ESTUDIO DE LAS TASAS DE ACRECIÓN PARA UNA MUESTRA DE ESTRELLAS T TAURI CLÁSICAS EN EL ÓPTICO

OSCAR ALBERTO RESTREPO GAITÁN
CÓDIGO 189452

Universidad Nacional de Colombia
Facultad de Ciencias
Observatorio Astronómico Nacional
Bogotá, Colombia
2012

ESTUDIO DE LAS TASAS DE ACRECIÓN PARA UNA MUESTRA DE ESTRELLAS T TAURI CLÁSICAS EN EL ÓPTICO

OSCAR ALBERTO RESTREPO GAITÁN
CÓDIGO 189452

TESIS PRESENTADA COMO
REQUISITO PARCIAL PARA OPTAR AL TÍTULO DE
MAGÍSTER EN CIENCIAS - ASTRONOMÍA

DIRECTOR
GUILLERMO FRANCO

UNIVERSIDAD NACIONAL DE COLOMBIA
FACULTAD DE CIENCIAS
OBSERVATORIO ASTRONÓMICO NACIONAL
BOGOTÁ, COLOMBIA
2012

TABLA DE CONTENIDO

Índice de tablas **1**

Índice de figuras **2**

Resumen **3**

Resumen **4**

1. Introducción **5**

2. Estrellas TTauri **11**

3. Fundamentación Astrofísica **16**

3.1. Magnitud aparente 16
3.2. Indice de color 17
3.3. Distancias estelares 20
3.4. Magnitud Absoluta 22
3.5. Magnitud Bolométrica 23
3.6. Luminosidad Estelar 24
3.7. Radio Estelar 25

4. Descripción de la muestra **27**

4.1. MBM12 27
4.2. Asociaciones LCC, UCCL, BPMG, Twa Hydra, Tuc-Hor 31
4.2.1. β Pic Moving Group (BPMG) 36
4.2.2. Upper Centaurus -Lupus (UCL) y Lupus Centaurus Crux (LCC) . 38
4.2.3. Twa Hydra 40
4.2.4. Tucana Holorogium (TUC/HOR) 40

5. Resultados **41**

5.1. Exceso en la Magnitud U 41
5.1.1. Velamiento (r) 49
5.1.2. Autocorrelación con espectros de MBM12 51
5.2. Mediciones de los anchos equivalentes de nuestras observaciones en CASLEO 53

6. Cálculo tasas de acreción **60**
6.1. Tasa de Acreción por Fotometría 60
6.2. Tasa de Acreción por Espectroscopía 62

7. Conclusiones **64**

Apéndice A **67**

Apéndice B **72**

Apéndice C **75**

Apéndice D **76**

Bibliografía **77**

ÍNDICE DE TABLAS

3.1. Magnitudes Aparentes 17

4.1. Características principales de MBM12. Columnas 1 y 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Grupo; Columna 4: RA; Columna 5: Dec; Columna 6: Tipo espectral; Columna 7: Distancia (pc); Columna 8: Referencia. 30

4.2. Características estrellas LCC, UCL y Twa Hydra .Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc) 31

4.3. Fotometría Diferencial $UBV(RI)_c$. Columna 1 and 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Fecha Juliana J2000; Columna 4: Grupo; Columna 5 a 9: Fotometría óptica observada. 33

4.4. Características estrellas BPMG. Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia. 37

4.5. Características estrellas de UCL y LCC. Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia. 39

4.6. Características estrellas Twa Hydra. Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia. 40

4.7. Características estrellas Tucana-Holorogium .Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia. 40

5.1. Velamiento LkHα264 con alta resolución 51

5.2. Velamiento LkHα264 con baja resolución 52

5.3. Datos calculados para las estrellas de nuestra muestra a partir de las observaciones en CASLEO .Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: EW(H_α)Å; Columna 4: Exceso magnitud U 54

6.1. Tasas de Acreción por Fotometría 62

6.2. Tasas de Acreción por Espectroscopía 63

ÍNDICE DE FIGURAS

1.1. (a) Diagrama de una estrella TTauri que muestra algunos de los procesos físicos que se generan en la interacción disco-estrella. Un núcleo convectivo dominante de la estrella que por su juventud se está contrayendo gravitacionalmente. b) Representa una estrella en el estado post-TTauri donde se evidencia la pérdida del disco por el proceso de acreción. Además, muestra el inicio del núcleo radiativo generando una mayor actividad cromosférica, causante del exceso presente en el continuo de las estrellas. 6

1.2. Espectros de una estrella CTT, WTT y una estrella en etapa post-TTauri donde notamos que el espectro de la estrella CTT presenta líneas pronunciadas en emisión, en especial la línea H_α, mientras que en la estrella WTT las líneas en emisión son menos pronunciadas, la post-TTauri no presenta líneas en emisión notorias. 8

2.1. Espectros de estrellas de la presecuencia principal donde presenta línea en absorción del Litio 6707Å, indicador de juventud, Siendo LkHa264 una estrella TTauri clásica, RXJ0255.4+2005 estrella débil y HD80170 una estrella Post-TTauri. 12

2.2. Líneas de emisión serie de Balmer para la estrella TTauri clásica LkHa264 14

3.1. Espectro de un cuerpo negro a una temperatura de 5800K 18

3.2. Indice de color observado a partir de las longitudes de onda del visible 19

3.3. Respuesta espectral en los diferentes filtros del sistema fotométrico estándar 20

3.4. Paralaje trigonométrico 21

4.1. Espectro en alta resolución de la estrella TTauri clásica LkHa264 y la estrella TTauri débil RXJ0255.4+2005 pertenecientes a MBM12, donde se observa diferencias espectrales como línea de emisión H_α más pronunciada en la estrella TTauri clásica que en la TTauri débil y presencia de líneas en emisión en la estrella TTauri clásica y ausencia de ellas en la estrella TTauri débil. 28

4.2. Espectros en baja resolución de algunas estrellas TTauri pertenecientes a MBM12, donde se observa una diferencia en la altura de la línea de emisión H_α. 29

5.1. Gráfica índice Color (U-V) Vs índice Color (B-V) 42

5.2. Son gráficas de índice de color (V-I) Vs índice de color (B-V) y (V-R) Vs (B-V) respectivamente, se observa que las estrellas de la muestra no presentan variabilidad en el índice de color (V-I), (V-R). Sin embargo, la estrella Twa3A presenta discrepancia con lo esperado respecto a la secuencia principal por ser un sistema binario. 43

5.3. a) Gráfica de índice de color (U-V) Vs índice de color (V-I), se observa que las estrellas de la muestra presentan variabilidad en el índice de color (U-V), la estrella Twa1A tiene un exceso en el índice de color (U-V) acorde a lo esperado ya que es una típica estrella clásica TTauri. b) índice de color (V-R) Vs índice de color (V-I) las estrellas tienen un comportamiento típico esperado respecto a las estrellas de la secuencia principal, aunque para la estrella Twa3A no está acorde a lo esperado respecto de la secuencia principal, por ser un sistema binario. 44

5.4. Gráfica Exc (U) Vs índice de color (B-V), tenemos que estrellas jóvenes como Twa1A, Twa3A, ATMic, V404Sgr y PDS66 presentan un exceso menor a medida que la edad va aumentando, lo que sugiere que los procesos de acreción se van atenuando al punto de desaparecer conforme la estrella evoluciona en el tiempo y acorde a las predicciones del tiempo de vida de los discos alrededor de las estrellas TTauri. 46

5.5. Gráfica EW(H_α) Vs índice de color (B-V), el rango de EW(H_α) está (4,-4) debido que en este intervalo se encuentran las estrellas que están en la transición de TTauri a PostT-Taiuri, donde se solapan el proceso de acreción y la actividad cromosférica 48

5.6. Correlación observada para estrellas de nuestra muestra, la traza (negro) a puntos determina la transición entre absorción y emisión de línea Hα, la traza (verde) a puntos es la correlación encontrada. 48

5.7. Espectro en alta resolución de la estrella LkHα264 y espectro referencia RXJ0255.4+2005. Se detalla el velamiento y el exceso del continuo (a), (b), (c) y (d) 52

5.8. Continuación del espectro en alta resolución de la estrella LkHα264 y espectro referencia RXJ0255.4+2005. Se detalla el velamiento y el exceso del continuo (a), (b), (c) y (d) . 53

5.9. Resultado de la correlación entre el espectro en alta resolución de la estrella LkHα264 y el espectro referencia RXJ0255.4+2005 en las diferentes ventanas (a), (b), (c) y (d) . . 54

5.10. Espectros en baja resolución de la estrella LkHα264 y espectro referencia E02553+2018. Se detalla el velamiento y el exceso del continuo (a), (b), (c) y (d) 55

5.11. Gráfica de velamiento (r) Vs longitud de onda. A medida que nos desplazamos hacia la derecha del espectro electromagnético el velamiento disminuye como se espera. Mostrando que a longitudes corridas al azul el velamiento es mayor que hacia el rojo. 56

5.12. Fits de la línea H_α observados en CASLEO. Se muestra que esta línea es más ancha de lo esperado, demostrando que las estrellas están activas cromosféricamente 57

5.13. Las gráficas (a) y (b) son fits de la línea H_α de nuestras mediciones en CASLEO, (c) y (d) son estrellas estándar, que nos determinan el fit esperado para la línea H_α con el mismo tipo espectral 58

5.14. Fit de la línea H_α para la estrella Twa1A, se evidencia un amplio ancho equivalente que indica procesos de acreción 59

6.1. Corrección Bolométrica para estrellas de la secuencia principal derivada de HK95 . . . 61

7.1. Excesos medidos para cada una de las estrellas de las asociaciones de nuestra muestra . 65

7.2. Excesos medidos para cada una de las estrellas de las asociaciones de nuestra muestra, notamos que si el EW(H_α) aumenta, las estrellas presentan un exceso mayor en la magnitud U, validando la hipótesis del aumento de la actividad cromosférica con la evolución estelar 66

RESUMEN

La acreción de disco alrededor de estrellas jóvenes de tipo TTauri juega un papel fundamental en la formación planetaria. Las medidas más recientes de durabilidad del gas en discos alrededor de estrellas jóvenes, miembros de asociaciones estelares, confirman que el tiempo de vida del gas en estos discos no es mayor a 10 millones de años. En esta Tesis se determinó la tasa de acreción de una muestra de estrellas TTauri confirmando la aseveración de la durabilidad del disco. La muestra esta compuesta por una asociación joven del orden de 3 millones de años y de asociaciones que están en el rango de 3 a 30 millones de años, estas últimas se consideran estrellas en etapa Post TTauri. Para este trabajo se implementaron dos métodos: El primero basado en determinaciones ópticas del "Veiling"de las líneas fotosféricas (para las TTauri) y el segundo basado en fotometría UBVI (para post TTauri).
Palabras claves: Tasas de Acreción, Estrellas TTauri, Formación Planetaria, Fotometría, espectroscopía

ABSTRACT

Disk accretion is fundamental for planet formation theories. The most recent measurements of gas longevity of disks around young low mass stars, members of stellar associations sugest that the lifetime of the gas disk in such kind of disks is in the order of 10Myr. In this thesis, we confirmed such conclusion by using our own measurements of the accretion rates for a sample of young low mass TTauri stars with ages between 3-30Myr. Two methods were implemented: The first (for the youngest targets) based on veiling determinations of optical spectra and the second one (for post-TTauri stars) based on UBVI photometry.
Key words: accretion rates, TTauri Stars, planet formation, photometry, spectroscopic.

CAPÍTULO 1

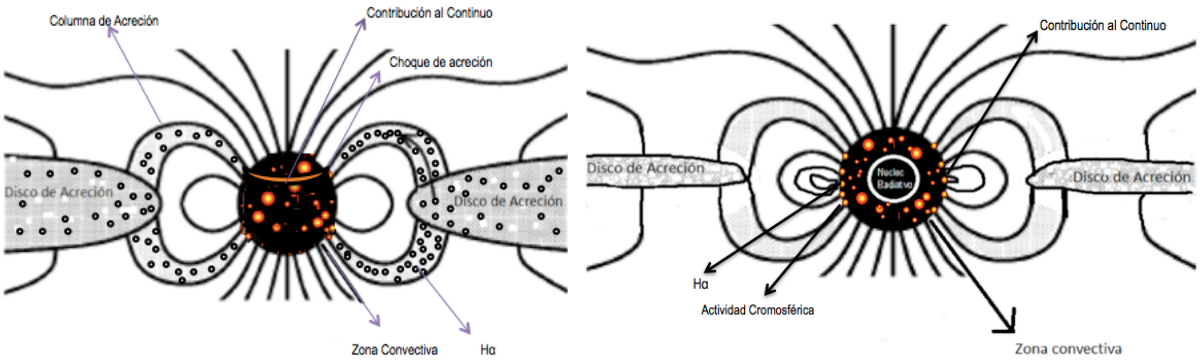
INTRODUCCIÓN

Uno de los grandes interrogantes de los astrónomos es entender cómo evolucionó nuestro Sol ($\odot$) y cómo se formó nuestro sistema Solar. Un camino posible es encontrar y estudiar estrellas jóvenes con características cercanas al Sol, entre otras como: Tipo espectral, Masa, Radio, etc. Con los avances en la tecnología y la ciencia podemos hacer un estudio más detallado de estos procesos físicos. La espectroscopía y la fotometría nos proporcionan las herramientas para ahondar en este tema y dar respuestas a estos interrogantes.

Nuestro interés de conocer la evolución del Sol, es dilucidar en qué momento se da lugar la formación del sistema Solar y/o la formación planetaria. Como el Sol es una estrella ya evolucionada que se encuentra en la secuencia principal, la evolución de él y de las estrellas después que se encuentran en la secuencia principal ($>$ 30 Millones de años) se conoce con gran certeza, pero antes de esta etapa ($<$ 30 Millones de años) conocida como pre-secuencia principal es poco lo que se conoce de ellas.

Existe hoy en día un conjunto de Asociaciones con estrellas jóvenes, algunas de ellas denominadas TTauri (TT) llamadas así por primera vez en 1945 por Alfred H Joy. Durante la etapa de pre-secuencia principal se presume existen dos épocas llamadas etapa TTauri y post TTauri Fig. 1.1, debido a que existen estrellas que presentan a su alrededor un disco de gas y polvo. Como estas estrellas presentan un comportamiento espectroscópico y fotométrico muy particular su estudio e interpretación nos va a ayudar a entender la formación planetaria y la evolución estelar.

Los sistemas planetarios se cree que se forman a partir de discos circumestelares, que son los restos de la formación estelar. Las observaciones de estrellas jóvenes antes de la secuencia principal muestran que muchas de ellas están rodeadas de un disco óptico grueso



(a) (b)

Figura 1.1: (a) Diagrama de una estrella TTauri que muestra algunos de los procesos físicos que se generan en la interacción disco-estrella. Un núcleo convectivo dominante de la estrella que por su juventud se está contrayendo gravitacionalmente. b) Representa una estrella en el estado post-TTauri donde se evidencia la pérdida del disco por el proceso de acreción. Además, muestra el inicio del núcleo radiativo generando una mayor actividad cromosférica, causante del exceso presente en el continuo de las estrellas.

de las dimensiones del sistema solar con masas comparables o superiores al mínimo de la masa nebulosa solar de 0,01masas solares.

Calcular el tiempo de vida de los discos circumestelares (t_a en Millones de años) y la cantidad de material que estos discos acretan hacia la estrella (Tasa de acreción $\dot{M}$ en masas Solares por año), nos permite tener una visión más detallada de los procesos presentes dentro de la evolución estelar que dan origen a los sistemas planetarios, para ello seleccionamos una muestra de estrellas con características muy similares al Sol para el desarrollo de este trabajo.

Seleccionamos una muestra de estrellas de baja masa en edades tempranas (3-30 Millones de años etapa pre-secuencia principal) a partir de los estudios satelitales como los proporcionados por ROSAT(abreviatura de Röntgensatellit en rayos X), IRAS (Infrared Astronomical Satellite longitudes de onda infrarrojas) e HIPPARCOS (The High Precision Parallax Collecting Satellite fue un satélite astrométrico lanzado por la Agencia Espacial Europea (ESA) y dedicado a medir el paralaje y los movimientos propios de más de 2,5 millones de estrellas a menos de 150 pc de la Tierra. Los resultados se publicaron en forma de un catálogo estelar conocido como Catálogo Tycho), permite tener una base de datos primordial para esta búsqueda (Mamajek et al. 1999 [1]; Zuckerman et al. 2000 [2]; Torres et al. 2000[3]).

En esta tesis nos concentramos en las asociaciones jóvenes como: MBM12 (3 millones de años), Tw Hydra (8 millones de años), Beta Pictoris Moving Group (BPMG 11 millones de años), LCC (15 millones de años), UCL (17 millones de años), y Tucana-Holorogium (30 millones de años) que se describen en el capítulo 4. En las asociaciones donde existen las estrellas TTauri estas se pueden clasificar como: estrellas TTauri clásicas (CTTs) y estrellas TTauri débiles (WTTs); por medio del ancho equivalente de la línea H_α Fig.1.2. La mayoría de las estrellas CTT, tienen una contribución sustancial no estelar sobre el continuo observado desde el ultravioleta hasta el infrarrojo. Se cree que el exceso en el infrarrojo es debido a la presencia de un disco circumestelar (Kenyon et al 1994 [4];. Meyer et al 1997 [5]). El origen de los excesos observados en el óptico y ultravioleta sigue siendo un proceso abierto.

En la etapa TTauri, una interpretación de cómo se genera el exceso observado en el óptico y ultravioleta es el escenario de una magnetósfera de acreción, el cual es el paradigma más aceptado. Esta presunción se basa en que el material del disco es atraído hacia la superficie estelar por medio de las líneas de campo magnético hasta un punto donde alcanzan velocidades de caída libre, generando choques en la magnetósfera estelar(Königl 1991[6]; Camenzind 1990[7]; Shu et al 1994[8]) Fig.1.1. Estos choques generan puntos calientes en la fotósfera estelar a los cuáles se les atribuye el exceso de emisión en el continuo óptico y los rayos UV (Kenyon et al. 1994[4]). También se observan variaciones irregulares de brillo, que han sido explicadas por la acreción irregular y la modulación rotacional. La variabilidad de las líneas de emisión podría ser causada por burbujas de gas que fluyen a través de la magnetósfera. (Gullbring et al. 1998, 2000, [9] [10]).

En la etapa Post-TTauri, como el disco de gas y polvo se ha atenuado, el exceso en el continuo se le atribuye al aumento de la actividad cromosférica debido a que la zona convectiva incrementa su tamaño haciendo que haya más transporte de energía por convección hacia la superficie estelar. Como las "*burbujas*" arrastran las líneas de campo magnético hasta la superficie, crean una ruptura en las líneas de campo liberando energía y contribuyendo al aumento en el continuo UV Fig. 1.1.

Por tanto, seleccionar una muestra considerable de estrellas de la pre-secuencia principal

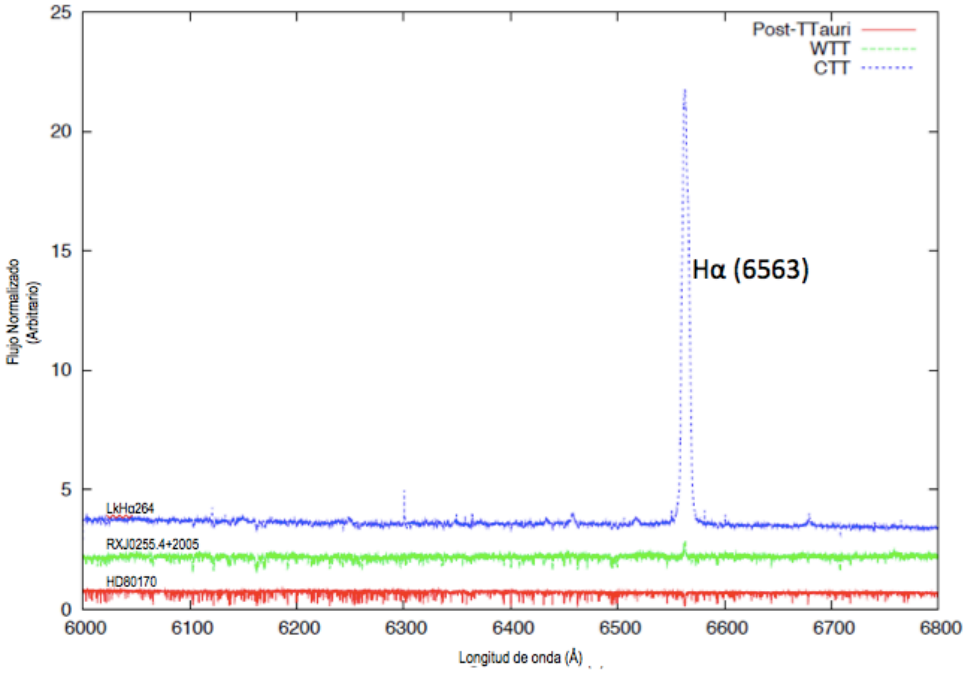


Figura 1.2: Espectros de una estrella CTT, WTT y una estrella en etapa post-TTauri donde notamos que el espectro de la estrella CTT presenta líneas pronunciadas en emisión, en especial la línea H_α, mientras que en la estrella WTT las líneas en emisión son menos pronunciadas, la post-TTauri no presenta líneas en emisión notorias.

la convierte en un blanco de estudio muy importante con el fin de entender la evolución estelar de la fase TTauri a la secuencia principal.

