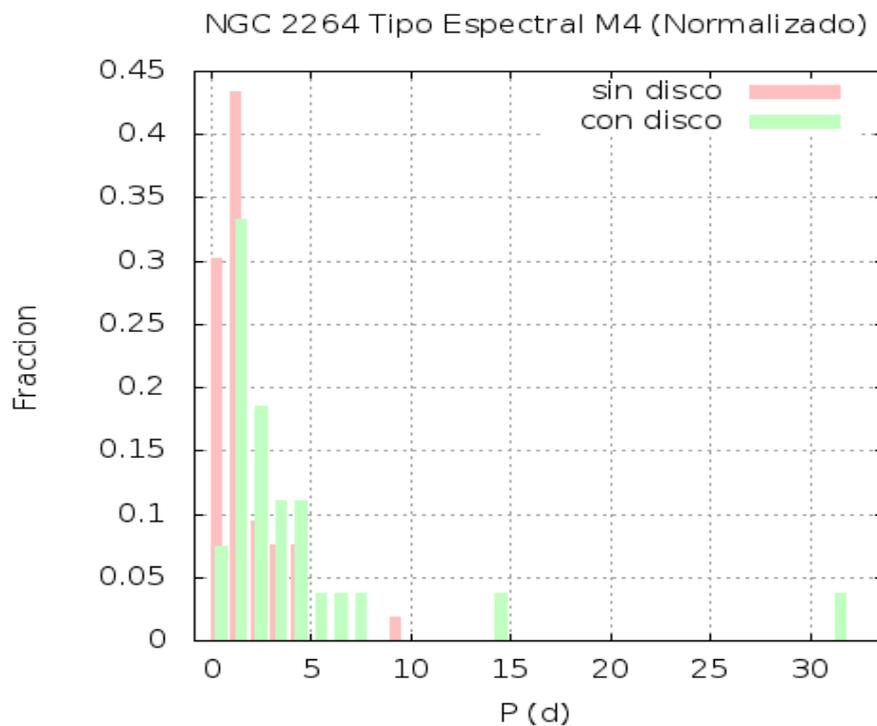


Figura 35: Distribución normalizada para el tipo espectral M4

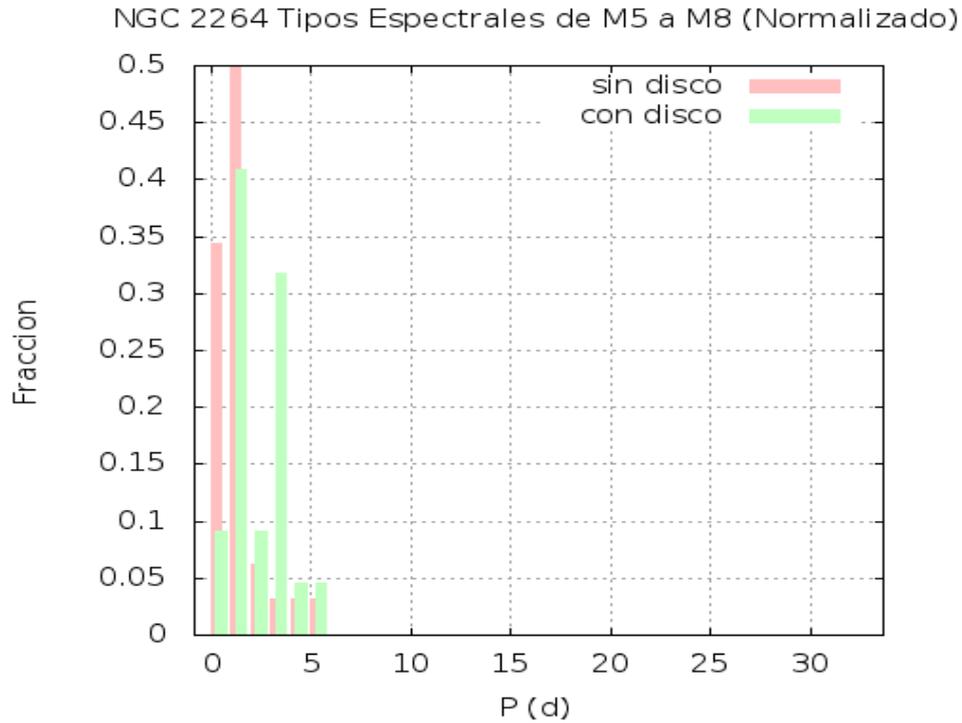


Figura 36: Distribución normalizada para los subtipos espectrales M5, M6, M7 y M8

En la Figura 36 agrupamos los objetos más tardíos que encontramos. Son 54 estrellas de las cuales 22 poseen disco presentando dos picos sobresalientes, en 1 día y en 3 días. En cambio las estrellas sin disco se concentran, en gran porcentaje, hacia períodos muy cortos, es decir, $P < 2$ días. Aunque la muestra es demasiado pequeña como para sacar algunas conclusiones.