Matt et al 2010 [11] proponen un modelo teórico, para explicar la evolución estelar y la rotación lenta que se evidencia en las estrellas jóvenes, este se desarrolla bajo la influencia de interacción magnética y lo que se conoce como el "$disk - locking$" clásico entre el disco de acreción y la estrella, donde se supone que todo el campo magnético de la estrella se conecta con el disco de acreción, teniendo como parámetros fundamentales del modelo: el radio estelar, la masa estelar, la intensidad del campo magnético y la tasa de acreción. Dado que el modelo es teórico, se pueden obtener de manera observacional estos parámetros, motivación para realizar este trabajo.

No obstante, son pocos los modelos rotacionales que se han desarrollado para edades avanzadas, antes de la secuencia principal. Justo en esta época, la conexión actividad-rotación

se cree aún no se ha establecido. En esta tesis y como se dijo antes, la acreción es uno de los parámetros iniciales del modelo descrito por Matt et al. 2010, elaborado por medio de tres ecuaciones diferenciales que describen la evolución rotacional de las estrellas jóvenes, siendo las siguientes:

1) Evolución de la tasa de acreción:

$$\dot{M}_a = \frac{M_D}{t_a} e^{-t/t_a} \tag{1}$$

2) Evolución del radio:

$$\frac{dR_\star}{dt} = 2\frac{R_\star}{M_\star}\dot{M}_a - \frac{28\pi\sigma R_\star^4 T_{eff}^4}{3GM_\star^2} \tag{2}$$

3) Evolución de la velocidad angular:

$$\frac{d\Omega_\star}{dt} = \frac{T_\star}{I_\star} - \Omega_\star(\frac{\dot{M}_a}{M_\star} + \frac{2}{R_\star}\frac{dR_\star}{dt}) \tag{3}$$

como podemos ver, la ecuación (1) determina la tasa de acreción ($\dot{M}_a$) en función del tiempo, M_D la masa inicial del disco, t_a el tiempo de vida del disco.

Así, $\dot{M}_a$ es fundamental para entender la evolución del radio (ecuación 2) y de allí deducir la evolución de la velocidad angular (ecuación 3).

Además, la acreción ($\dot{M}$) es un indicador del tiempo de vida de los discos de gas alrededor de estas estrellas jóvenes (protoplanetarios), necesaria en las teórias de formación planetaria y un parámetro inicial en el modelo de Matt et al. 2010. Se hace necesario que a partir de las observaciones se reporte un valor de $\dot{M}$ y así tener un soporte observacional en el modelo teórico de Matt et al. 2010.

Utilizando dos métodos observacionales como lo son la fotometría y la espectroscopía, se da la motivación para que se desarrolle este trabajo en el campo observacional y se pueda determinar $\dot{M}$ de tal modo que se aporte al modelo teórico, condiciones iniciales a partir de los datos obtenidos por las observaciones.

En el capítulo 2 se describen las características principales de las estrellas TTauri, tanto fotométricas como espectroscópicas. En el capítulo 3 se hace una introducción a las magnitudes astrofísicas involucradas en los cálculos observacionales, en el capítulo 4 se describe la muestra de estrellas de la pre-secuencia principal pertenecientes a asociaciones que se estudian en este trabajo. Los resultados de la fotometría y espectroscopía obtenida en este estudio y el aporte de estos estudios al cálculo de la tasa de acreción $\dot{M}$ se presentan en el capítulo 5 y 6. Las conclusiones se describen en el capítulo 7.

CAPÍTULO 2

ESTRELLAS TTAURI

Las estrellas TTauri (TT) son estrellas jóvenes con masas menores a $3M_{\odot}$, con tipos espectrales G-M. Debido a su juventud, aún no han llegado a la secuencia principal (pre-secuencia principal) por lo que obtienen su energía mediante la transformación continua de parte de la energía potencial gravitacional invertida en la contracción en energía radiativa.

En el espectro de las TTauri se observa una línea prominente en absorción del Litio (Fig. 2.1), Hayashi en 1961, predijo que una estrella de masa moderada (entre 0.5 y 1.5 $M_{\odot}$) es totalmente convectiva durante las fases iniciales de su contracción gravitacional cuasi-estática. A medida que el radio de la estrella disminuye, un núcleo radiativo se desarrolla en el centro haciendo que la interfase entre las zonas radiativas y convectivas aumente gradualmente hacia la superficie de la estrella, conforme la misma se aproxima a la secuencia principal. De tal manera, cuando la estrella joven se contrae, aumenta la temperatura en la parte inferior de la zona de convección, que está cada vez más cerca de la superficie, alcanzando valores suficientes para destruir el Litio en la envolvente de la misma. Estas estrellas que poseen tipos espectrales tardíos, llegarán a la secuencia principal sin que exista Litio en sus atmósferas. Por lo que la presencia del Litio detectada por la línea en absorción (λ 6707 Å), es indicador del estado evolutivo temprano, anterior a la secuencia principal.

La mayoría de las TTauri aparte de ser jóvenes, presentan discos de acreción protoplanetarios, los cuales son fuentes de la línea H_{α} en emisión observada en todas las TTauri.

Durante los últimos años, estos indicadores han sido observados por varios autores para muestras variadas de TTauri pertenecientes a regiones con edades y características distintas. Estos estudios han puesto condiciones en cuanto a la durabilidad del gas en los discos protoplanetarios alrededor de las estrellas jóvenes de baja masa. Actualmente, el

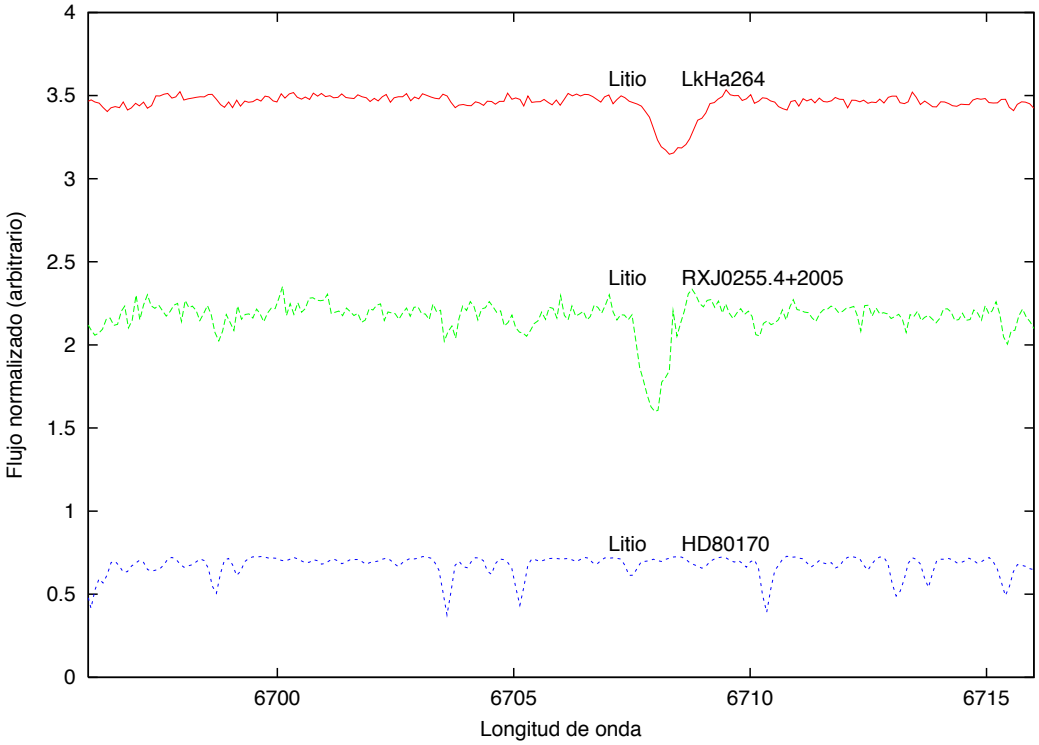


Figura 2.1: Espectros de estrellas de la presecuencia principal donde presenta línea en absorción del Litio 6707Å, indicador de juventud, Siendo LkHa264 una estrella TTauri clásica, RXJ0255.4+2005 estrella débil y HD80170 una estrella Post-TTauri.

tiempo de vida del gas en los discos de acreción alrededor de las TTauri es del orden de los diez millones de años Jayawardhana 2004 [12]. Sin embargo, la durabilidad de los discos puede depender de diversos factores, tales como multiplicidad o metalicidad de la nube formadora. Estudios que incluyan estos dos factores se hacen necesarios con el fin de realizar estimaciones más reales del tiempo de vida del gas en los discos protoplanetarios, parámetro fundamental en las teorías de formación planetaria

En los últimos años, gracias al empleo de satélites como el ROSAT, se ha encontrado una gran cantidad de estrellas TTauri asociadas a regiones de formación estelar. Por otro lado, los estudios realizados en varios observatorios alrededor del mundo, dan un punto de partida para la clasificación de estas estrellas. Se les clasifica en dos clases: estrellas

TTauri Clásicas (CTT), estas están asociadas a estrellas muy jóvenes rodeadas de material circumestelar y estrellas TTauri de líneas débiles (WTT) son estrellas que de acuerdo a las observaciones, no presentan material circumestelar en la gran mayoría de los casos. De acuerdo con los modelos de formación estelar que existen, ambos tipos de estrellas se asocian a diferentes estados evolutivos de dichas estrellas.

Históricamente, el ancho equivalente EW de la línea H_α es usado para distinguir entre estas dos notaciones(Herbig y Bell 1988 [13]. Martín et al. (1998) [14]) sugieren que el criterio de H_α para dividirlas depende del tipo espectral, White y Basri (2003) [15] haciendo un estudio de una gran muestra de estrellas TTauri proponen que una estrella TTauri será CTT (TTauri Clásica) entre el tipo espectral K0-K5, si su EW(H_α) $\geq$3Å, entre K7-M2.5 si EW(H_α) $\geq$10Å, entre M3-M5.5 si EW(H_α) $\geq$20Åy entre M6-M7.5 si EW(H_α) $\geq$40Å., las demás estrellas se clasifican como WTT (TTauri Débil).

Desde el punto de vista observacional y de acuerdo a la definición de Herbig (1962) [16] las estrellas CTT deben tener las siguientes características en el óptico. Fig. 2.2:

1) Líneas de Balmer, en emisión para el Hidrógeno.
2) Líneas de emisión Ca II (H y K).
3) Líneas de emisión de Fe I λ 4063 Å y λ 4132 Å.
4) Líneas de emisión de Fe II λ 4924 Å.
5) Líneas de emisión de $[OI]\lambda$ 6300 Å.
6) Líneas de emisión de He I λ 5876 Å.
7) Líneas de emisión de $[SII]$ λ 4076 Å, λ 6716 Å y λ 6731Å.
8) Línea de absorción Li λ 6707 Å.

Las estrellas WTT espectroscópicamente tienen las siguientes características:

1) Línea de absorción Li λ 6707 Å.
2) Líneas de emisión Ca II (H y K).

La mayoría de las estrellas TTauri tienen una contribución sustancial no estelar sobre el continuo, observada desde el ultravioleta hasta el infrarrojo. Se cree que el exceso en el

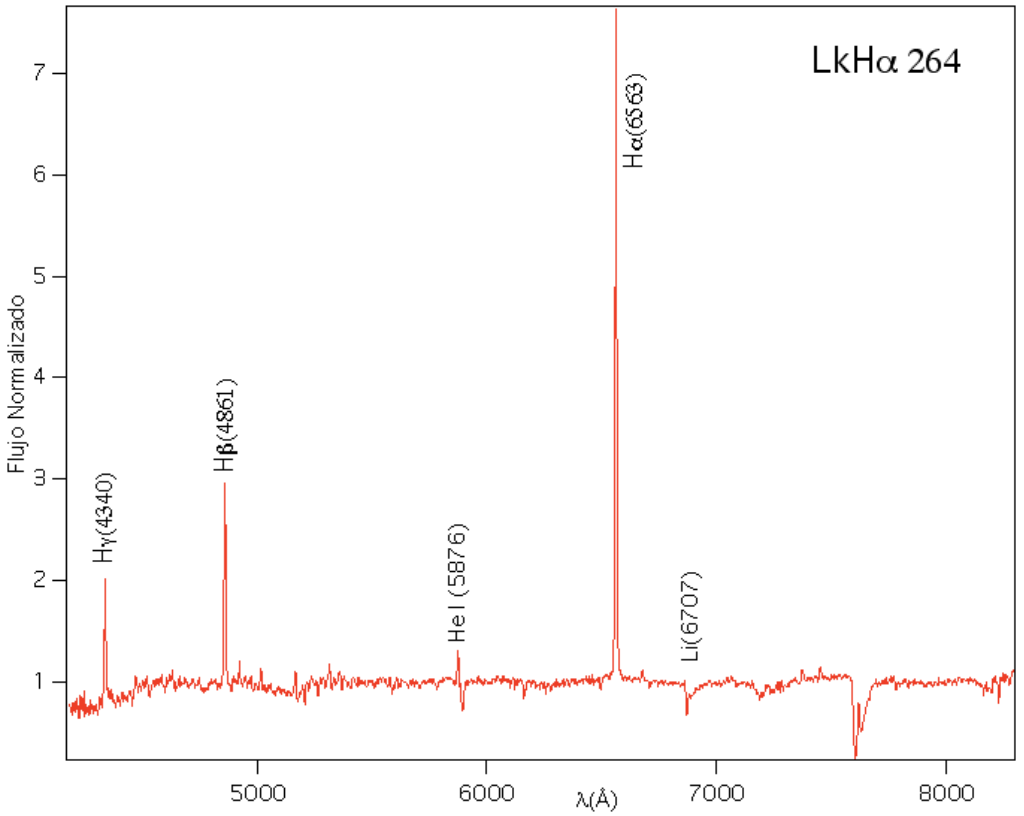


Figura 2.2: Líneas de emisión serie de Balmer para la estrella TTauri clásica LkHa264

infrarrojo viene de un disco circumestelar (Kenyon et al 1994 [4]; Meyer et al 1997[5]). El origen de los excesos observados en el óptico y ultravioleta sigue siendo un proceso abierto.

Lynden-Bell y Pringle (1974) [17] fueron los primeros en sugerir que la acumulación constante de gas y polvo a través de una capa límite en la interfaz del disco estelar podría explicar el exceso observado. Muchos autores desarrollaron modelos agregando más evidencia para esta hipótesis (Bertout et al 1988 [18]; Basri y Bertout 1989[19]).

Una interpretación diferente al anterior escenario, es el de una magnetósfera de acreción, el cual es el paradigma más aceptado. Esta hipótesis se basa en que el material del disco es atraído hacia la superficie estelar por medio de las líneas de campo magnético hasta un punto donde alcanzan velocidades de caída libre generando choques en la magnetósfera estelar (Königl 1991[6]; Camenzind 1990[7]; Shu et al 1994[8]). Así desde esta hipótesis, la emisión del exceso del continuo óptico y los rayos UV se atribuye a los puntos calientes de

la fotósfera estelar que resultan del choque de acreción(Kenyon et al. 1994 [4]).

Debido a que los discos están acretando gas y polvo, este material cae sobre la superficie estelar generando una zona de choque; estos procesos se evidencian por el exceso presente en el continuo óptico y ultravioleta, conocido como el velamiento (r). Los modelos de acreción magnotosférica le atribuyen el velamiento a las manchas calientes producidas por el material que cae del disco hacia la estrella. Como este material alcanza velocidades de caída libre, generan una zona de choque en la superficie estelar produciendo dichas manchas; estas tienen temperaturas más altas que la de la fotósfera estelar y emiten un flujo continuo similar al de la radiación de un cuerpo negro, con el pico máximo en el ultravioleta. Por lo tanto, el espectro observado de las estrellas TTauri es caracterizado por un exceso de flujo en la región azul del espectro electromagnético en el óptico, y con líneas de absorción menos profundas de lo esperado para estrellas del mismo tipo espectral que no presentan disco de acreción.

CAPÍTULO 3

FUNDAMENTACIÓN ASTROFÍSICA

Cada estrella u objeto en el firmamento tiene asociado una serie de parámetros astrofísicos como: Magnitud, Color, Distancia, Luminosidad, Radio, etc, que los hace completamente diferentes a los demás. El estudio de ellos muestra la existencia de modelos matemáticos que los conectan, como el descrito por Pogson para relacionar magnitudes con distancias, magnitudes con luminosidad, entre otros; a continuación una breve descripción de algunos de ellos.

3.1. Magnitud aparente

El Astrónomo Hiparco de Nicea (190 a.c. - 120 a.c.), elaboró el primer catálogo celeste que contenía aproximadamente 850 estrellas, diferenciándolas por su brillo en seis categorías o magnitudes, clasificación que aún hoy en día se utiliza. En el sistema descrito por Hipparco, las estrellas que brillaban con mayor intensidad tienen asociada una magnitud pequeña (comparable con la magnitud 1) y las mas débiles tienen una magnitud grande, todo esto siendo clasificado por el ojo humano, gracias a los avances de la ciencia para observar el universo, este método de medida se ha mejorado y se ha necesitado aumentar el conjunto de magnitudes (inclusive negativas) como podemos ver en la tabla 3.1. Donde se observa que a objetos no estelares como la Luna se le asigna, durante la fase llena, una magnitud cercana a -13. A pesar de las grandes diferencias en el "Brillo"[1] no existe una diferencia considerable entre sus magnitudes. Pogson estudió en detalle las relaciones entre los brillos de algunas estrellas y las magnitudes asignadas a ellas en el sistema Hiparco. Encontró que una estrella de primera magnitud era unas 100 veces más brillante que una de la sexta, y que el brillo, como se había indicado, crecía en forma geométrica, con un factor constante de f, cuando se pasaba de una magnitud a la siguiente. Así un cambio de

[1]Entiéndase "Brillo", en este contexto, como la "Flujo"de la luz de la estrella, definida esta última como la cantidad de energía electromagnética que incide sobre unidad de área y unidad de tiempo. Sus unidades en el Sistema Internacional son los Joules $m^{-2}s^{-1}$

la magnitud 6 a la 5, implica aumentar en un factor f el brillo. Pasar de la magnitud 6 a la 4, produce un incremento de f^2 (fxf) en el brillo; estrellas de magnitud 3 son f^3 veces más brillantes que las de la magnitud 6 y así sucesivamente. Siguiendo este orden de ideas podemos concluir que existen una diferencia de un factor f^5 en el brillo de las estrellas de la magnitud 1 y la magnitud 6, de donde se concluye, que por la observación de Pogson:

$$f = 100^{1/5} = 2.512 \tag{1}$$

en general, estrellas que tengan una diferencia Δm en su magnitud aparente difieren en su brillo por un factor de $f^{\Delta m}$.

Tabla 3.1: Magnitudes Aparentes

Objeto celeste	Magnitud Aparente
Sol	-26.8
Luna llena	-12.6
Brillo máximo de Venus	-4.4
Brillo máximo de Marte	-2.8
Estrella más brillante: Sirio	-1.5
Segunda estrella más brillante: Canopus	-0.7
Estrellas débiles que son visibles en una vecindad cercana	+3.0
Estrellas débiles visibles al ojo humano	+6.0
Quasar más brillante	+12.6
Objetos más débiles observables con el Telescopio Espacial Hubble	+30.0

3.2. Indice de color

Durante las observaciones detalladas de las estrellas, podemos ver que ellas presentan un color característico. Aunque la mayoría de ellas parecen ser puntos azules en el cielo, la gran variedad de colores es muy amplia. Podemos darnos cuenta que hay estrellas de color rojo como Betelgeuse (α Ori) y Antares (α Sco), naranjas como Aldebaran(α Tau), amarillas como Rigel Kentauris (α Cen) y Capella (α Aur), verdes como Albireo, Blancas como Vega (α Lyr) y azules como Rigel (β Ori) y Sirio (α Cma). Para determinar que característica física de la estrella determina su color, se debe hacer un análisis fotométrico y espectroscópico del objeto estelar bajo estudio. El análisis espectroscópico de la luz estelar, muestra siempre la presencia de un continuo sobre el que se superponen líneas o bandas

de absorción y en algunas ocasiones de emisión. La característica de dicho continuo (Fig. 3.1), es similar al modelo de radiación de cuerpo negro.

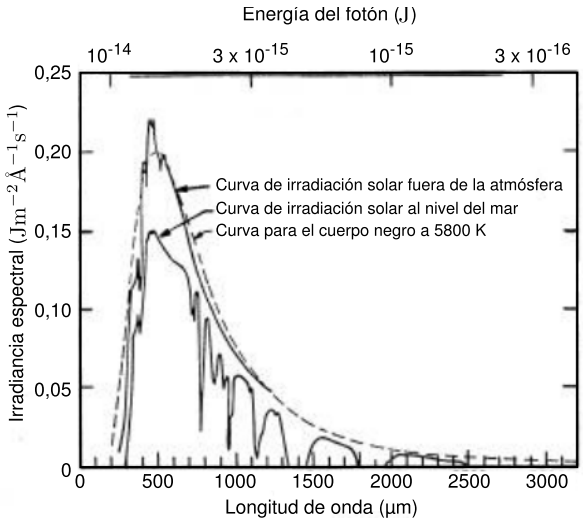


Figura 3.1: Espectro de un cuerpo negro a una temperatura de 5800K
http://www-istp.gsfc.nasa.gov

La presencia de dicho continuo implica por tanto que las estrellas emiten radiación en todo el espectro electromagnético, pero no uniformemente: ciertas longitudes de onda se verán favorecidas sobre otras al contribuir con una mayor energía al conjunto total. La longitud de onda que corresponde a la componente monocromática más intensa del continuo estelar, esta dada por ley de Wien:

$$\lambda_{max} T = 0.0028976\, m.K \tag{2}$$

T se conoce en astrofísica como la temperatura efectiva de la estrella, definida como la que tendría un cuerpo negro que emita el mismo continuo de la estrella. La diferencia en la intensidad de las distintas componentes monocromáticas de la luz estelar, en el rango visible, es la que determina el color de una estrella y en general de cualquier cuerpo negro. Si el continuo de la estrella exhibe un máximo de intensidad de longitudes de onda correspondientes al rojo y al infrarojo, en la estrecha banda del visible, las longitudes de onda más largas (rojo) se verán favorecidas y el efecto sensorial sobre la retina o una película fotográfica corresponderá a colores en dicha región del visible Fig. 3.2, por el contrario si la luz de la estrella presenta una intensidad máxima en el violeta o en el ultravioleta, serán

ahora las longitudes de onda cortas del visible las que se verán favorecidas, y la estrella tenderá a verse “azul”.

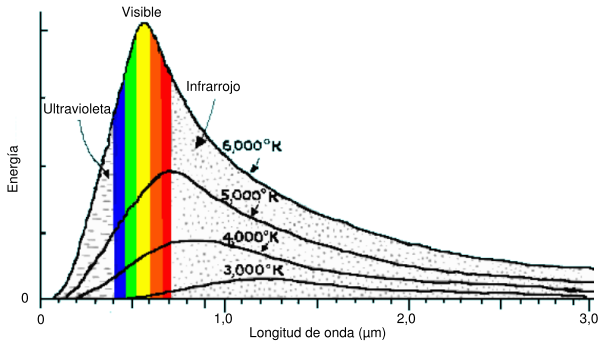


Figura 3.2: Indice de color observado a partir de las longitudes de onda del visible

La conexión existente entre la posición del máximo de intensidad en el continuo, indice de color de las estrellas y su temperatura efectiva, nos lleva a concluir que las estrellas más calientes exhibirán un color preferentemente azul mientras que las más frías presentarán color preferentemente rojo.

Para cuantificar el indice de color de las estrellas y hacerlo ya no de forma cualitativa, se puede acudir al hecho que cuando se observa un cuerpo de un color característico a través de una serie de filtros, el exhibe un brillo distinto dependiente de la zona del espectro que sea filtrada, de tal manera que un cuerpo azul observado a través de un filtro rojo se verá más oscuro que cuando se lo observa a través de un filtro azul. El brillo que el cuerpo presenta cuando se observa a través de distintos filtros nos brindará información sobre el color que presenta. De esta manera se procede en la Astrofísica, para definir el color de los cuerpos estudiados.

Para que los resultados de varias observaciones coincidan, conviene usar una serie de filtros estándar, que definen lo que se denomina un sistema fotométrico. El más común de ellos es el denominado sistema “fotométrico Estandar UBV”, constituido por 3 filtros en las bandas (U) ultravioleta , (B) azul y (V) visual . En la Fig. 3.3 se presenta la respuesta espectral de los filtros en el sistema UBV.

El color de una estrella está determinado por la relación existente entre su magnitud en las distintas bandas del sistema fotométrico. Por ejemplo una estrella que presente una

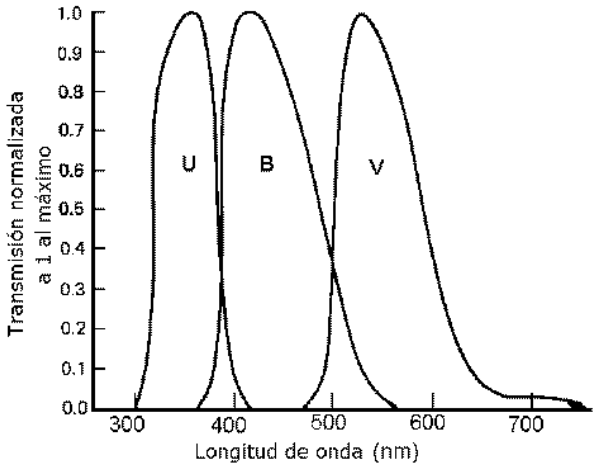


Figura 3.3: Respuesta espectral en los diferentes filtros del sistema fotométrico estándar
http://institutocopernico.org

magnitud V mayor que la magnitud B, exhibirá un color preferentemente "azul". Para tener en cuenta este hecho se introduce los denominados "indices de color", definidos como las diferencias aritméticas entre las magnitudes en las distintas bandas del sistema fotométrico, como por ejemplo U - V, B - V, U - B, etc. Nótese que si V - B<0, entonces V<B y la estrella será más roja.

3.3. Distancias estelares

Dado que el brillo aparente de una estrella no puede ser considerado una cantidad física inherente a ella, ya que las estrellas físicamente idénticas pueden presentar brillos distintos si se encuentran a diferentes distancias. El conocimiento de la distancia de las estrellas nos permite hacernos una idea de la manera como ellas se encuentran distribuidas en el espacio vecino al Sol, dándonos la oportunidad de establecer la posición que este ocupa en relación a las estrellas vecinas en la Galaxia.

El método más común, para medir distancias pequeñas, recibe el nombre de Paralaje Trigonométrico. Consiste, en general, en medir el cambio en la dirección de la visual dirigida al objeto problema, cuando el observador cambia su posición (Fig. 3.4).

Este método se encuentra límitado debido al cambio en la dirección de la visual que puede llegar a ser muy pequeño para objetos situados a una gran distancia comparada con el

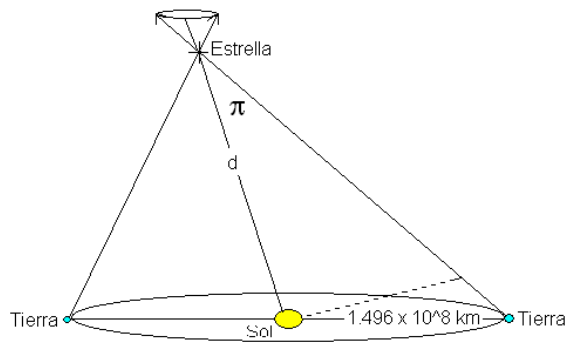


Figura 3.4: Paralaje trigonométrico

desplazamineto del observador. Por ejemplo, cuando se observa una cuerpo situado a 10 m. desde dos lugares separados por una distancia de 1m, se produce un cambio en la dirección de la visual de sólo 3°. Si por otro lado la distancia del cuerpo observado fuera de 100m, en la misma situación el cambio en la visual descendería sólo a 0.3°. Este es el principal problema al que se enfrenta la astrofísica cuando se trata de determinar por este método las distancias a las estrellas, por lo tanto debemos asegurar un cambio lo suficientemente grande en la posición del observador para notar un cambio de la posición en el cielo de las estrellas, por lo menos las más cercanas. El mayor desplazamiento en el espacio que puede lograr un ser humano, corresponde al desplazamiento de la Tierra alrededor del Sol, desde una posición a otra diametralmente opuesta. El cambio de dirección en la visual dirigida a la estrella esta cuantificado por el denominado Ángulo Paraláctico (π) o simplemente Paralaje Estelar definido en la Fig. 3.4. El uso de la trigonometría, nos permite escribir la siguiente relación:

$$tan\pi = \frac{1.496 \times 10^8 km}{d} \tag{3}$$

para $\pi \ll 1$, como se verifica en la práctica, podemos tomar la aproximación $tan\pi \approx \pi$, de donde,

$$d = \frac{1.496 \times 10^8 km}{\pi} \tag{4}$$

pero $\pi = \frac{\pi(")}{206264.8}$, así,

$$d = \frac{206264.8 * 1.496 \times 10^8 km}{\pi(")} = \frac{3.0857 \times 10^{13} km}{\pi(")} \tag{5}$$

El valor máximo medido del ángulo de paralaje es aproximadamente 1 segundo de arco. Utilizando la expresión anterior se deduce que la distancia mínima a las estrellas más cercanas es $3.0857 \times 10^{13} km$. Esta cantidad se presenta como una escala típica del universo vecino al Sol y define una nueva unidad de medida de las distancias, de muy frecuente uso en astrofísica: el Parsec (pc). Introduciendo esta nueva cantidad en la relación (4) obtenemos la sencilla expresión,

$$d = \frac{1pc}{\pi(")} \tag{6}$$

3.4. Magnitud Absoluta

El brillo aparente de una estrella no nos habla sobre su naturaleza intrínseca, en cuanto que depende de la cantidad de radiación que emite la estrella, además de la distancia a la que se encuentra del observador. De este modo estrellas intrínsecamente muy potentes pueden aparecer en el cielo como muy débiles fuentes de luz dada su enorme distancia, mientras que otras, menos potentes pero cercanas aparecerán muy brillantes. Con el fin de eliminar esta discrepancia se introduce un nuevo parámetro observacional al que se le llama Magnitud Absoluta.

Se define la Magnitud Absoluta de una estrella como la magnitud aparente que presentaría si se colocara a una distancia estándar de $10pc$.

Definida de esta manera, estrellas que presenten la menor magnitud absoluta, serán fuentes más potentes de radiación que aquellas que presenten valores más grandes de este parámetro.

Supongamos que una estrella es una fuente puntual situada a una distancia d del observador. La radiación es emitida en forma de ondas esféricas que asumimos se propagan sin perturbación por el espacio que separa la estrella del observador. La estrella emite una cantidad L de energía por unidad de tiempo, dicha energía, siempre es la misma en el

viaje de la luz hasta la Tierra, se distribuye uniformemente por todo el frente de onda. Cuando el frente alcanza el observador, su radio es igual a d de tal modo que la energía que atraviesa en la unidad de tiempo, la unidad de área, o el brillo con el que se nos presenta la estrella, será igual a:

$$b = \frac{L}{4\pi(d)^2} \tag{7}$$

si obtuviéramos una réplica exacta de la estrella en cuestión y la situáramos a $10pc$ de nosotros, un razonamiento idéntico al anterior demostraría que el brillo aparente que exhibiría el cuerpo en estudio sería,

$$b_{10} = \frac{L}{4\pi(10pc)^2} \tag{8}$$

En virtud de la relación de Pogson, la magnitud aparente de la estrella original m, y la magnitud aparente de la replica situada a $10pc$, M (Magnitud Absoluta) se relacionan así:

$$M = m - 2.5 + log_{10}\left(\frac{b_{10}}{b}\right) \tag{9}$$

$$M = m - 2.5log_{10}\left(\frac{d^2}{10^2}\right) \tag{10}$$

$$M = m - 5log_{10}\left(\frac{d}{10pc}\right) \tag{11}$$

donde cabe recordar que d debe expresarse en pc. De manera que conocida la magnitud aparente de una estrella y su distancia, podemos por la ecuación anterior conocer su magnitud absoluta y por tanto adquirir información sobre su naturaleza intrínseca.

3.5. Magnitud Bolométrica

La determinación del brillo aparente y absoluto de las estrellas sufre de una limitante importante. Los detectores utilizados para llevar a cabo tales medidas son sensibles principalmente al rango visible del espectro electromagnético, de tal modo que la energía que

medimos cuando determinamos el brillo de una estrella, será aquella emitida exclusivamente en este rango de longitudes de onda.

Qué pasa con la energía emitida en otras longitudes de onda?. Sencillamente no se esta teniendo en cuenta. El análisis de las secciones anteriores, sin embargo, nos muestra que algunas estrellas pueden emitir la mayor parte de su energía en regiones del espectro electromagnético inaccesibles a nuestros más sencillos instrumentos y así toda medida que hagamos del brillo de dichas estrellas, estará siempre por debajo de su valor real.

Para tener en cuenta esa energía que no logran detectar nuestros instrumentos, se define un nuevo parámetro al que se le conoce como magnitud bolométrica (M_{bol}), tanto aparente como absoluta. La magnitud bolométrica es aquella magnitud con la que observaríamos a la estrella si nuestros sistemas de detección fueran sensibles a todas las longitudes de onda. Un modelo simple ofrece una forma fácil de calcular estas cantidades, y es el que asume que podemos expresar la magnitud bolométrica de una estrella en términos de su magnitud absoluta por la relación lineal,

$$M_{bol} = M + BC \tag{12}$$

donde BC es una cantidad negativa conocida como el factor de corrección bolométrica. El valor del factor de corrección bolométrica dependerá de la fracción de la energía total emitida por la estrella fuera del rango visible. En ese sentido, es de esperarse que exista una relación implícita con el indice de color de la estrella. Conociendo la magnitud visual de una estrella (aparente o absoluta) y su índice de color, podemos por relaciones aproximadas conocer el valor de la corrección bolométrica.

3.6. Luminosidad Estelar

A partir del conocimiento de la magnitud bolométrica podemos calcular la luminosidad total de la estrella. Supongamos que nuestra estrella, a la que situamos a $10pc$ de la Tierra, presenta vista desde aquí un brillo bolométrico absoluto B_{bol} (energía recibida en todo el espectro electromagnético por unidad de tiempo por unidad de área) al que asignamos una magnitud bolométrica absoluta M_{bol}. Asumamos como estrella de referencia nuestro Sol,

para el que han sido determinados con precisión los valores de $M_{bol\odot}$ y $B_{bol\odot}$[2], por la ley de Pogson, tenemos:

$$M_{bol} = M_{bol\odot} - 2.5log\left(\frac{B_{bol}}{B_{bol\odot}}\right) \tag{13}$$

por su definición

$$B_{bol} = \frac{L}{4\pi(10pc)^2} \tag{14}$$

de modo que,

$$M_{bol} = M_{bol} - 2.5log_{10}\left(\frac{L}{L_\odot}\right) \tag{15}$$

con lo que,

$$L = 10^{\frac{(M_{bol\odot}-M_{bol})}{2.5}} L_\odot \tag{16}$$

3.7. Radio Estelar

Dadas las inmensas distancias que nos separan de las estrellas, la determinación de las dimensiones espaciales de estos objetos astrofísicos representa una tarea muy difícil. Un primer estimativo del tamaño de las estrellas, nos lo da el preciso conocimiento que tenemos de las dimensiones de nuestro Sol. Sabemos que su diámetro es aproximadamente igual a 1392000 km, lo que equivale a unas 100 veces el diámetro de nuestro planeta. Si situáramos el Sol a la distancia a la que se encuentra la estrella más vecina al sistema solar (1.33 pc = 4.2 años luz) su tamaño angular aparente sería, 0.007, muy por debajo de la resolucíon angular de los mejores equipos tanto de la Tierra como en el espacio. La determinación directa del diámetro de algunas estrellas se realiza por medio de la técnica de la interferometría, que consiste en la observación simultánea de un objeto por dos o más instrumentos receptores (telescopios, antenas de radio) separados por una distancia adecuada. La información obtenida por todos los instrumentos es combinada por medios electrónicos, proceso en el cual se ve incrementada considerablemente la resolución angular que sólo uno de los instrumentos podría obtener.

[2] $B_{bol\odot}$ recibe en astrofísica el nombre de constante solar y tiene una valor de $1368 \pm 1 Wm^{-2}$. Por otro lado $M_{bol\odot} = +4.72$

Consideremos una estrella de radio R que emite radiación (cuerpo negro) y cuya temperatura superficial la suponemos igual a la temperatura efectiva asociada a la estrellas en cuestión. El estudio de la emisión de radiación de un cuerpo negro nos dice que la energía total emitida por unidad de área del cuerpo, en la unidad de tiempo está dada por,

$$E = \sigma T^4 \tag{17}$$

donde $\sigma \approx 5.67 \times 10^{-8}\ \frac{W}{m^2 K^4}$, esta relación es conocida como la ley de Stefan-Boltzmann. La superficie total de la estrella emitirá por unidad de tiempo una energía total igual a:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \tag{18}$$

donde L es la luminosidad de la estrella. Esta relación nos dice que si conocemos la luminosidad y la temperatura efectiva de la estrella, una aproximación de su radio será

$$R = \frac{1}{T^2}\sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}} \tag{19}$$

CAPÍTULO 4

DESCRIPCIÓN DE LA MUESTRA

Hace aproximadamente 30 años, era muy poco lo que se conocía acerca de las estrellas de baja masa en edades tempranas (3-30 Millones de años pre-secuencia principal) ya que no se tenía una muestra considerable de ellas; por lo tanto, nuestro conocimiento sobre la evolución estelar comprendida en este intervalo de edad dependía del estudio de grupos con edades menores a 3 millones de años como: la Nebulosa de Orión (ONC), y estrellas de la secuencia principal (ZAMS) como las Pléyades. Sin embargo, esta preocupación ha centrado el estudio en la búsqueda de estrellas jóvenes de baja masa, encontrando nuevas asociaciones que nos proporcionan una muestra importante para estudios más profundos de las propiedades estelares en este rango de edad. Los estudios satelitales como los proporcionados por ROSAT, IRAS o HIPPARCOS proporcionan una base de datos primordial para esta búsqueda (Mamajek et al. 1999[1]; Zuckerman y Webb 2000 [2]; Torres et al. 2000 [3]). Aquí nos concentraremos en las asociaciones jóvenes como MBM12 (3 millones de años), Tw Hydra (8 millones de años), Beta Pictoris Moving Group (BPMG 11 millones de años), LCC (15 millones de años), UCL (17 millones de años), y Tucana-Holorogium (30 millones de años). Además, realizamos un estudio para MBM12 por espectroscopía y para el resto de asociaciones por fotometría.