7 Conclusiones y trabajo futuro

7.1 Conclusiones

En este trabajo hemos reducido los datos obtenidos con Gemini Norte y luego, junto con los de Multi Mirror Telescope, realizamos la clasificación espectral de 482 estrellas del cúmulo abierto joven NGC 2264, de las cuales 216 pertenecen a tipos espectrales mayores a M2.

En la literatura encontramos los períodos rotacionales de 406 objetos, y 398 presentan datos fotométricos en IR medio obtenidos con Spitzer. Basados en un índice de color en IR pudimos detectar que 110 estrellas tienen discos y 288 no lo tienen. Es decir que de las 482 estrellas, 398 pudieron ser utilizadas para nuestro estudio sobre la regulación de discos. Además 195 (de 216) pertenecen a estrellas de muy baja masa.

Combinando los períodos rotacionales, tipos espectrales (masas) y la presencia y ausencia de discos, construimos los distintos histogramas que nos permitieron concluir lo siguiente:

El histograma de la Figura 34, correspondiente a la distribución del sub-tipo espectral M3 muestra una clara transición entre las distribuciones de lo que aquí denominamos estrellas de alta y muy baja masa, reforzando la teoría citada en el capítulo 2 del presente trabajo, de que *“las estrellas de pre-secuencia-principal de masas menores a 0.3 masas solares rotan sistemáticamente más rápido que las estrellas de 0.3 a 1.0 masas solares”*.

Comparando las distribuciones de estrellas de alta masa (Figura 32) y las de muy baja masa (Figura 33), es notable que estas últimas rotan significativamente más rápido. El mayor porcentaje de objetos de muy baja masa se agrupan dentro de los 5 días de período de rotación, mientras que el mayor porcentaje de los de alta masa se encuentran distribuidos dentro de los 15 días.

Aplicamos el test estadístico de “Kolmogorov-Smirnov para dos muestras” a las muestras con y sin disco de estrellas de muy baja masa, el cual sugiere que la distribución de estrellas con disco es muy distinta a las que no lo poseen.

La distribución de estrellas de muy baja masa que no poseen disco muestra una concentración hacia períodos de rotación muy cortos, es decir, menores a dos días, siendo estos los períodos más cortos de todos. Mientras que en las que sí poseen disco, no existe tal concentración sino que la distribución tiende a ser más plana obteniendo así períodos más variados que llegan a los 4 días. Por lo tanto, las estrellas que perdieron su disco rotan mucho más rápido que las que aún lo poseen y esto nos lleva a reforzar la teoría de “regulación por discos”.

Con este trabajo extendemos el rango de “regulación por discos”, hasta ahora demostrado observacionalmente para estrellas de 1 a 0.3 masas solares (Cieza & Baliber, 2007), a estrellas con masas menores a 0.3 masas solares.

Con estos resultados, *es la primera vez que se demuestra que los discos protoplanetarios también regulan los períodos de rotación en estrellas de muy baja masa*. Hasta ahora esto no se había podido demostrar porque no había un número suficiente de muestras de estrellas de muy baja masa pertenecientes a un mismo cúmulo abierto joven, con buena fotometría y estimación de períodos.

7.2 A Futuro

Algunas tareas que planeamos realizar a futuro:

Vamos a comparar el total de nuestros espectros con los de otros autores y así evaluar si tenemos que reajustar la clasificación. Aunque para la mayoría de estrellas de esta muestra, esta es la primera vez que se las clasifica espectralmente.

Considerar los errores en la fotometría de Spitzer en la ecuación de la detección de discos: sospechamos que varias estrellas caen en este error el cual no tuvimos en

cuenta, lo que puede explicar la existencia de estrellas sin disco con grandes períodos de rotación.

8 Tabla

Por motivos de tamaño tanto en líneas como en mb, no presentamos la tabla en este documento, por ello la ofrecemos en formato digital para el que lo solicite.