4.1. MBM12

Se obtuvieron dos espectros de alta resolución para las estrellas RXJ0255.4+2005 y LkHα 264 Fig. 4.1 tomados con FOCES con el telescopio 2.2m de Calar Alto en Agosto de 1998. FOCES es un espectrógrafo échelle de alta resolución espectral (R$\sim$ 40.000) para objetos brillantes, el cual se acopla al foco Cassegrain del telescopio mediante una fibra óptica. Con un rango espectral de 3800Å- 10500Å, 70 órdenes y una señal/ruido de 30-300 Hearty et al. 2000 [20]

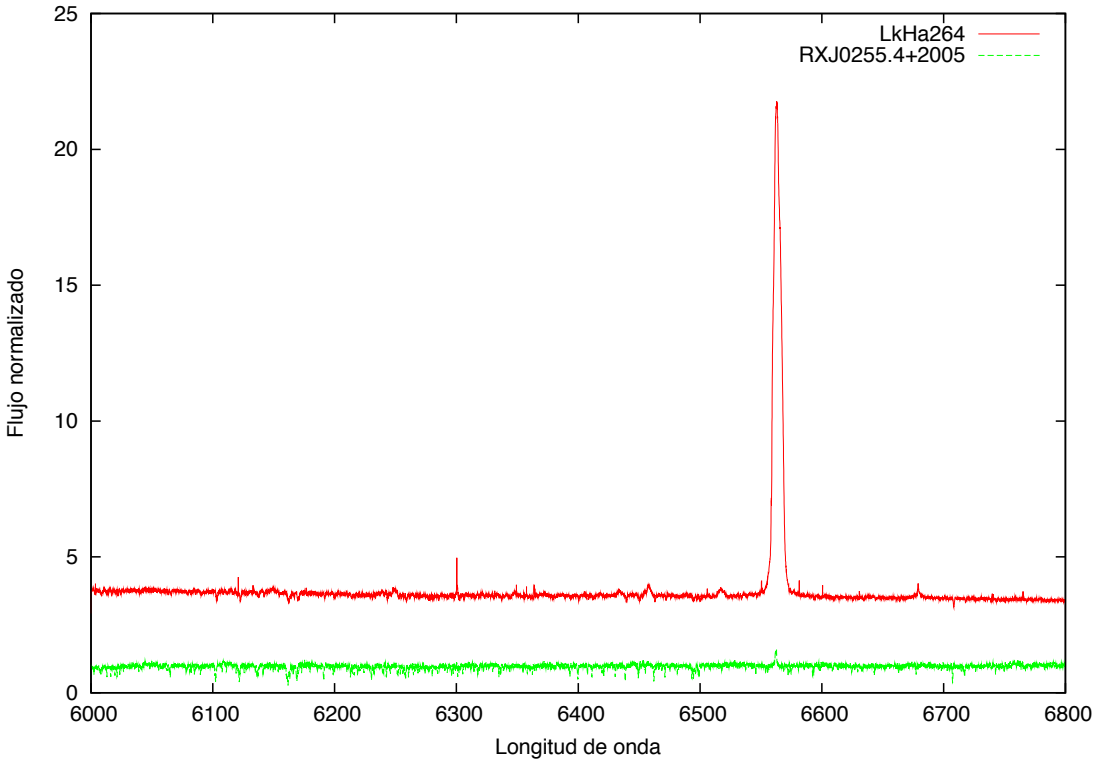


Figura 4.1: Espectro en alta resolución de la estrella TTauri clásica LkHa264 y la estrella TTauri débil RXJ0255.4+2005 pertenecientes a MBM12, donde se observa diferencias espectrales como línea de emisión H_α más pronunciada en la estrella TTauri clásica que en la TTauri débil y presencia de líneas en emisión en la estrella TTauri clásica y ausencia de ellas en la estrella TTauri débil.

Además de los anteriores espectros, se obtuvieron 4 de baja resolución Fig. 4.2 tomados con el espectógrafo CAFOS, tambien en el telescopio de 2.2 m de Calar Alto, con rango espectral de 4900Å-7800Å con una resolución de R $\sim$ 1000. Todos ellos suministrados por Hearty et al. 2000 [20].

Este complejo de nubes fue primeramente identificado por Lynd 1962 donde en su catálogo de nubes oscuras aparecen como los objetos L1453.L1454, L1457, L1458. La masa entera del complejo se estima que está entre 30 a 200 $M_\odot$ basado en radio mapas de la región en ^{12}CO, ^{13}CO y $C^{18}O$ (Pound et al. 1990 [21]; Zimmermann & Ungerechts 1990 [22]).

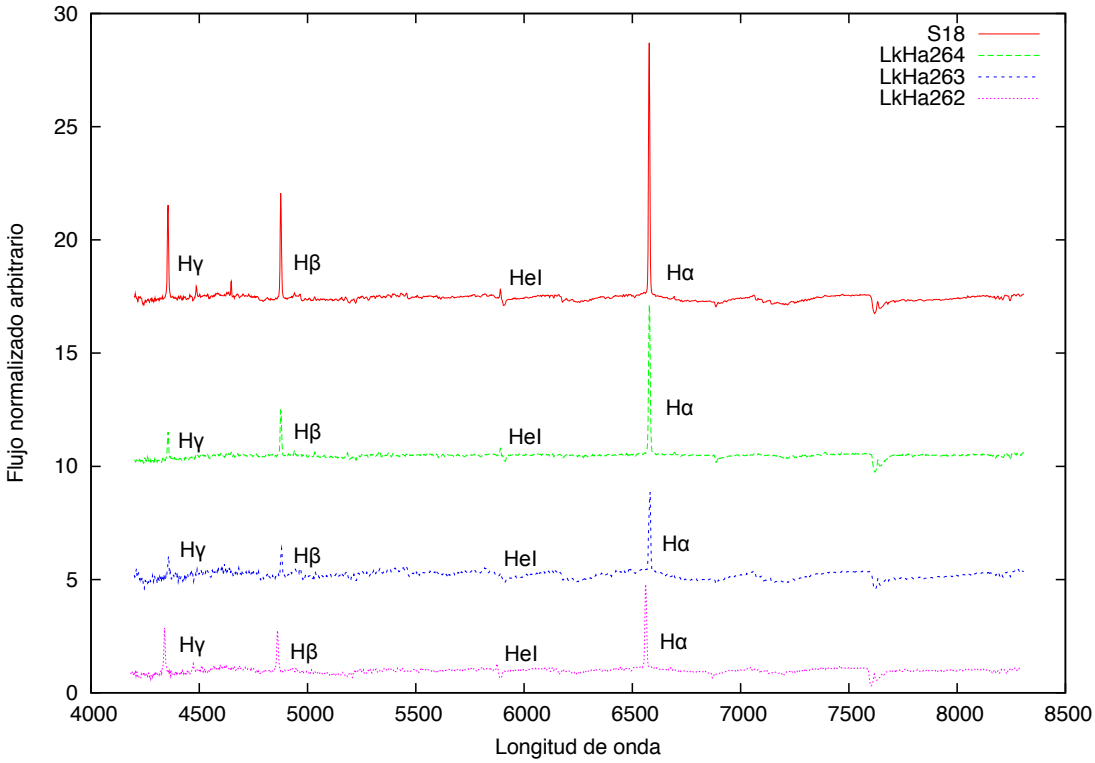


Figura 4.2: Espectros en baja resolución de algunas estrellas TTauri pertenecientes a MBM12, donde se observa una diferencia en la altura de la línea de emisión H_α.

Esta asociación de estrellas se encuentra en la nube de Magallanes a una distancia previa de 65± 5 pc a 65±35 pc, basados en las observaciones del satélite Hiparco. MBM12 es la nube molecular más cercana al Sol con formación reciente estelar. Observaciones Previas revelan que hay 3 estrellas TTauri clásicas y 2 estrella TTauri débiles . Además de las características anteriores en la tabla 4.1 se muestran los datos más representativos de cada una de estas estrellas.

Recientemente se realizó un interesante estudio del por qué muchas estrellas TTauri se encuentran en regiones aisladas de formación estelar; por ejemplo, a una distancia de 100 pc del Sol, hay dos asociaciones con regiones recientes de formación estelar como lo son

Tabla 4.1: Características principales de MBM12. Columnas 1 y 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Grupo; Columna 4: RA; Columna 5: Dec; Columna 6: Tipo espectral; Columna 7: Distancia (pc); Columna 8: Referencia.

No.	ID	Grupo	α(2000.0)	δ(2000.0)	SpT	d(pc)	REF
1	LkHα 262	MBM12	2 56 07.9	20 03 25	M0	14.6	[20]
2	LkHα 263	MBM12	2 56 08.4	20 03 39	M4	14.6	[20]
3	LkHα 264	MBM12	2 56 08.4	20 05 38	K5	12.5	[20]
4	E02553+2018	MBM12	2:58:11.2	20:30:04	K4	10	[20]
5	S18	MBM12	3 02 20.0	17 10 35	M3	13.5	[20]
6	RXJ0255.4+2005	MBM12	2 55 25.7	20 04 51.5	K6	...	[20]

TW Hydra a una distancia $\sim$50 pc; Kastner et al 1997[23]; Webb et al. 1999 [24], y η Camaleón a una distancia de 97 pc; Mamajek et al 1999 [1]). Ambas regiones de formación estelar parecen estar aisladas y parecen no estar asociadas con alguna nube de gas molecular; adicionalmente, ambas están comprendidas principalmente por líneas débiles de TTauri, en contraste, muchas de las TTauris de MBM12 son CTT, las cuales están asociadas con su nube molecular pariente. Sumándole a esto, en las regiones de formación estelar aisladas, las estrellas TTauri deben encontrarse fuera de la región central, en muchos de los complejos de nubes con formación estelar cercanas al sol, existen varias teorías para explicar cómo las TTauri pueden encontrarse separadas de su nube molecular pariente por interacción dinámica o por altas velocidades de impacto en la nube. También hay sugerencias que algunas de estas TTauri se pueden formar en pequeñas turbulencias de la nube y después ser disipadas formando unas pocas TTauri, ya que las TTauri en MBM12 parecen estar aún en la nube de la cual ellas se formaron. Se conoce que ellas no pueden ser eyectadas desde alguna otra región de formación estelar distinta. Por lo tanto MBM12 tal vez sea una explicación de una de las nubes pequeñas propuestas por Feigelson 1996. MBM12 es diferente de muchas otras nubes molecular con alta latitud galáctica$|b| > 30°$ en términos de su alta excitación y su alta capacidad de formación estelar.

LkHα262 es una estrella clasificada como una CTTs joven por su prominente línea de emisión H_α(6563Å) y absorción fuerte del Litio(6707Å)(Thomas Hearty 2000 [20]), además muestra variación en el período de $\pm$ 1.27 días (Broeg et al 2006 [25]). La gran variabilidad se le atribuye a las manchas calientes en la superficie de la estrella, debido al material acretado por el disco hacia la estrella, que cuando alcanza velocidades del orden de caída libre este genera un choque con la magnetósfera produciendo estas manchas.

LkHα264 es una estrella típica TTauri, ya que posee un espectro con prominentes líneas de emisión como H_α (6563Å) (Fig. 4.1) con un ancho equivalente de -58.9 (Thomas Hearty 2000 [20]), A. Carmona et al (2007), usando CRIRES (cryogenic high-resolution infrared echelle spectrograph) observaron las líneas H_2 en 2.1218 μm, 2.2233 μm y 2.2477μm, encontrando en LkHα264 las líneas H_2 en 2.1218 μm y 2.2477μm, que coinciden con la velocidad de "reposo" de LkHα264 donde ella tiene un FWHM de $\approx 20 Kms^{-1}$ esto es una fuerte sugerencia de que el origen de las líneas es en el disco. Estas observaciones son las primeras detecciones simultáneas de emisión de un disco protoplanetario, lo que confirma la importancia del estudio de esta estrella.

4.2. Asociaciones LCC, UCCL, BPMG, Twa Hydra, Tuc-Hor

Para UCL, LCC y Twa Hydra, se realizó una toma de espectros llevada a cabo dentro del proyecto "Búsqueda de señales de acreción tardía en estrellas jóvenes de baja masa" que se desarrolla en el grupo de investigación en estrellas jóvenes del Observatorio Astronómico Nacional, de la Universidad Nacional de Colombia Bogotá-Colombia.

Los espectros fueron tomados en el Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO), San Juan, Argentina, durante las noches corridas del 7-9 de Junio de 2011 con el espectógrafo REOSC-DC con el telescópio de 2.5 m. El espectógrafo tiene una Red Echelle 128 X 254 mm, Red=180(Decker 8), rango espectral (5000Åa 8000Å), dispersión=3.8Å/mm, señal/ruido de 50 para observaciones de 30 minutos en dispersión cruzada. Resolución=3.8 Å/pix, por ultimo se realizó la reduccción de los espectros Echelle con IRAF.Los datos obtenidos de las observaciones se muestran en la tabla 4.2.

Tabla 4.2: Características estrellas LCC, UCL y Twa Hydra .Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc)

No.	ID	Nombre	Grupo	α(2000.0)	δ(2000.0)	SpT	d(pc)
1	MML30		LCC	13 6 40.1244	-51 59 38.544	*KIVe*	112.2
2	MML33		LCC	13 22 4.4644	-45 3 23.18	*G0IVe*	139.7
3	MML47		UCL	14 37 50.225	-54 57 41.11	*KIVe*	131.75
4	MML72		UCL	15 46 51.790	-49 19 4.715	*K0V*	132.45
5	MML73		UCL	15 56 59.0498	-39 33 43.047	*K0Ve*	174.21
6	TWA1	V*TW Hya	Twa Hydra	11 01 51.9063	-34 42 17.021	*K6Ve*	56.4

La fotometría diferencial $UBVRI$ de nuestra muestra fue llevada a cabo entre 1993 a 1995 con el telescopio Zeiss de 0.60m en el Observatorio Pico dos Dias del Laboratorio Nacional de Astrofísica de Brasil, tomada con el fotómetro FOTRAP que realiza mediciones en seis diferentes bandas por medio de una rueda de filtros que gira a altas velocidades (Jablonski et al. 1994 [26]). Un resumen de estas medidas se describen en la tabla 4.3, estos valores son las medidas aparentes de las estrellas en los diferentes filtros. Para TWA1, la fotometría se tomó de la literatura (Rucinski et al. 1983 [27]).

Tabla 4.3: Fotometría Diferencial $UBV(RI)_c$. Columna 1 and 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Fecha Juliana J2000; Columna 4: Grupo; Columna 5 a 9: Fotometría óptica observada.

ID	Nombre	Fecha Juliana	Grupo	V	U-B	B-V	V-I	R-I
TYC 9212-2011-1	2MASS J10574936-1	2452406.53999	LCC	10.389	0.686	0.973	0.564	0.541
HD 102458	TWA19E	2452433.44729	LCC	9.122	0.088	0.623	0.360	0.352
HD 104919	HD 104919	2452830.40814	LCC	9.417	0.184	0.684	0.407	0.440
HD 105070	HD 105070	2452845.41062	LCC	8.962	0.179	0.650	0.374	0.357
2MASS J12061352-5702168	CD 564292	2452830.41235	LCC	10.547	0.262	0.734	0.434	0.410
2MASS J12094184-5854450	CD 584411	2452830.42931	LCC	10.231	0.542	0.939	0.569	0.578
2MASS J12113142-5816533	CD 574328	2452830.43437	LCC	10.190	0.473	0.861	0.511	0.481
HD 105923	HD 105923	2452433.54020	LCC	9.157	0.298	0.756	0.425	0.472
2MASS J12123577-5520273	CD 544621	2452830.44676	LCC	10.457	0.556	0.920	0.530	0.509
2MASS J12143410-5110124	CD 506815	2452830.45246	LCC	10.204	0.408	0.846	0.471	0.456
2MASS J12145229-5547037	CD 554499	2452830.45930	LCC	9.531	0.319	0.803	0.456	0.444
2MASS J12192161-6454101	CP 641859	2452830.48120	LCC	9.868	0.642	0.987	0.569	0.546
HD 107441	HD 107441	2452846.43681	LCC	9.455	0.201	0.693	0.400	0.381
2MASS J12220430-4841248	CD 477559	2452829.47803	LCC	10.696	0.530	0.920	0.534	0.516
2MASS J12363895-6344436	CP 632367	2452845.44873	LCC	9.938	0.575	0.956	0.555	0.547
HD 110244	HD 110244	2452846.44763	LCC	9.967	0.281	0.766	0.442	0.427
HD 311894	HD 311894	2452829.46732	LCC	10.804	0.732	1.013	0.617	0.604
HD 111227	HD 111227	2452846.45241	LCC	9.830	0.356	0.817	0.488	0.492
2MASS J12484818-5635378	CD 554799	2452846.45654	LCC	10.397	0.192	0.772	0.442	0.432
2MASS J12582559-7028490	CD 691055	2452406.64029	LCC	9.951	0.581	0.941	0.551	0.510
2MASS J13015069-5304581	TYC 8648-0446-1	2452846.46578	LCC	11.332	0.715	1.010	0.590	0.543
2MASS J13064012-5159386	TYC 8258-1878-1	2452845.46494	LCC	10.689	0.448	0.899	0.524	0.521
2MASS J13142382-5054018	CD 507600	2452829.48900	LCC	10.387	0.399	0.825	0.475	0.466
2MASS J13175694-5317562	CD 525536	2452829.49416	LCC	10.464	0.227	0.721	0.428	0.420
HD 116099	TYC 8248-0538-1	2452845.47826	LCC	10.077	0.110	0.619	0.365	0.342
V*MP Mus	PDS66	2448058.50391	LCC	10.316	0.457	0.992	0.585	0.555
V*MP Mus	PDS66	2448058.51123	LCC	10.318	0.479	0.987	0.596	0.554
V*MP Mus	PDS66	2448059.53467	LCC	10.413	0.609	1.035	0.593	0.574
V*MP Mus	PDS66	2448059.54102	LCC	10.425	0.633	1.027	0.601	0.570
V*MP Mus	PDS66	2448060.51221	LCC	10.345	0.627	1.005	0.611	0.575
V*MP Mus	PDS66	2448060.51758	LCC	10.336	0.614	1.015	0.601	0.585
V*MP Mus	PDS66	2447676.54346	LCC	10.402	0.525	1.009	0.638	0.556
V*MP Mus	PDS66	2447676.54785	LCC	10.398	0.527	1.017	0.641	0.550
V*MP Mus	PDS66	2448004.72266	LCC	10.304	0.531	0.986	0.612	0.551
V*MP Mus	PDS66	2448004.72852	LCC	10.310	0.544	0.991	0.612	0.559
V*MP Mus	PDS66	2448005.69971	LCC	10.339	0.592	1.019	0.615	0.574
V*MP Mus	PDS66	2448005.70508	LCC	10.327	0.593	1.025	0.611	0.577
V*MP Mus	PDS66	2448006.65527	LCC	10.370	0.589	1.015	0.614	0.569
V*MP Mus	PDS66	2448006.66260	LCC	10.364	0.577	0.993	0.609	0.569
V*MP Mus	PDS66	2448007.67041	LCC	10.368	0.464	1.006	0.634	0.581
V*MP Mus	PDS66	2448007.67529	LCC	10.385	0.465	1.009	0.622	0.564
V*MP Mus	PDS66	2448008.66406	LCC	10.330	0.551	1.015	0.627	0.558
V*MP Mus	PDS66	2448059.53467	LCC	10.337	0.573	1.007	0.631	0.566
HD 116650	HD 116650	2452846.47573	LCC	9.852	0.164	0.648	0.384	0.372
HD 117524	HD 117524	2452846.48078	LCC	10.002	0.281	0.750	0.458	0.449
HD 117884	HD 117884	2452830.49355	LCC	9.319	0.184	0.689	0.384	0.391

ID	Nombre	Fecha Juliana	Grupo	V	U-B	B-V	V-I	R-I
2MASS J13375730	CD 408031	2452829.50615	UCL	10.118	0.509	0.865	0.497	0.463
HD 119022	HD 119022	2452406.63157	UCL	7.597	0.233	0.717	0.404	0.394
HD 119022	HD 119022	2452406.63272	UCL	7.601	0.225	0.720	0.409	0.391
2MASS J13475054-4902056	CD 488486	2452406.63272	UCL	10.892	0.388	0.846	0.481	0.511
HD 120411	HD 120411	2452830.49886	UCL	9.801	0.142	0.653	0.373	0.360
HD 120812	HD 120812	2452830.50384	UCL	9.591	0.092	0.591	0.368	0.374
2MASS J14375022-5457411	TYC 8683-0242-1	2452846.50083	UCL	10.745	0.546	0.920	0.525	0.494
HD 329929	TYC 8317-0551-1	2452845.57542	UCL	10.299	0.370	0.825	0.453	0.424
HD 141521	HD 141521	2452901.43306	UCL	9.658	0.314	0.759	0.436	0.412
HD 141521	HD 141521	2452927.41779	UCL	9.561	0.364	0.749	0.431	0.406
HD 141521	HD 141521	2452927.42080	UCL	9.559	0.319	0.751	0.439	0.409
2MASS J 15565905-3933430	CD 3910243	2452901.45473	UCL	10.830	0.387	0.793	0.473	0.456
HD 143358	HD 143358	2452829.54419	UCL	9.707	0.118	0.611	0.362	0.349
V*MZLup	MZ Lup	2452830.51007	UCL	10.954	0.458	0.926	0.556	0.558
HD 143677	HD 143677	2452845.58509	UCL	9.680	0.531	0.908	0.528	0.494
2MASS J16035250-3939013	TYC 7855-1106-1	2452829.56044	UCL	11.254	0.819	1.057	0.665	0.641
2MASS J16054499-3906065	CD 3810866	2452829.57088	UCL	10.551	0.337	0.794	0.475	0.451
2MASS J16135801-3618133	CD 3510827	2452829.61393	UCL	11.002	0.413	0.858	0.516	0.508
2MASS J16145207-5026187	CD 5010271	2452829.63592	UCL	10.239	0.530	0.916	0.548	0.517
HD 147402	HD 147402	2452845.59289	UCL	10.886	0.184	0.660	0.412	0.402
2MASS J16273054-3749215	CD 3710801	2452845.61026	UCL	11.030	0.528	0.891	0.507	0.485
HD 148187	HD 148187	2452857.52164	UCL	9.398	0.193	0.678	0.390	0.379
2MASS J16314204-3505171	TYC 7353-2640-1	2452406.64686	UCL	10.732	0.395	0.813	0.466	0.444
HD 321857	HD 321857	2452433.67894	UCL	10.322	0.292	0.811	0.490	0.474
HD 150372	HD 150372	2452433.68799	UCL	9.566	0.242	0.767	0.456	0.451
V*V1005 Ori	Gl182	2447459.64014	BPMG	10.130	1.032	1.428	0.919	0.943
V*V1005 Ori	Gl182	2447459.64700	BPMG	10.130	1.032	1.428	0.919	0.943
2MASS J05004714-5715255	HIP 23309	2452928.79770	BPMG	9.996	1.204	1.396	0.898	0.893
V*V343 Nor	HD 139084	2452845.55748	BPMG	7.966	0.396	0.806	0.458	0.441
2MASS J17295506-5415487	CD 547336	2452406.80301	BPMG	9.551	0.473	0.854	0.493	0.461
HD 161460	HD 161460	2452406.81459	BPMG	8.950	0.431	0.846	0.481	0.456
HD 319139	V4046Sgr	2447672.77539	BPMG	10.470	0.665	1.176	0.776	0.657
HD 319139	V4046Sgr	2447672.78174	BPMG	10.457	0.683	1.156	0.778	0.676
HD 319139	V4046Sgr	2447675.73828	BPMG	10.422	0.787	1.200	0.773	0.683
HD 319139	V4046Sgr	2447675.74414	BPMG	10.410	0.833	1.183	0.767	0.666
HD 319139	V4046Sgr	2447676.71240	BPMG	10.521	0.893	1.202	0.769	0.670
HD 319139	V4046Sgr	2447676.71680	BPMG	10.600	0.915	1.225	0.757	0.679
HD 319139	V4046Sgr	2447670.71680	BPMG	10.445	1.025	1.182	0.785	0.646
HD 319139	V4046Sgr	2447670.72217	BPMG	10.448	0.870	1.203	0.749	0.709
HD 319139	V4046Sgr	2448005.81934	BPMG	10.448	0.672	1.193	0.785	0.664
HD 319139	V4046Sgr	2448005.82422	BPMG	10.453	0.666	1.189	0.783	0.663
HD 319139	V4046Sgr	2448006.82910	BPMG	10.408	0.773	1.195	0.760	0.664
HD 319139	V4046Sgr	2448006.83301	BPMG	10.402	0.754	1.200	0.754	0.667
HD 319139	V4046Sgr	2448007.74268	BPMG	10.454	0.865	1.220	0.768	0.690
HD 319139	V4046Sgr	2448007.74707	BPMG	10.456	0.888	1.206	0.774	0.687
HD 319139	V4046Sgr	2448007.83643	BPMG	10.457	0.842	1.197	0.772	0.685