8.1 Descripción de la tabla

Columna	Descripción
n	Número de fila
RA	Ascensión recta en grados decimales
DE	Declinación en grados decimales
TE	Tipo espectral deducido por nosotros
Ref	Observatorio con el cual se tomó la imagen
I1	Flujo en 3.6 en mJy
dI1	Error en el flujo 3.6 en mJy
I2	Flujo en 4.5 en mJy
dI2	Error en el flujo 4.5 en mJy
I3	Flujo en 5.8 en mJy
dI3	Error en el flujo 5.8 en mJy
I4	Flujo en 8.0 en mJy
dI4	Error en el flujo 8.0 en mJy
P (días)	período de rotación en días
Ref_P	Referencia del período de rotación: 1 = Lamm et al. 2005, 2 = Makidon et al. 2004 y CoRoT = Affer et al. 2013
Disco	Existencia (valor 1) o no (valor 0) de disco

Tabla 3: Descripción del encabezado de la tabla anexa

8.2 Primer hoja de la tabla

n	RA	DE	TE	Ref	I1	dI1	I2	dI2	I3	dI3	I4	dI4	P (días)	Ref_ P	Dis CO
1	100,10621	9,90917	M4	MMT	6,77	0,0865	7,2	0,0879	6,35	0,0349	8,39	0,0284	31,23	1	0
2	100,14296	9,42153	ruido	MMT	13,4	0,159	14,9	0,16	14,4	0,134	17,3	0,0487	28,94	1	1
3	100,07192	9,42911	M2	MMT	2,86	0,0336	1,69	0,0073	1,19	0,0284	0,729	0,00735	26,97	1	0
4	99,97862	9,52092	M3	MMT	0,818	0,00577	0,548	0,00259	0,381	0,00666	0,262	0,00736	20,09	1	1
5	100,26863	9,87036	M2	MMT	0,77	0,00541	0,534	0,00328	0,361	0,00655	0,191	0,0167	17,43	1	1
6	100,13983	9,56019	M3	MMT	1,44	0,00834	0,985	0,00496	0,72	0,00802	0,379	0,0211	16,69	1	1
7	100,39417	9,60906	M1	MMT	2,39	0,0191	1,65	0,0121	1,29	0,00985	1,32	0,0119	15,32	2	1
8	100,15263	9,80653	M0	MMT	4,43	0,0231	2,81	0,016	2,01	0,0191	0,764	0,0836	15,25	CO ROT	1
9	100,18708	9,96225	M0	MMT	10,2	0,146	6,61	0,0833	3,79	0,0174	2,22	0,0153	15	CO ROT	1
10	100,15771	9,83094	M2	MMT	4,43	0,0253	3,62	0,0175	3,2	0,0261	2,85	0,0276	14,81	1	1
11	100,15771	9,83094	M4	GN	4,43	0,0253	3,62	0,0175	3,2	0,0261	2,85	0,0276	14,81	1	1
12	100,17096	9,7995	M0	MMT	4,52	0,0314	3,01	0,0233	2,28	0,0386	2,1	0,176	14,17	CO ROT	1
13	100,17683	9,53919	K	MMT	3,3	0,0184	2,09	0,00929	1,46	0,0142	0,9	0,0458	14,17	CO ROT	1
14	100,163	9,84962	M0	GN									13,88	CO ROT	
15	100,2475	9,77125	M1	MMT	17	0,297	14	0,164	10,4	0,0521	12,2	0,0667	13,41	2	0
16	100,217	9,87058	M0	MMT	4,18	0,0289	2,62	0,0166	1,85	0,0202	0,789	0,0527	13,31	1	1
17	100,217	9,87058	M0	GN	4,18	0,0289	2,62	0,0166	1,85	0,0202	0,789	0,0527	13,31	1	1
18	100,13292	9,60025	M2	MMT	4,49	0,0251	3,03	0,016	2,27	0,0153	1,67	0,0398	12,58	2	1
19	100,13292	9,60025	M2	MMT	4,49	0,0251	3,03	0,016	2,27	0,0153	1,67	0,0398	12,58	2	1
20	100,17083	9,46522	M0	MMT	3,65	0,0363	2,28	0,0105	2,07	0,0356	1,72	0,0162	12,47	1	1
21	100,34083	9,75872	M0	MMT	3,54	0,0293	2,29	0,0155	1,58	0,0141	0,913	0,00858	12,09	1	0
22	100,26679	9,81928	M0	GN	6,99	0,0903	4,27	0,0199	2,96	0,0171	1,86	0,0142	12,09	1	1
23	100,12854	9,578	M0	MMT	40,5	0,456	34,8	0,399	32,3	0,113	33	0,252	12,09	1	1
24	100,04529	9,66881	M2	MMT	1,54	0,00791	1,05	0,00702	0,764	0,008	0,291	0,0105	11,73	1	1
25	100,27483	9,52792	M2	MMT	2,22	0,0252	1,44	0,00847	0,987	0,0213	0,512	0,0168	11,73	1	1
26	100,23663	9,63044	M0	MMT	14,1	0,153	10,9	0,117	7,85	0,0361	10,4	0,0434	11,73	1	0
27	100,30542	9,86528	M1	MMT	1,89	0,0139	1,28	0,00828	0,903	0,00794	0,55	0,00897	11,5	CO ROT	1
28	100,30542	9,86528	M2	GN	1,89	0,0139	1,28	0,00828	0,903	0,00794	0,55	0,00897	11,5	CO ROT	1
29	100,17142	9,88244	M1	MMT	27,5	0,337	26,7	0,313	15,7	0,103	26,4	0,344	11,39	1	1
30	100,124	9,70606	M0	MMT	10,6	0,133	9,37	0,117	6,72	0,0339	6,51	0,0314	11,21	1	0
31	100,27979	9,45833	M0	MMT	19,8	0,17	19,4	0,186	17,9	0,232	33,5	0,171	10,77	1	1

9 Bibliografía

- Affer, L.; Micela, G.; Favata, F.; Flaccomio, E.; Bouvier, J., 2013, MNRAS, 430, 2, 1433-1446
- Alonso-Floriano, F. J.; Montes, D.; Caballero, J. A.; Klutsch, A.; Mundt, R.; Córtes-Contreras, M.; Morales, J. C.; Quirrenbach, A.; Amado, P. J.; Reiners, A.; Ribas, I., 2015, Highlights of Spanish Astrophysics VIII, Proceedings of the XI Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society held on September 8-12, 2014, in Teruel, Spain, ISBN 978-84-606-8760-3. A. J. Cenarro, F. Figueras, C. Hernández-Monteagudo, J. Trujillo Bueno, and L. Valdivielso (eds.), 441-446
- Baxter, Eric J.; Covey, Kevin R.; Muench, August A.; Fűrész, Gábor; Rebull, Luisa; Szentgyorgyi, Andrew H., 2009, AJ, 138, 3, 963-974 (2009)
- Bessell, M. S., 1991, AJ, (ISSN 0004-6256), 101, Feb. 1991, 662-676.
- Bouvier, J.; Bertout, C.; Benz, W.; Mayor, M., 1986, A&A (ISSN 0004-6361), 165, no. 1-2, Sept. 1986, 110-119.
- Bravo, J. P.; Roque, S.; Estrela, R.; Leão, I. C.; De Medeiros, J. R., 2014, A&A, 568, id.A34, 10.
- Carquillat, M. J.; Jaschek, C.; Jaschek, M.; Ginestet, N., 1997, A&AS series, 123, May II 1997, 5-20.
- Cieza, Lucas; Baliber, Nairn, 2007, ApJ, 671, 1, 605-615.
- Cieza, Lucas; Baliber, Nairn, 2006, ApJ, 649, 2, 862-878.
- Cody, Ann Marie; Hillenbrand, L. A., 2010, ApJS, AAS Meeting #215, #335.05; Bulletin of the ApJS, 42, 435
- Dahm, S. E.; Simon, Theodore, 2005, AJ, 129, 2, 829-855
- Hartmann, L. 2002, ApJ, 566, L29
- Hartmann, L.; Hewett, R.; Stahler, S.; Mathieu, R. D., 1986, ApJ, 309, 275-293
- Henry, Todd J.; Kirkpatrick, J. Davy; Simons, Douglas A., 1994, AJ, 108, no. 4, 1437-1444
- Herbst, W., Eisloffel, J., Mundt, R., & Scholz, A. 2006, in Protostars and Planets V, ed. V. Mannings, in press
- Herbst, W., & Mundt, R. 2005, ApJ, 633, 967
- Herbst, W., Bailer-Jones, C. A. L., Mundt, R., Meisenheimer, K., & Wackermann, R. 2002, A&A, 396, 513