ID	Nombre	Fecha Juliana	Grupo	V	U-B	B-V	V-I	R-I
HD 319139	V4046Sgr	2448007.84082	BPMG	10.453	0.842	1.199	0.763	0.687
HD 319139	V4046Sgr	2448008.73340	BPMG	10.442	0.680	1.204	0.783	0.670
HD 319139	V4046Sgr	2448008.73682	BPMG	10.423	0.687	1.195	0.778	0.673
HD 319139	V4046Sgr	2447790.54395	BPMG	10.433	0.727	1.197	0.767	0.672
HD 319139	V4046Sgr	2447790.54932	BPMG	10.417	0.687	1.187	0.766	0.670
HD 319139	V4046Sgr	2447791.51758	BPMG	10.502	0.813	1.209	0.793	0.682
HD 319139	V4046Sgr	2448058.58301	BPMG	10.419	0.791	1.195	0.727	0.674
HD 319139	V4046Sgr	2448058.58789	BPMG	10.417	0.819	1.191	0.774	0.667
HD 319139	V4046Sgr	2448058.79492	BPMG	10.466	0.659	1.187	0.757	0.670
HD 319139	V4046Sgr	2448058.79980	BPMG	10.464	0.611	1.198	0.751	0.666
HD 319139	V4046Sgr	2448059.58252	BPMG	10.405	0.567	1.179	0.747	0.653
HD 319139	V4046Sgr	2448059.58691	BPMG	10.403	0.543	1.177	0.747	0.649
HD 319139	V4046Sgr	2448059.74707	BPMG	10.379	0.633	1.181	0.739	0.650
HD 319139	V4046Sgr	2448059.75146	BPMG	10.379	0.642	1.173	0.729	0.650
HD 319139	V4046Sgr	2448060.58838	BPMG	10.414	0.821	1.211	0.747	0.680
HD 319139	V4046Sgr	2448060.59229	BPMG	10.419	0.851	1.189	0.758	0.675
HD 319139	V4046Sgr	2448060.76563	BPMG	10.414	0.921	1.208	0.746	0.678
HD 319139	V4046Sgr	2448060.77002	BPMG	10.420	0.913	1.201	0.758	0.677
HD 319139	V4046Sgr	2447788.52539	BPMG	10.506	0.845	1.225	0.772	0.691
HD 168210	HD 168210	2452147.51059	BPMG	8.828	0.205	0.688	0.408	0.376
2MASS J18465255-6210366	TYC 9073-0762-1	2452829.75404	BPMG	12.076	1.104	1.462	0.999	1.086
2MASS J18504448-3147472	TYC 7408-0054-1	2452147.52469	BPMG	11.199	1.073	1.354	0.890	0.866
V*PZ Tel	HIP 92680	2452406.83256	BPMG	8.287	0.311	0.774	0.433	0.413
2MASS J19114467-2604085	CD 2613904	2452147.54844	BPMG	10.230	0.781	1.067	0.646	0.620
V*AT Mic	AT Mic	2447788.60742	BPMG	10.320	0.802	1.589	1.450	1.577
V*AT Mic	AT Mic	2447788.61377	BPMG	10.323	0.652	1.572	1.449	1.574
V*AT Mic	AT Mic	2447789.60986	BPMG	10.409	0.878	1.585	1.469	1.588
V*AT Mic	AT Mic	2447789.61523	BPMG	10.427	0.917	1.603	1.473	1.590
V*AT Mic	AT Mic	2447790.59766	BPMG	10.196	0.566	1.509	1.429	1.546
V*AT Mic	AT Mic	2447790.60254	BPMG	10.194	0.619	1.505	1.430	1.543
V*AT Mic	AT Mic	2447791.58398	BPMG	10.246	0.128	1.429	1.428	1.545
V*AT Mic	AT Mic	2447791.58936	BPMG	10.266	0.586	1.524	1.455	1.546
V*AT Mic	AT Mic	2447675.81543	BPMG	10.254	1.012	1.595	1.383	1.607
V*AT Mic	AT Mic	2447675.82275	BPMG	10.364	0.904	1.545	1.406	1.603
V*AU Mic	AU Mic	2447789.60303	BPMG	8.813	1.065	1.530	1.037	1.071
V*AU Mic	AU Mic	2447789.60791	BPMG	8.822	1.059	1.516	1.047	1.070
V*AU Mic	AU Mic	2447790.59000	BPMG	8.620	1.052	1.465	1.017	1.036
V*AU Mic	AU Mic	2447790.59570	BPMG	8.612	1.061	1.473	1.011	1.034
V*AU Mic	AU Mic	2447788.59912	BPMG	8.793	1.040	1.503	1.042	1.076
V*AU Mic	AU Mic	2447788.60547	BPMG	8.789	0.998	1.503	1.042	1.075
V*AU Mic	AU Mic	2447791.57764	BPMG	8.668	0.981	1.477	1.028	1.040
V*AU Mic	AU Mic	2447791.58154	BPMG	8.736	1.014	1.492	1.040	1.051
V*AU Mic	AU Mic	2447675.82520	BPMG	8.740	1.228	1.471	1.015	1.090
V*AU Mic	AU Mic	2447675.83154	BPMG	8.743	1.230	1.487	1.020	1.083
V*AZ Cap	HD 358623	2452828.72636	BPMG	10.460	1.074	1.250	0.813	0.791
2MASS J22424896-7142211	CP 722713	2452828.72636	BPMG	10.595	1.109	1.348	0.869	0.865
V*WW PsA	WW PsA	2452828.72636	BPMG	12.066	0.766	1.475	1.215	1.583

ID	Nombre	Fecha Juliana	Grupo	V	U-B	B-V	V-I	R-I
V*TX PsAS	TX PsA	2452829.81311	BPMG	13.360	0.913	1.569	1.333	1.754
2MASS J23323085-1215513	BD 136424	2452829.84989	BPMG	10.538	1.056	1.429	0.958	1.020
V*TW Hya	TWA1	...	Twa Hydra	10.920	-0.169	1.044	...	...
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448007.51563	Twa Hydra	12.062	0.730	1.485	1.389	1.552
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448007.52100	Twa Hydra	12.043	0.676	1.475	1.396	1.541
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448008.54688	Twa Hydra	12.023	0.701	1.502	1.375	1.551
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448008.55029	Twa Hydra	11.581	1.511	1.403	0.719	0.667
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448008.55225	Twa Hydra	12.041	0.637	1.474	1.390	1.556
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448058.43701	Twa Hydra	12.016	0.701	1.481	1.343	1.531
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448058.44043	Twa Hydra	11.517	1.431	1.386	0.705	0.637
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448058.44189	Twa Hydra	11.986	0.862	1.481	1.353	1.528
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448060.41895	Twa Hydra	12.058	0.543	1.466	1.376	1.546
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448060.42432	Twa Hydra	11.605	1.524	1.392	0.724	0.676
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448060.42578	Twa Hydra	12.040	0.507	1.457	1.357	1.542
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447675.44385	Twa Hydra	12.025	0.700	1.410	1.346	1.564
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447675.44678	Twa Hydra	10.706	0.997	1.079	0.557	0.554
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447675.45117	Twa Hydra	11.603	1.837	1.361	0.719	0.646
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447675.45605	Twa Hydra	12.043	0.596	1.401	1.413	1.526
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447676.48145	Twa Hydra	12.064	0.732	1.445	1.393	1.564
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447676.48389	Twa Hydra	10.701	0.903	1.085	0.578	0.514
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447676.48485	Twa Hydra	11.562	1.357	1.405	0.714	0.652
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447676.48633	Twa Hydra	12.048	0.640	1.547	1.366	1.570
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448005.52344	Twa Hydra	12.064	0.847	1.542	1.393	1.547
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448005.53223	Twa Hydra	12.092	0.935	1.486	1.413	1.553
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448006.60693	Twa Hydra	12.055	0.795	1.506	1.380	1.544
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448006.61133	Twa Hydra	11.571	1.721	1.391	0.726	0.656
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448006.61279	Twa Hydra	12.048	0.777	1.471	1.378	1.536
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448007.51953	Twa Hydra	11.588	1.679	1.370	0.747	0.658
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447670.48145	Twa Hydra	12.055	0.352	1.421	1.367	1.547
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447670.49000	Twa Hydra	10.701	0.911	1.093	0.553	0.491
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448307.73145	Twa Hydra	12.024	0.676	1.517	1.386	1.532
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448307.73535	Twa Hydra	11.584	1.566	1.382	0.739	0.648
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2448307.73730	Twa Hydra	12.035	0.580	1.523	1.393	1.543
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447986.49609	Twa Hydra	11.979	0.830	1.491	1.376	1.553
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447986.50098	Twa Hydra	11.502	1.349	1.373	0.718	0.662
2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	2447986.50293	Twa Hydra	11.994	0.858	1.480	1.400	1.547
HD 8558	HD 8558	...	TUC	8.50	0.220	0.680	...	...
HD 9054	HD 9054	...	TUC	9.07	0.600	0.910	...	...
2MASS J01521461-5219332	GSC 8047-0232	...	TUC	10.870	0.630	0.950	...	...
HD 13183	HD 13183	...	TUC	8.630	0.120	0.650	...	...
HD 12894	HD 12894	...	TUC	6.430	-0.040	0.360	...	...
HD 13246	HD 13246	...	TUC	7.500	-0.010	0.520	...	...

4.2.1. β Pic Moving Group (BPMG)

La asociación BPMG fue propuesta primero por Zuckerman (2001) [28], luego se le adicionaron nuevos miembros propuestos por Song (2003) [29]. Zuckerman (2001) [28] y Kaisler (2004) [30] se dieron cuenta que la llamada asociación Capricornio, propuesta formalmente por Van Den Ancker (2000) [31] es parte de la asociación BPMG. Una lista de 33 miembros fue dada por Zuckerman & Song (2004) [32]. La edad obtenida de la asociación

BPMG es de 10 Millones de años por el método de isócronas. Zuckerman (2001) [28] sugirió 12^{+8}_{-2} Myr, siendo consistente con 11 Myr obtenidos por medio de modelos dinámicos.

La asociación BPMG está bien definida en la muestra del proyecto SACY (Torres 2006 [33]). El estudio en Torres (2006)[33] tiene 41 miembros con alta probabilidad. La distribución de Litio en estas estrellas está acorde con estas edades.

TxPsA forma un sistema binario con WW PsA, tienen un brillo suave, pero son calientes. Sin embargo, en contraste en TxPsA se encuentra una abundancia de Li, mientras que en WW PsA el Li está completamente agotado. Song (2002) [34] interpretó este fenómeno, y concluyó que se puede dar una restricción fuerte observacional a la determinación de la edad usando el límite de agotamiento de Litio.

Tabla 4.4: Características estrellas BPMG. Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia.

No.	ID	Nombre	Grupo	α(2000.0)	δ(2000.0)	SpT	d(pc)	REF
1	V*V1005 Ori	Gl182	BPMG	04 59 34.8328	01 47 00.682	*M0Ve*	(26.66)	4,3
2	V*V1005 Ori	Gl182	BPMG	04 59 34.8328	01 47 00.682	*M0Ve*	(26.66)	4,3
3	2MASS J05004714-5715255	HIP 23309	BPMG	05 00 47.1301	-57 15 25.466	*M0Ve*	(26.26)	5,6,5,3
4	V*V343 Nor	HD 139084	BPMG	15 38 57.5446	-57 42 27.339	*K0V*	(47.28)	4,3
5	2MASS J17295506-5415487	CD 547336	BPMG	17 29 55.0744	-54 15 48.625	*K1V*	66.22	3,3
6	HD 161460	HD 161460	BPMG	17 48 33.7374	-53 06 43.398	*K0IV*	73.52	3,3
7	HD 319139	V4046Sgr	BPMG	18 14 10.4660	-32 47 34.496	*K5*	72.46	3,3
8	2MASS J18465255-6210366	TYC 9073-0762-1	BPMG	18 46 52.571	-62 10 36.45	*M1Ve*	53.76	3,3
9	2MASS J18504448-3147472	TYC 7408-0054-1	BPMG	18 50 44.480	-31 47 47.40	*K8Ve*	50.50	3,3
10	V*PZ Tel	HIP 92680	BPMG	18 53 05.8743	-50 10 49.880	*G9IV*	(49.65)	3
11	2MASS J19114467-2604085	CD 2613904	BPMG	19 11 44.670	-26 04 08.85	*K4Ve*	79.36	3,3
12	V*AT Mic	AT Mic	BPMG	20 41 51.1586	-32 26 06.830	*M4Ve*	(10.22)	4,3
13	V*AU Mic	AU Mic	BPMG	20 45 09.5318	-31 20 27.238	*M1Ve*	(9.94)	4,3,6
14	V*AZ Cap	HD 358623	BPMG	20 56 02.75	-17 10 53.9	*K6Ve*	47.7	6,2,3
15	2MASS J22424896-7142211	CP 722713	BPMG	22 42 48.9186	-71 42 21.256	*K7Ve*	36.63	3,3
16	V*WW PsA	WW PsA	BPMG	22 44 57.9652	-33 15 01.702	*M4IVe*	(23.61)	7,3
17	V*TX PsAS	TX PsA	BPMG	22 45 00.05	-33 15 25.8	*M5IVe*	(23.61)	7,3
18	2MASS J23323085-1215513	BD 136424	BPMG	23 32 30.8642	-12 15 51.435	*M0Ve*	28.01	4,3,3

AT Mic y AU Mic fueron consideradas como estrellas jóvenes y su conexión con los discos de polvo (granos) de estrellas de tipo A en Bpic fue primero propuesta por Barrado y Navascues (1999) [35]. La línea débil de Li de AU mic fue detectada primero por De La Reza (1981) [36] durante un intento de encontrar otras enanas rojas activas con Li para explicar el límite de Li V1005 Ori (GJ 182) (Bopp 1974). De La Reza (1981) [36] intento interpretar la línea de Li de GJ 182 en términos de la producción de Li por medio de

reacciones de espalación. Ellos descartaron esta posibilidad y propusieron que V1005 Ori podría ser miembro del grupo joven cinemático propuesto por Kunkel (1975), este incluye también AU Mic y AT Mic. Estas tres estrellas están ahora propuestas para pertenecer a la asociación BPMG. Otra interesante estrella propuesta ahora es V1311 Ori, es una WTTs observada hace mucho tiempo (Herbig y Bell 1988 [13]) pero muy poco estudiada. Tiene variaciones fotométricas con un periodo de 4.5 d, similar a AU Mic, determinada por Gahm (1995).

La asociación BPMG tiene 6 estrellas espectroscópicas binarias conocidas (estrellas con doble línea binaria espectroscópicas: HIP 23418, AF Lep, V824 Ara, HD 161460, V4046 Sgr; estrellas con una única línea: BD+05378). Una de estas estrellas con doble línea binaria espectroscópica, V4046 Sgr, es una estrella no estudiada en el proyecto SACY pero propuesta por Torres (2003) para ser otro posible miembro, fue confirmada como miembro con alta probabilidad en el análisis final de Torres (2006). V4046 Sgr es una interesante estrella aislada con doble línea binaria espectroscópica CTTs con un disco circumbinario Stemples y Gahm (2004). Tiene una compañera óptica débil o tenue, GSC 7396-0759.

4.2.2. Upper Centaurus -Lupus (UCL) y Lupus Centaurus Crux (LCC)

El complejo Sco-Cen OB (Sco OB2) es el más cercano de esta clase al Sol, se encuentra dividido en tres subgrupos Upper Scorpius (US edad 5-6 M años), Upper Centaurus-Lupus (UCL edad 15 millones años), y Lower Centaurus-Crux (LCC edad 17 millones años)(Geus, de Zeeuw, & Lub 1989).

La asociación US fue estudiada extensivamente en años pasados, pero UCL y LCC tienen relativamente poca atención haciendo que se haga un estudio profundo de estos grupos los cuales se encuentran en el rango de edad necesario para entender la evolución estelar en estrellas de baja masa en la etapa de la pre-secuencia principal. Se encuentran a una distancia de 140±2 pc y 118±2 pc (de Zeeuw et al. 1999) respectivamente. Del estudio realizado por Mamajek et al 2002, en la tabla 4.5 se encuentran algunas características de algunos miembros de estos grupos.

Tabla 4.5: Características estrellas de UCL y LCC. Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia.

No.	ID	Nombre	Grupo	α(2000.0)	δ(2000.0)	SpT	d(pc)	REF
1	2MASS J13375730	CD 408031	UCL	13 37 57.2959	-41 34 41.826	*K0IV*	97.75	1,1,1
2	HD 119022	HD 119022	UCL	13 43 08.6939	-69 07 39.468	*G5IV*	(124.22)	1,1
3	2MASS J13475054-4902056	CD 488486	UCL	13 47 50.5514	-49 02 05.521	*G9IVe*	148.14	1,1,1
4	HD 120411	HD 120411	UCL	13 50 06.2795	-40 50 08.886	*G9IVe*	(125.94)	1,1
5	HD 120812	HD 120812	UCL	13 52 47.7974	-46 44 09.214	*F8V*	144.55	1,1,1
6	2MASS J14375022-5457411	TYC 8683-0242-1	UCL	14 37 50.2250	-54 57 41.110	*K1Ve*	131.75	1,1,1
7	HD 329929	TYC 8317-0551-1	UCL	15 46 51.7907	-49 19 04. 715	*K0V*	132.45	1,1,1
8	HD 141521	HD 141521	UCL	15 51 13.7326	-42 18 51.336	*G8IV*	(153.37)	1,1
9	2MASS J 15565905-3933430	CD 3910243	UCL	15 56 59.0498	-39 33 43.047	*K0Ve*	174.21	1,1,1
10	HD 143358	HD 143358	UCL	16 01 07.9286	-32 54 52.522	*G1V*	131.57	1,1,1
11	V*MZLup	MZ Lup	UCL	16 01 08.969	-33 20 14.23	*G5IVe*	175.74	1,1,1
12	HD 143677	HD 143677	UCL	16 03 45.3674	-43 55 49.262	*K0IV*	(142.85)	1,1
13	2MASS J16035250-3939013	TYC 7855-1106-1	UCL	16 03 52.499	-39 39 00.91	*K3V*	140.05	1,1,1
14	2MASS J16054499-3906065	CD 3810866	UCL	16 05 45.0015	-39 06 06.554	*K0Ve*	130.03	1,1,1
15	2MASS J16135801-3618133	CD 3510827	UCL	16 13 58.01	-36 18 13.4	*K0Ve*	123.45	1,1,1
16	2MASS J16145207-5026187	CD 5010271	UCL	16 14 52.07	-50 26 18.8	*K1V*	129.87	1,1,1
17	HD 147402	HD 147402	UCL	16 23 29.5468	-39 58 00.790	*G3IV*	169.20	1,1,1
18	2MASS J16273054-3749215	CD 3710801	UCL	16 27 30.5503	-37 49 21.659	*K0IV*	180.18	1,1,1
19	HD 148187	HD 148187	UCL	16 27 52.3347	-35 47 00.368	*G6IV*	(117.09)	1,1
20	2MASS J16314204-3505171	TYC 7353-2640-1	UCL	16 31 42.0436	-35 05 17.199	*K0V*	142.65	1,1,1
21	HD 321857	HD 321857	UCL	16 39 59.30	-39 24 59.3	*G8V*	215.98	1,1,1
22	HD 150372	HD 150372	UCL	16 42 23.9962	-40 03 29.674	*G5IVe*	199.20	1,1,1
1	TYC 9212-2011-1	2MASS J10574936-1	LCC	10 57 49.3734	-69 13 59.966	*K1Ve*	102.45	1,1,1
2	HD 102458	TWA19E	LCC	11 47 24.5447	-49 53 03.023	*G4V*	(103.95)	1,1
3	HD 104919	HD 104919	LCC	12 04 48.8761	-64 09 55.396	*G9V*	119.61	1,1,1
4	HD 105070	HD 105070	LCC	12 05 47.4808	-51 00 12.063	*G2IV*	(102.24)	1,1
5	2MASS J12061352-5702168	CD 564292	LCC	12 06 13.53	-57 02 16.8	*G8IV*	154.32	1,1,1
6	2MASS J12094184-5854450	CD 584411	LCC	12 09 41.864	-58 54 45.04	*K3*	111.11	1,1,1
7	2MASS J12113142-5816533	CD 574328	LCC	12 11 31.4286	-58 16 53.186	*G9Ve*	107.64	1,1,1
8	HD 105923	HD 105923	LCC	12 11 38.1481	-71 10 36.043	*G8V*	98.52	1,1,1
9	2MASS J12123577-5520273	CD 544621	LCC	12 12 35.7587	-55 20 27.290	*K0Ve*	108.22	1,1,1
10	2MASS J12143410-5110124	CD 506815	LCC	12 14 34.0837	-51 10 12.524	*G9V*	106.26	1,1,1
11	2MASS J12145229-5547037	CD 554499	LCC	12 14 52.3069	-55 47 03.586	*G9Ve*	(106.15)	1,1
12	2MASS J12192161-6454101	CP 641859	LCC	12 19 21.6380	-64 54 10.332	*K3V*	102.66	1,1,1
13	HD 107441	HD 107441	LCC	12 21 16.4830	-53 17 44.905	*G8IV*	107.41	1,1,1
14	2MASS J12220430-4841248	CD 477559	LCC	12 22 04.31	-48 41 24.9	*K1Ve*	125.62	1,1,1
15	2MASS J12363895-6344436	CP 632367	LCC	12 36 38.9655	-63 44 43.512	*K2V*	102.77	1,1,1
16	HD 110244	HD 110244	LCC	12 41 18.1804	-58 25 55.946	*G7IVe*	97.46	1,1,1
17	HD 311894	HD 311894	LCC	12 44 34.81242	-63 31 46.269	*K3Ve*	125.47	1,1,1
18	HD 111227	HD 111227	LCC	12 48 07.7912	–44 39 16.802	*K0IVe*	91.15	1,1,1
19	2MASS J12484818-5635378	CD 554799	LCC	12 48 48.1753	-56 35 37.806	*G8IV*	132.27	1,1,1
20	2MASS J12582559-7028490	CD 691055	LCC	12 58 25.5824	-70 28 49.212	*K0Ve*	85.25	1,1,1
21	2MASS J13015069-5304581	TYC 8648-0446-1	LCC	13 01 50.6935	-53 04 58.224	*K3Ve*	108.45	1,1,1
22	2MASS J13064012-5159386	TYC 8258-1878-1	LCC	13 06 40.1244	-51 59 38.544	*K1Ve*	112.23	1,1,1
23	2MASS J13142382-5054018	CD 507600	LCC	13 14 23.83	-50 54 01.9	*G9IVe*	129.87	1,1,1
24	2MASS J13175694-5317562	CD 525536	LCC	13 17 56.93	-53 17 56.187	*G5IV*	166.94	1,1,1
25	HD 116099	TYC 8248-0538-1	LCC	13 22 04.4644	-45 03 23.180	*G2IV*	139.66	1,1,1
26	V*MP Mus	PDS66	LCC	13 22 07.5473	-69 38 12.195	*K1Ve*	87.43	1,1,1
27	HD 116650	HD 116650	LCC	13 25 47.8329	-48 14 57.866	*G2V*	(104.27)	1,1
28	HD 117524	HD 117524	LCC	13 31 53.6139	-51 13 33.192	*G8V*	(166.94)	1,1
29	HD 117884	HD 117884	LCC	13 34 20.2590	-52 40 36.118	*G2IV*	105.26	1,1,1

4.2.3. Twa Hydra

Twa Hydra fue la primera de las asociaciones cercanas descubiertas, tiene un gran número de estrellas binarias, como por ejemplo: TWA 3A (Hen-3-600), binaria separada 1.5", se cree que una de las componentes es binaria de doble línea espectroscópica con gran periodo. Una de las propiedades más enigmáticas de la asociación Twa Hydra es la ausencia de estrellas F, G y tempranas K. Se considera que en esta asociación esta el mejor prototipo de estarellas TTauri aisladas, y clasificadas como TTauri clásicas con una edad de más o menos 10 millones de años Twa 1A (Rucinsky & Krautter 1993).

Tabla 4.6: Características estrellas Twa Hydra. Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia.

No.	ID	Nombre	Grupo	α(2000.0)	δ(2000.0)	SpT	d(pc)	REF
1	V*TW Hya	TWA1	Twa Hydra	11 01 51.9063	-34 42 17.021	*K6Ve*	(56.4)	2
2	2MASS J11102788-3731520	Hen 3-600	Twa Hydra	11 10 27.88	-37 31 52.0	*M4Ve*	42.	2

4.2.4. Tucana Holorogium (TUC/HOR)

Esta asociación tiene una edad aproximada de $\sim$ 30 Millones de años a una distancia de 40 pc. tiene presencia de estrellas con alta rotación, abundancia de Litio y un gran flujo de rayos x, además se encuentran muchas estrellas de la etapa Post-TTauri siendo estrellas de la pre-secuencia principal, lo que la hace un excelente objeto de estudio para entender la evolución estelar en estas etapas. Una muestra de 6 estrellas que conforman a Tucana-Holorogium se describen en la Tabla 4.7.

Tabla 4.7: Características estrellas Tucana-Holorogium .Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: Nombre de la estrella; Columna 4: Grupo; Columna 5: RA; Columna 6: Dec; Columna 7: Tipo espectral; Columna 8: Distancia (pc); Columna 9: Referencia.

No.	ID	Nombre	Grupo	α(2000.0)	δ(2000.0)	SpT	d(pc)	REF
1	HD 8558	HD 8558	TUC	01 23 21.2549	-57 28 50.694	*G7V*	(49.28)	
2	HD 9054	HD 9054	TUC	01 28 08.6593	-52 38 19.1467	*K1V*	(37.14)	
3	2MASS J01521461-5219332	GSC 8047-0232	TUC	01 52 14.6272	-52 19 33.064	*K2Ve*	89	3
4	HD 13183	HD 13183	TUC	02 07 18.0588	-53 11 56.529	*G7V*	(50.17)	
5	HD 12894	HD 12894	TUC	02 04 35.1189	-54 52 54.081	*F4V*	(47.23)	
6	HD 13246	HD 13246	TUC	02 07 26.1255	-59 40 45.948	*F7V*	(44.96)	

CAPÍTULO 5

RESULTADOS

5.1. Exceso en la Magnitud U

En el espectro electromagnético de las estrellas de la presecuencia principal se evidencia un exceso en el continuo respecto a las estrellas de la secuencia principal, este exceso es atribuido o dos posibles procesos: 1) según el modelo de acreción magnetosférica a los procesos de acreción presentes en las estrellas TTauri debido al material que cae desde el disco circumestelar hacia la estrella por las líneas de campo magnético, este material alcanza las velocidades de caída libre generando una región de choque, en consecuencia puntos calientes en la fotósfera estelar que son los responsables de generar una luminosidad extra y por lo tanto producir el exceso en el continuo 2) Actividad cromosférica presente en las estrellas que ya están en la etapa post TTauri, debido a que estas estrellas presentan núcleo radiativo y convectivo dando lugar a la actividad magnética lo que genera este exceso presente en el continuo. Como este exceso es más prominente en las regiones corridas al azul (Longitudes cortas del espectro electromagnético), es más notorio en la magnitud U, Batalha et al. [37].

Para poder medir esta contribución al continuo, tomamos una muestra de estrellas de la secuencia principal (esta muestra es tomada de un estudio exhaustivo observacional realizado por Kenyon y Hartmann en el 1995 (KH95) de estrellas pertenecientes a la secuencia principal donde calcularon entre otras magnitudes físicas la corrección Bolométrica, temperatura efectiva, índices de colores etc) con sus datos fotométricos realizamos una comparación con los datos obtenidos de nuestra muestra de estrellas.

Una vez obtenida la fotometría $UBVIR$ para las estrellas jóvenes de nuestra muestra (tabla 4.3), el paso a seguir, es medir las magnitudes absolutas en los diferentes filtros, para

ello aplicamos la ecuación 11 de Pogson. Las distancias a las estrellas se calcularon a partir de los paralajes trigonométricos reportados en SIMBAD, y en algunos casos distancias reportadas en la literatura. Como las asociaciones bajo estudio son muy cercanas al Sol, podemos despreciar los efectos por extinción.

Teniendo los datos de las magnitudes absolutas de nuestra muestra, realizamos gráficos de índices de colores (U-V) Vs (B-V), (V-I) Vs (B-V), (V-R) Vs (B-V), (V-R) Vs (V-I), (U-V) Vs (V-I) Figs. 5.1, 5.2, 5.3.

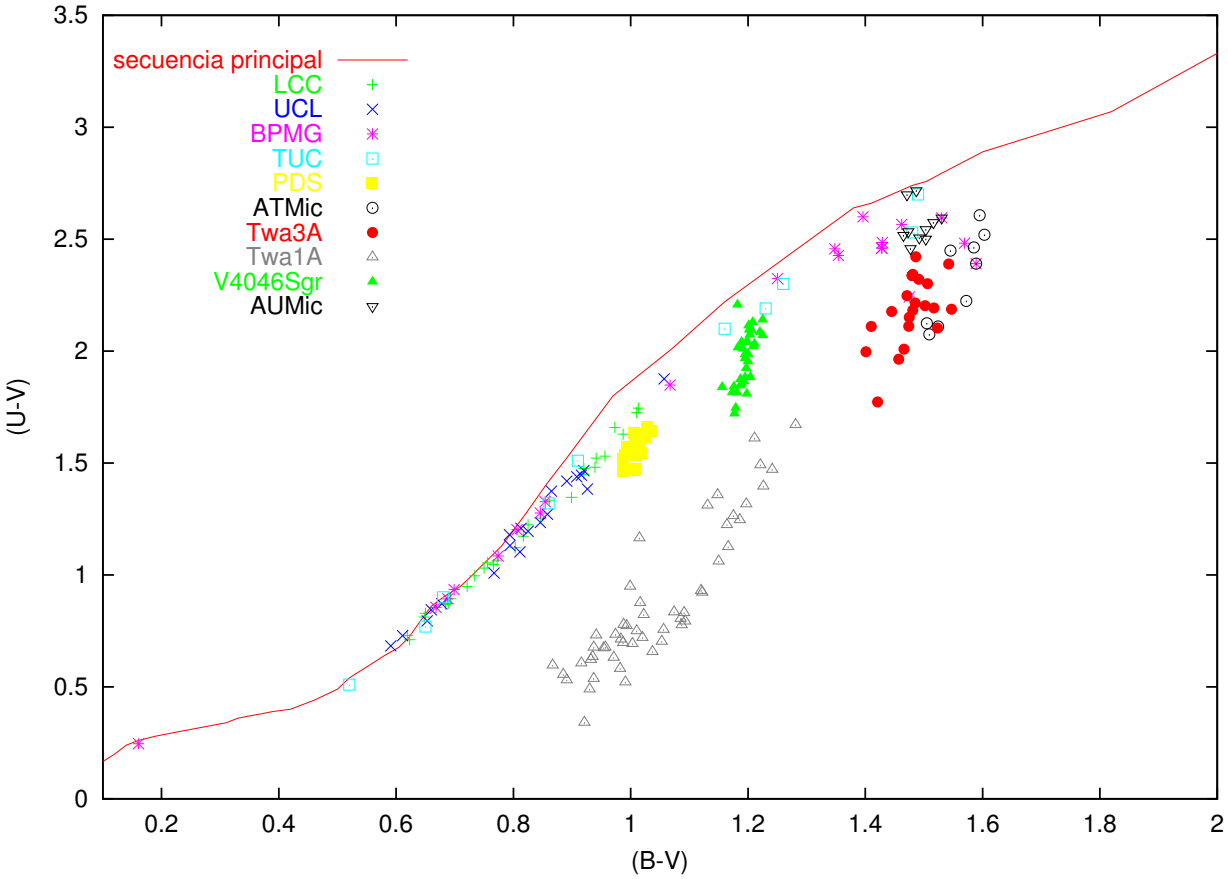
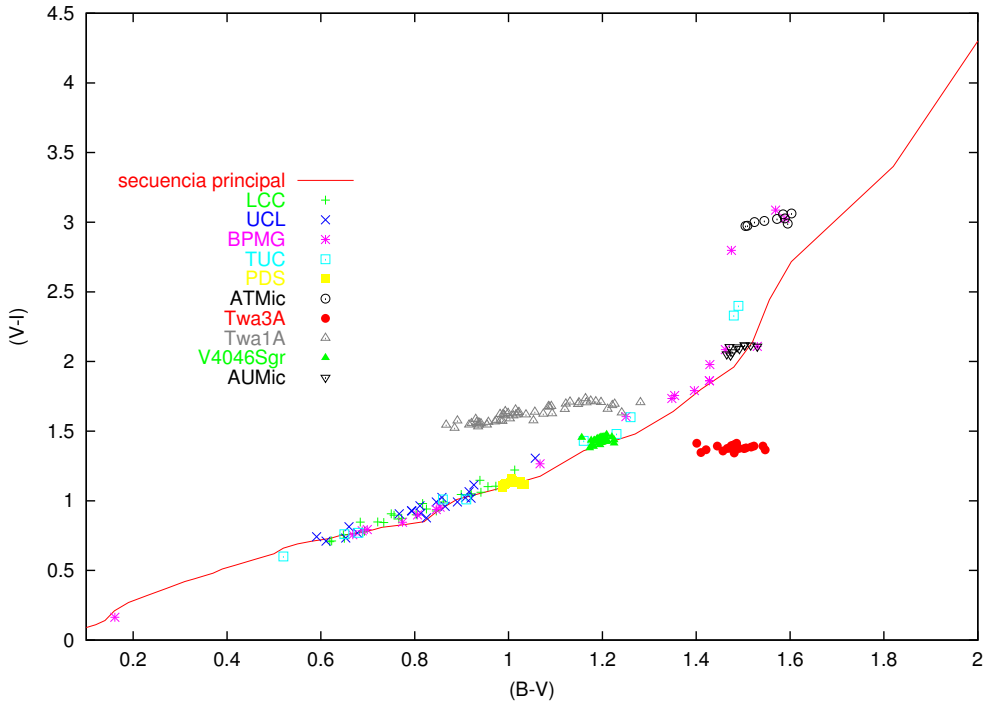
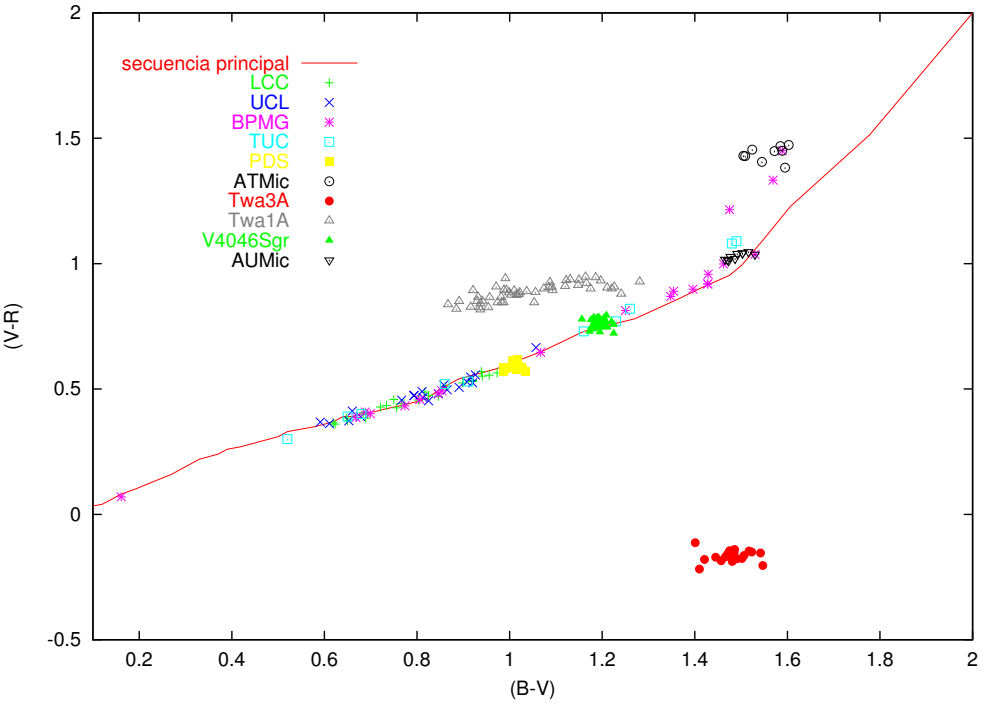


Figura 5.1: Gráfica índice Color (U-V) Vs índice Color (B-V)

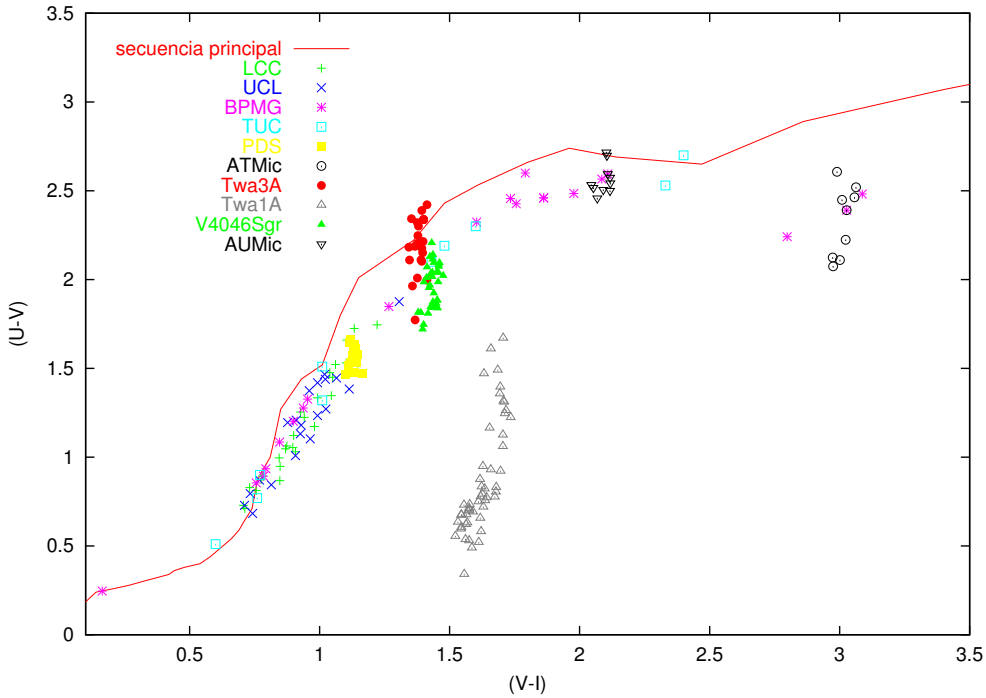


(a)

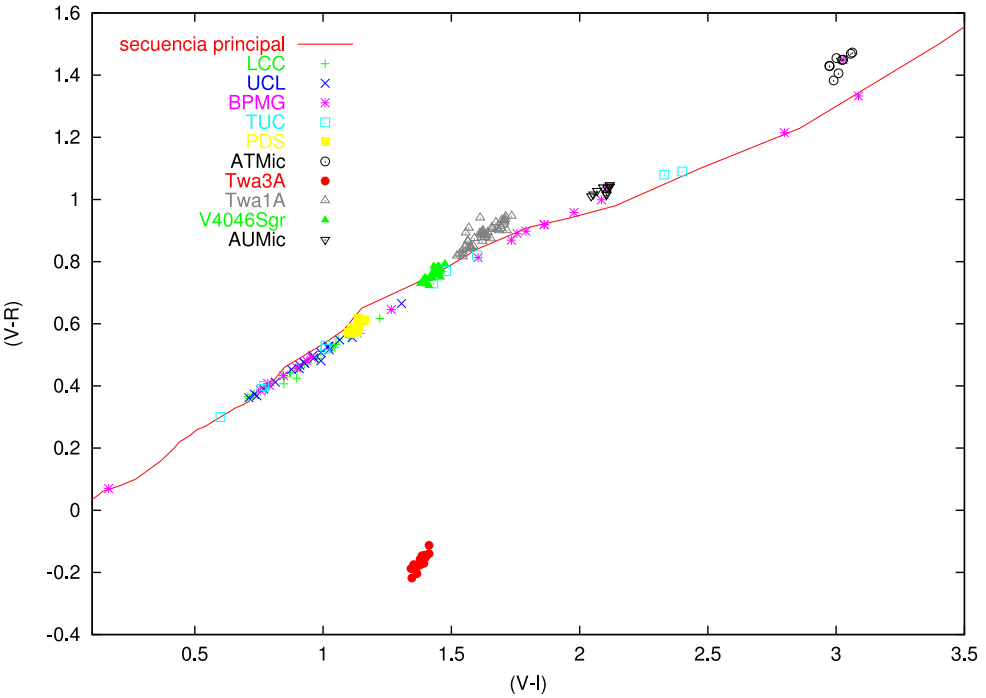


(b)

Figura 5.2: Son gráficas de índice de color (V-I) Vs índice de color (B-V) y (V-R) Vs (B-V) respectivamente, se observa que las estrellas de la muestra no presentan variabilidad en el índice de color (V-I), (V-R). Sin embargo, la estrella Twa3A presenta discrepancia con lo esperado respecto a la secuencia principal por ser un sistema binario.