- Herbst, W., Bailer-Jones, C. A. L., & Mundt, R. 2001, ApJ, 554, L197
- Herbst, W., Rhode, K. L., Hillenbrand, L. A., & Curran, G. 2000, AJ, 119, 261
- Irwin, Jonathan; Bouvier, Jerome, 2009, The Ages of Stars, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium, 258, 363-374
- Kirkpatrick, J. D.; Henry, Todd J.; McCarthy, Donald W., Jr., 1991, ApJS Series (ISSN 0067-0049), 77, 417-440
- Lamm, M. H.; Mundt, R.; Bailer-Jones, C. A. L.; Herbst, W., 2005, A&A, 430, 1005-1026
- Lamm, M. H.; Mundt, R.; Bailer-Jones, C. A. L.; Herbst, W., Scholz, A., 2004, A&A, 417, 557-581
- Makidon, Russell B.; Rebull, Luisa M.; Strom, Stephen E.; Adams, Mark T.; Patten, Brian M., 2004, AJ, 127, 4, 2228-2245
- Morgan, William Wilson; Keenan, Philip Childs; Kellman, 1943, Chicago, Ill., The University of Chicago press
- Neill Reid del Space Telescope Science Institute <http://www.stsci.edu/~inr/ldwarf.html>
- Nielsen, M. B.; Gizon, L.; Schunker, H.; Karoff, C., 2013, Progress in Physics of the Sun and Stars: A New Era in Helio- and Asteroseismology. Proceedings of a Fujihara Seminar held 25-29 November, 2012, in Hakone, Japan. Edited by H. Shibahashi and A.E. Lynas-Gray. ASP Conference Proceedings, 479. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2013., 137.
- Rebull, L. M.; Wolff, S. C.; Strom, S. E., 2004, AJ, 127, 2, 1029-1051.
- Riddick, F. C.; Roche, P. F.; Lucas, P. W., 2007, MNRAS, 381, 3, 1067-1076.

10 Apéndice

10.1 Test Estadístico de Kolmogorov-Smirnov

El test estadístico de Kolmogorov-Smirnov o test K-S, se utiliza para comparar dos distribuciones, ya sean continuas y/o discretas, y saber si son significativamente iguales o no. Por ejemplo, permite estimar si una muestra empírica se acerca a la distribución teórica.

Existen distintas aplicaciones, nosotros nos centraremos en el test K-S para dos muestras:

El test consiste básicamente en calcular la distancia D entre las dos muestras (Figura 37), siendo entonces el estadístico:

$$D_{n,n'} = \sup_x |F_{1,n}(x) - F_{2,n'}(x)|, \quad (\text{ec. 2})$$

Donde $F_{1,n}$ y $F_{2,n'}$ son las frecuencias relativas acumuladas de las muestras que queremos analizar, n y n' son los tamaños de dichas muestras y \sup es el máximo entre ambas muestras.

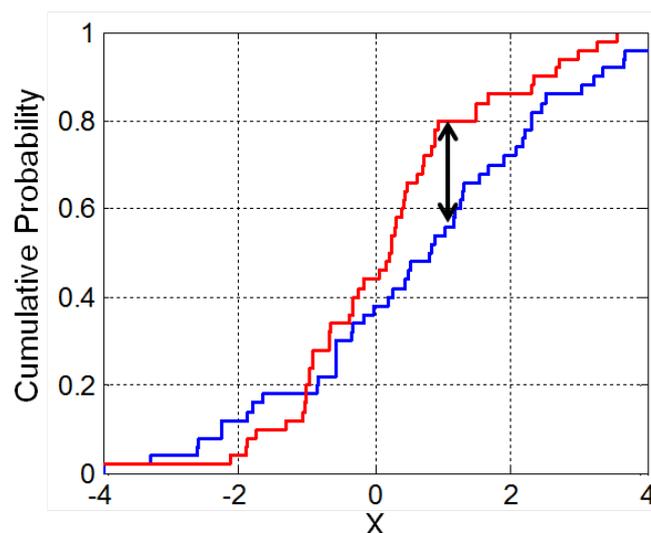


Figura 37: Test K-S para dos muestras, una en rojo y la otra en azul. El estadístico (D) está representado como la línea de doble flecha negra. wikipedia.org

Entonces D es la mayor diferencia absoluta observada entre las dos muestras. Si los valores de ambas muestras son similares, el valor de D será pequeño. Cuanto mayor sea la discrepancia entre las muestras, mayor será el valor de D .

El valor P está asociado al estadístico D e indica si la hipótesis es rechazada o no, donde dicha hipótesis, llamada "hipótesis nula", es que las dos muestras son indistinguibles o pertenecen a una misma población. Para esta evaluación, P se compara con un valor α que es el grado de significación o nivel de rechazo. Si $P < \alpha$ entonces se rechaza la hipótesis y ambas muestras son diferentes. Si $P > \alpha$, la hipótesis es aceptada.