(a)



(b)

Figura 5.3: a) Gráfica de índice de color (U-V) Vs índice de color (V-I), se observa que las estrellas de la muestra presentan variabilidad en el índice de color (U-V), la estrella Twa1A tiene un exceso en el índice de color (U-V) acorde a lo esperado ya que es una típica estrella clásica TTauri. b) índice de color (V-R) Vs índice de color (V-I) las estrellas tienen un comportamiento típico esperado respecto a las estrellas de la secuencia principal, aunque para la estrella Twa3A no está acorde a lo esperado respecto de la secuencia principal, por ser un sistema binario.

En la gráfica de (U-V) Vs (B-V), notamos que a partir del valor 0.8 las estrellas de nuestra muestra comienzan a separarse de la secuencia principal, lo que nos permite pensar que desde ese índice de color (B-V) las estrellas muestran el exceso en la magnitud U. Esto se debe a que las estrellas de la presecuencia principal a partir de este valor son más brillantes que las estrellas de la secuencia principal, dando origen a los procesos anteriormente mencionados.

Para un (B-V) dado para las estrellas de la presecuencia principal de nuestra muestra, y por medio del método de interpolación se calcula el color (U-V) que se esperaría para una estrella de la secuencia principal y asumiendo que la magnitud V es constante, podemos calcular la Magnitud U (U_{KH}) esperada para la secuencia principal por medio de:

$$U_{KH} = (U - V) + V \tag{1}$$

Para calcular la magnitud U de nuestras estrellas ($U_\star$) utilizamos la expresión:

$$U_\star = m_u - 5 * log(\frac{d}{10pc}) \tag{2}$$

Realizando una resta aritmética entre las magnitudes ($U_\star - U_{KH}$), tenemos el exceso en la magnitud U (U_{exc}) presente en el continuo de las estrellas jóvenes Fig. 5.4. Debido a la ambigüedad presente en los dos efectos, que afectan las mismas líneas de emisión, es difícil distinguir cuál de estos esta dominando y así saber cuáles estrellas estan acretando material y en cuáles el proceso que está dominando es el de actividad cromosférica.

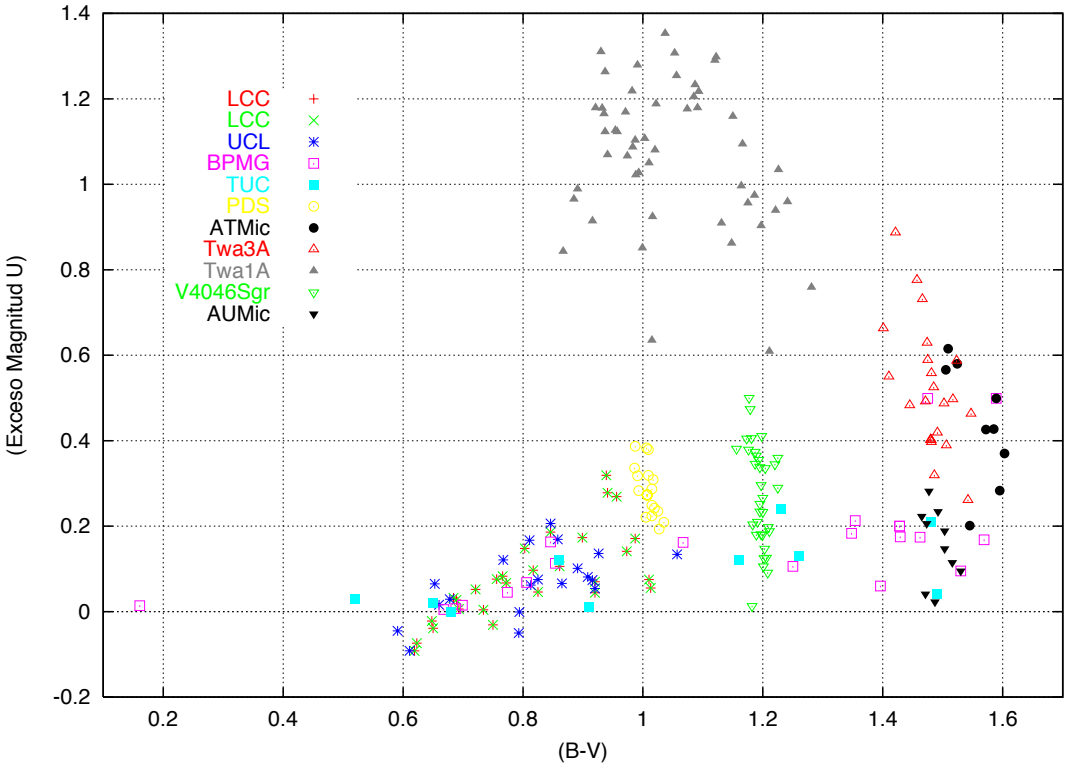


Figura 5.4: Gráfica Exc (U) Vs índice de color (B-V), tenemos que estrellas jóvenes como Twa1A, Twa3A, ATMic, V404Sgr y PDS66 presentan un exceso menor a medida que la edad va aumentando, lo que sugiere que los procesos de acreción se van atenuando al punto de desaparecer conforme la estrella evoluciona en el tiempo y acorde a las predicciones del tiempo de vida de los discos alrededor de las estrellas TTauri.

Nosotros proponemos que estrellas que muestren un exceso mayor a 0.2 Magnitudes en la banda U para nuestra muestra Fig. 5.4, tiene presente los dos procesos: Acreción y Actividad cromosférica, y estrellas que estén por debajo de este valor solo presentan el proceso de actividad cromosférica ya que el de acreción tiene sus finales en edades muy tempranas 10 Millones de años. siguiendo este criterio encontramos en nuestra muestra 4 estrellas que presentan un exceso mayor a 0.2 Magnitudes en la banda U, estas estrellas son: Twa1A, Twa3A, V4046Sgr y PDS66, siendo las estrellas TTauri en nuestro estudio.

Como vemos que debe existir una relación entre el ancho equivalente EW(H_α) y el exceso

observado en la magnitud U, realizamos la gráfica (5.5) donde la traza a puntos indica la transición de absorción a emisión de la línea H_α, notamos que esta transición se da para un color (B-V) aproximado de 0.8 Fig.5.5.

Con el propósito de estudiar la evolución estelar en estrellas jóvenes en edades comprendidas entre los 3-30 millones de años, en nuestra muestra tenemos que UCL y LCC se encuentran en un rango intermedio que nos proporciona información del fin de la etapa TTauri y el comienzo de la pos-TTauri. Observamos que estas asociaciones se encuentran por encima del valor esperado (cruces rojas Fig. 5.5) que nos indica que estas estrellas como se encuentran en la fase donde se ha acretado el material del disco, entran en un proceso de acelaración angular, lo que disminuye sus periodos de rotación y eleva su actividad cromosférica elevando los niveles de EW(H_α).

Aplicamos el método de regresión líneal para encontrar la expresión 3, que representa la correlación existente entre el EW(H_α) y el Exceso medido en la magnitud U. En la gráfica 5.6 mostramos los valores reportados en este trabajo.

$$\delta U = (-0.027 \pm 0.0047) EW(H_\alpha) + (0.118 \pm 0.0095) \tag{3}$$

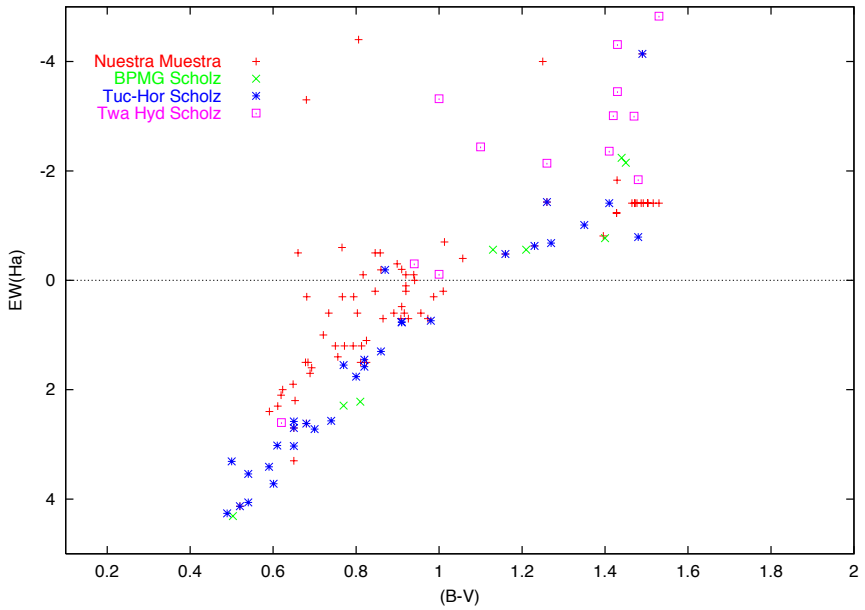


Figura 5.5: Gráfica EW(H_α) Vs índice de color (B-V), el rango de EW(H_α) está (4,-4) debido que en este intervalo se encuentran las estrellas que están en la transición de TTauri a PostTTaiuri, donde se solapan el proceso de acreción y la actividad cromosférica

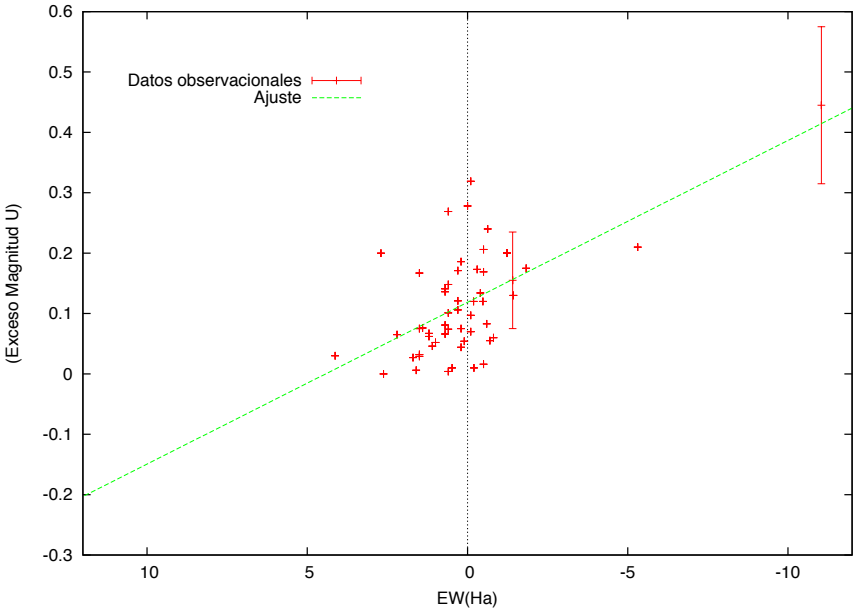


Figura 5.6: Correlación observada para estrellas de nuestra muestra, la traza (negro) a puntos determina la transición entre absorción y emisión de línea Hα, la traza (verde) a puntos es la correlación encontrada.

5.1.1. Velamiento (r)

Las estrellas de baja masa TTauri evidencian la presencia de un disco de gas y polvo circumestelar que está acretando material hacia la superficie estelar por medio de las líneas de campo magnético; la prueba que estos disco están acretando es debido a un exceso presente en el continuo óptico y ultravioleta, a este exceso se le conoce como el velamiento (r). Los modelos de acreción magnetosférica le atribuyen el velamiento a las manchas calientes producidas por el material que cae del disco hacia la estrella, como este material alcanza velocidades de caída libre, generan una zona de choque en la superficie estelar produciendo dichas manchas, estas tienen temperaturas más altas que la de la fotósfera estelar y emiten un flujo continuo similar al de la radiación de un cuerpo negro, con el pico máximo en el UV. Por lo tanto el espectro observado de las estrellas TTauri es caracterizado por un exceso de flujo en la región azul del espectro electromagnético en el óptico, y con líneas de absorción menos profundas de lo esperado para estrellas del mismo tipo espectral que no presentan disco de acreción.

El velamiento puede ser medido por la comparación de líneas fotosféricas observadas en las TTauri con espectros de estrellas estándar del mismo tipo espectral y preferiblemente de la misma luminosidad, además, deben de ser estrellas con baja actividad cromosférica, así las líneas fotosféricas no son afectadas por cualquier fenómeno externo a la fotósfera.

El velamiento r se define como la razón entre el flujo del exceso del continuo con el flujo fotosférico, siendo este último el flujo de la estrella sin efectos externos a ella, así:

$$r = \frac{F_{exc}}{F_\star} \tag{4}$$

como el flujo observado es igual a la suma del flujo fotosférico mas el flujo emitido por las manchas calientes, se puede escribir como:

$$F_{obs} = F_{exc} + F_\star \tag{5}$$

llevando la ecuación 5 a la ecuación 4, entonces el velamiento r es:

$$r = \frac{F_{obs}}{F_\star} - 1 \tag{6}$$

de tal manera que para medir el velamiento presente en los espectros de las estrellas TTauri debemos conocer el flujo observado de la estrella y compararlo con el flujo fotosférico, que es igual al flujo que tendrá la fotósfera estelar sin la presencia de agentes externos a ella. Una técnica muy usada para calcular el velamiento, es la función de autocorrelación; este método, se basa en una la función de autocorrelación que da una estimación del comportamiento del perfil de línea espectral, en esencia, un promedio del perfil de línea. Cuando se normaliza esta función, la altura del pico de la correlación mide uno, entonces el nivel del continuo de la función de autocorrelación da una medida aproximada de la profundidad de la línea. Mientras el ancho del pico de la función de autocorrelación puede ser usado para comparar el ancho de la línea.

En el método de la autocorrelación (AC) se comparan los espectros del objeto (estrella jóven) y estándar (estrella del mismo tipo espectral, pero de la secuencia principal) para un determinado orden espectral. La comparación se hace a través del producto de las transformadas de Fourier de los espectros. El resultado es una función (autocorrelación) que presenta un máximo, de tal forma que si el ancho de la AC es delgado, los espectros de la estrella jóven y la estándar son muy parecidos, por el contrario si el ancho es muy grande y el pico es achatado, el espectro de la estrella jóven y la estándar son muy diferentes.

La función de autocorrelación fue formalmente descrita por Tonry y Davis (1976). Si g(n) es el espectro del objeto y t(n) el espectro estándar y considerándolas funciones periódicas con (T=N). La autocorrelación entre g y t está definida por:

$$c(k) = \frac{1}{N\sigma_g\sigma_t} G(k)T^*(k) \tag{7}$$

donde $G(k) = \sum g(n)exp(-\frac{2\pi nk}{N})$ y $T(k) =\sim t(n)exp(-\frac{2\pi nk}{N})$ son las transformadas de Fourier de g(n) y de t(n) respectivamente, $\sigma_g =\sim g(n)^2$ y $\sigma =\sim f(n)^2$ que es el rms. para un caso particular donde $g(n) = \alpha t(n)b(n-\delta)$, con α y δ constantes a determinar, la función g es un multiplo de t, desplazada δ unidades y convolucionada por una función b(n). Entonces los coeficientes α y δ pueden ser calculados mediante un ajuste entre g y t. Apéndice A.

5.1.2. Autocorrelación con espectros de MBM12

Usamos la tarea fxcor del programa IRAF para calcular la función de autocorrelación. Para obtener una buena correlación entre los espectros de las estrellas TTauri y los de las estrellas estándar, estos deben ser muy parecidos, con perfiles de líneas similares.

Definimos bandas del espectro electromagnético donde podamos calcular la AC, ya que no podemos calcular la AC en todo el espectro completo debido a la presencia de las líneas de emisión por que perturban las medidas. Se procuró comparar espectros de estrellas con los de los estándar que tuvieran características similares, teniendo en cuenta las que presentaran las mismas líneas en absorción en ambos espectros.

En las figuras 5.7 y 5.8 podemos observar una comparación entre el espectro de la estrella LkHα264 con el espectro de la estrella RXJ0255.4+2005 ambos en alta resolución, en intervalos de 100Å cubriendo el rango espectral de 6000Å a 6800Å. Con los valores de los picos de la AC y por medio de la relación 6 podemos calcular el velamiento de la siguiente manera:

$$r = \frac{AC(TT)}{AC(OT)} - 1 \tag{8}$$

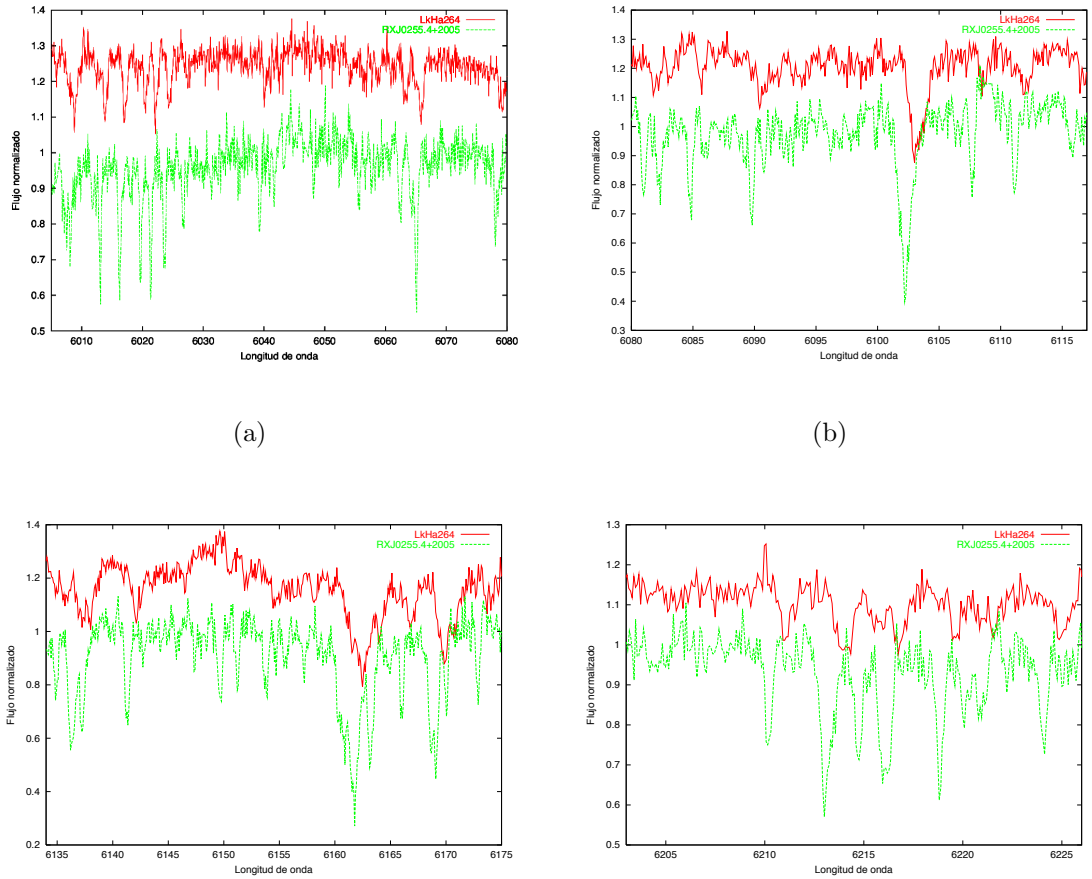
donde AC(TT) es el alto del pico de la AC entre el espectro de la estrella estándar y ella misma y AC(OT) es el alto del pico de la AC entre la estrella LkHα264 (objeto) y la estándar, los valores de velamiento para esta estrella se muestran en la tabla 5.1.

Tabla 5.1: Velamiento LkHα264 con alta resolución

Ventanas	r (velamiento)
6005-6080	0.2310
6080-6117	0.1624
6134-6175	0.1582
6203-6226	0.1456
6250-6300	0.1253
6393-6419	0.1107
6435-6455	0.09

Para los espectros en baja resolución Fig. 5.10 de las estrellas LkHα264 y la estándar E02553+2018 el velamiento se calcula por:

$$r = \frac{EW(TT)}{EW(OT)} - 1 \tag{9}$$



(a) (b)

(c) (d)

Figura 5.7: Espectro en alta resolución de la estrella LkHα264 y espectro referencia RXJ0255.4+2005. Se detalla el velamiento y el exceso del continuo (a), (b), (c) y (d)

donde EW(TT) es el ancho del pico de la AC entre el espectro de la estrella estándar con ella misma y EW(OT) es el ancho del pico de la AC entre la estrella LkHα264 (objeto) y la estándar, los valores de velamiento para esta estrella se muestran en la tabla 5.2.

Tabla 5.2: Velamiento LkHα264 con baja resolución

Ventanas	r (velamiento)
4200-4320	0.66
4367-4720	0.5
5030-5158	0.4
5196-5304	0.09
5357-5863	0.2
5881-6520	0.19

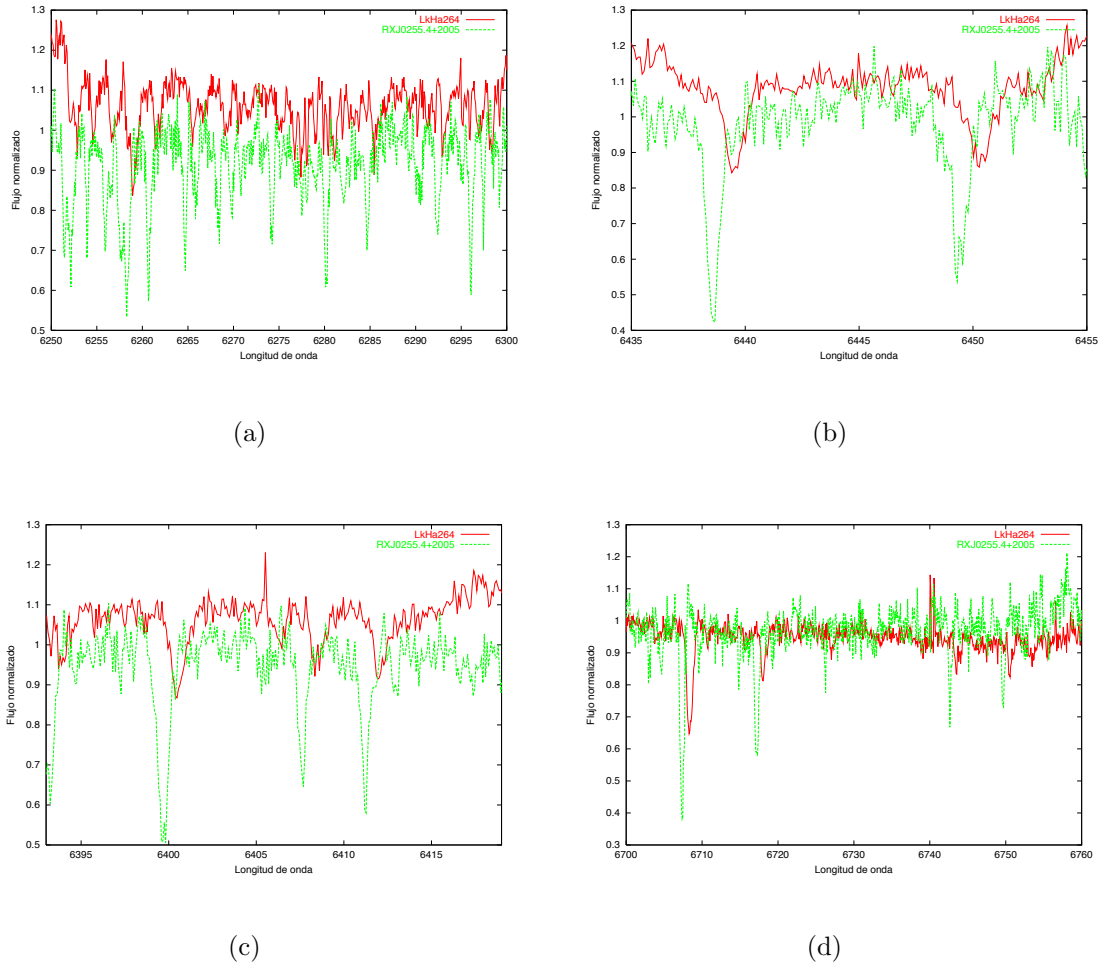


Figura 5.8: Continuación del espectro en alta resolución de la estrella LkHα264 y espectro referencia RXJ0255.4+2005. Se detalla el velamiento y el exceso del continuo (a), (b), (c) y (d)

5.2. Mediciones de los anchos equivalentes de nuestras observaciones en CASLEO

Para las observaciones realizadas en CASLEO, medimos los anchos equivalentes de la línea H_α, en la gráficas 5.12, 5.13 y 5.14. Los valores se muestran en la tabla 5.3. Encontramos que los valores calculados están acordes a los publicados en la literatura.

Para TWA1 el ancho equivalente de la línea H_α es de -185.17 Å, lo que nos indica es una estrella de tipo TTauri jóven que tiene un disco de gas y polvo alrededor de ella acretando

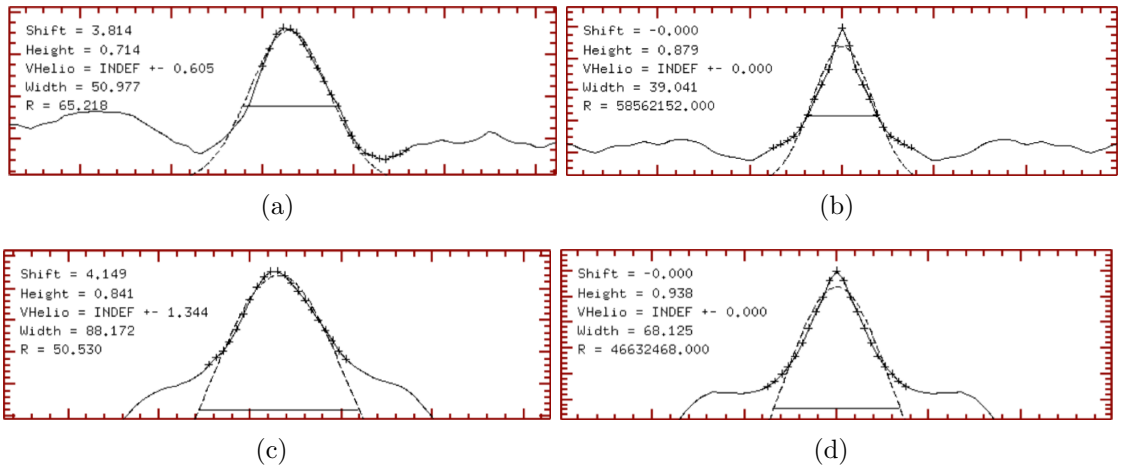


Figura 5.9: Resultado de la correlación entre el espectro en alta resolución de la estrella LkHα264 y el espectro referencia RXJ0255.4+2005 en las diferentes ventanas (a), (b), (c) y (d)

material hacia la superficie estelar, generando el exceso presente en las estrellas TTauri. En este trabajo no fue medido el exceso en la magnitud U pero se estima que debe estar por el orden de 0.8-1.1 magnitudes.

Tabla 5.3: Datos calculados para las estrellas de nuestra muestra a partir de las observaciones en CASLEO .Columna 1: Número de la estrella; Columna 2: Identificación de la estrella; Columna 3: EW(H_α)Å; Columna 4: Exceso magnitud U

No.	Nombre	Grupo	EW(H_α)Å	Exceso U
1	MML30	LCC	-0.27	0.17
2	MML33	LCC	1.91	-0.09
3	MML47	UCL	-0.50	0.05
4	MML72	UCL	0.66	0.08
5	MML73	UCL	0.90	-0.05
6	TWA1	Tw Hydra	-185.17	...

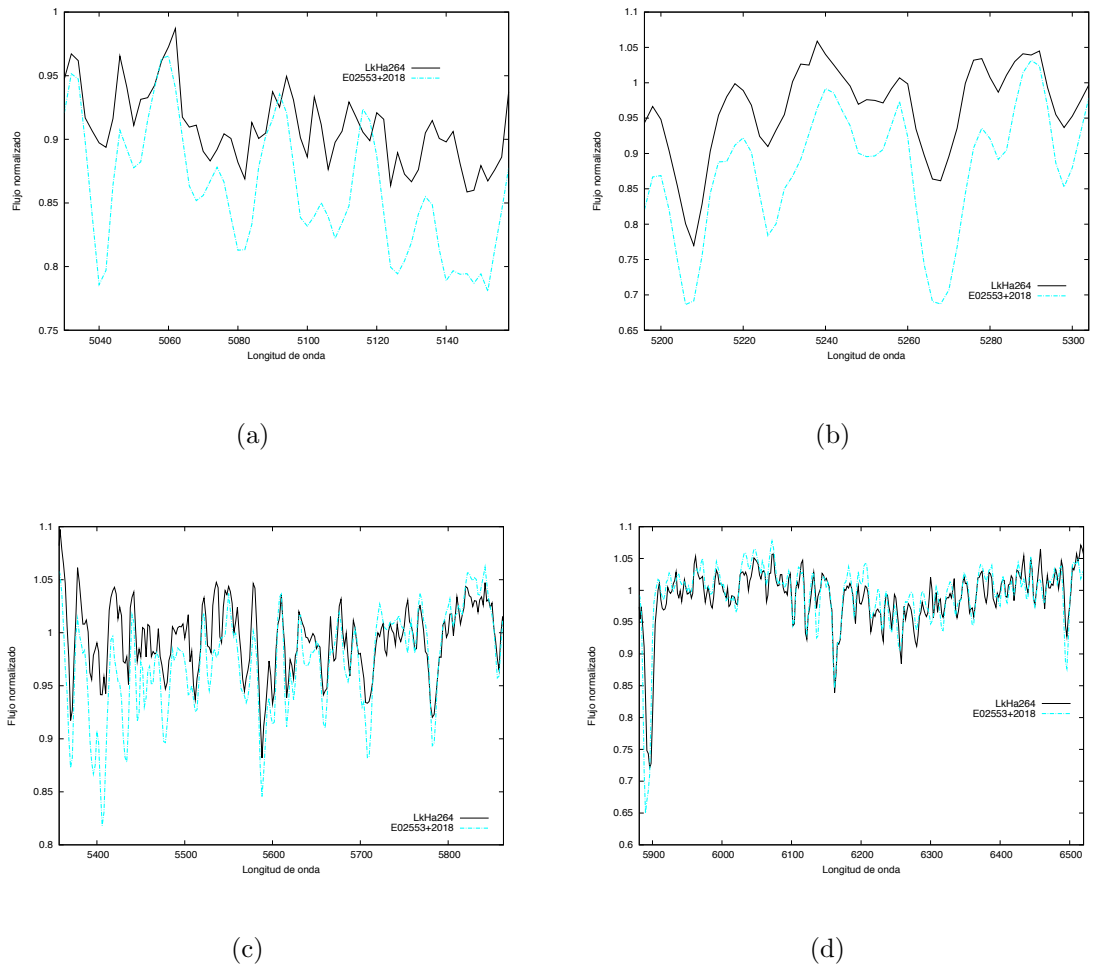


Figura 5.10: Espectros en baja resolución de la estrella LkHα264 y espectro referencia E02553+2018. Se detalla el velamiento y el exceso del continuo (a), (b), (c) y (d)

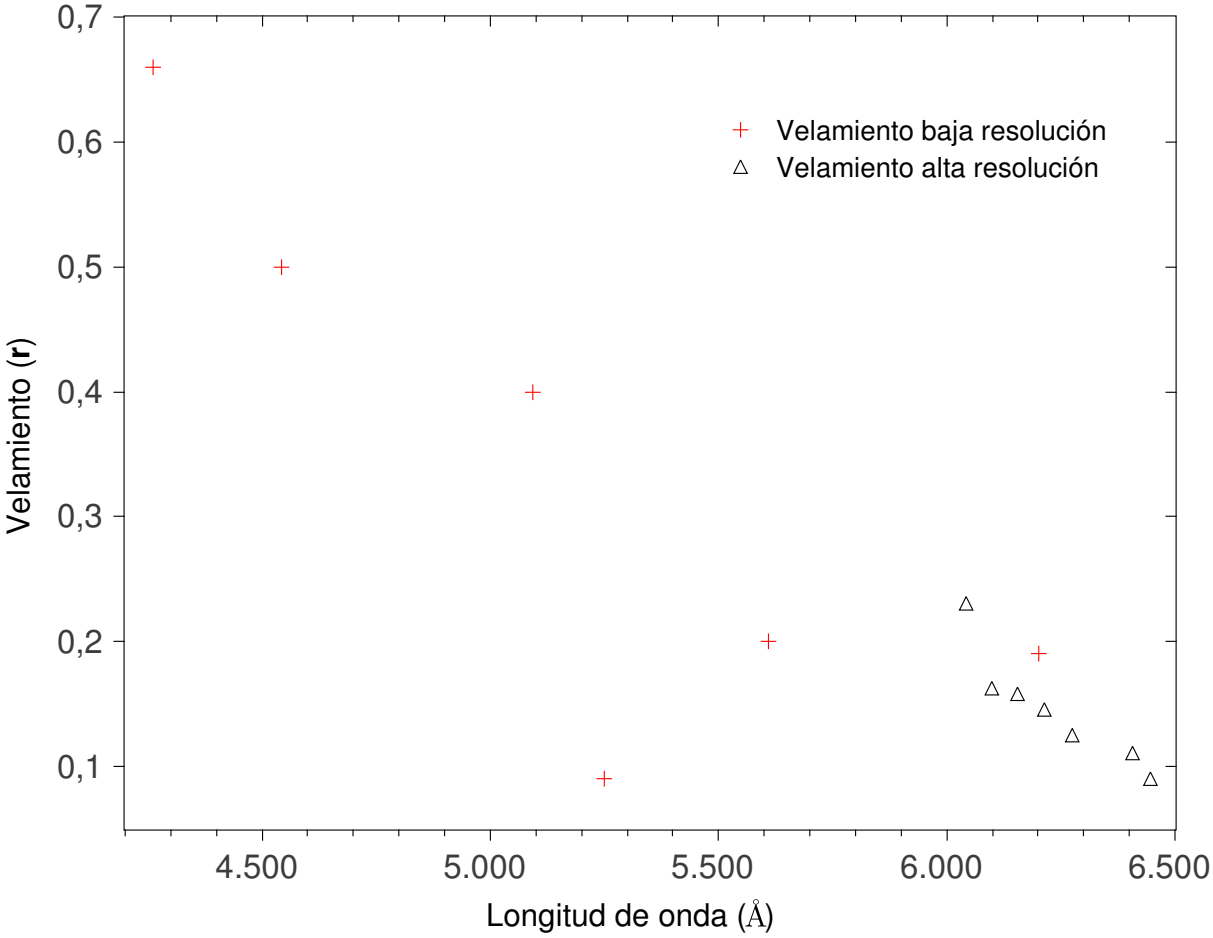


Figura 5.11: Gráfica de velamiento (r) Vs longitud de onda. A medida que nos desplazamos hacia la derecha del espectro electromagnético el velamiento disminuye como se espera. Mostrando que a longitudes corridas al azul el velamiento es mayor que hacia el rojo.

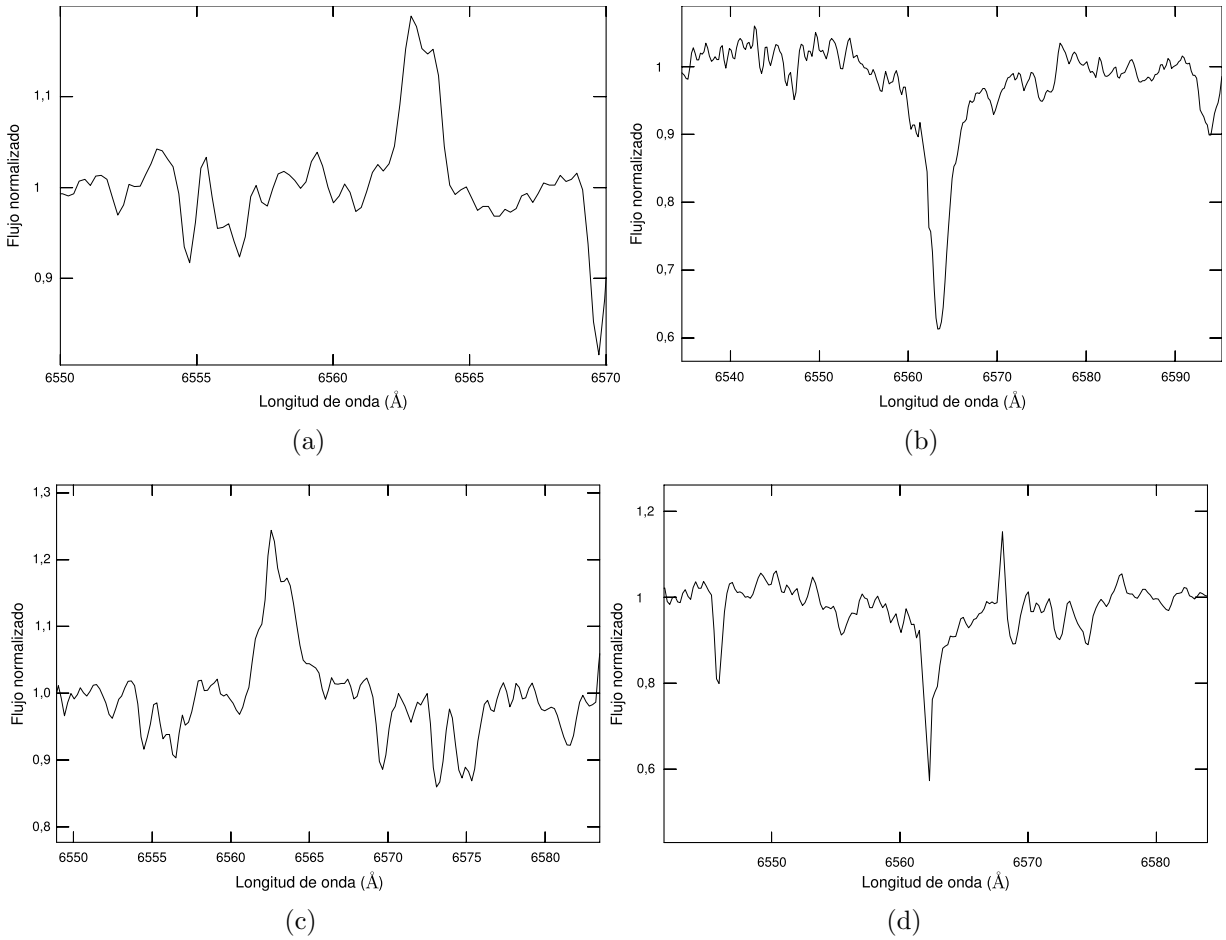


Figura 5.12: Fits de la línea H_α observados en CASLEO. Se muestra que esta línea es más ancha de lo esperado, demostrando que las estrellas están activas cromosféricamente

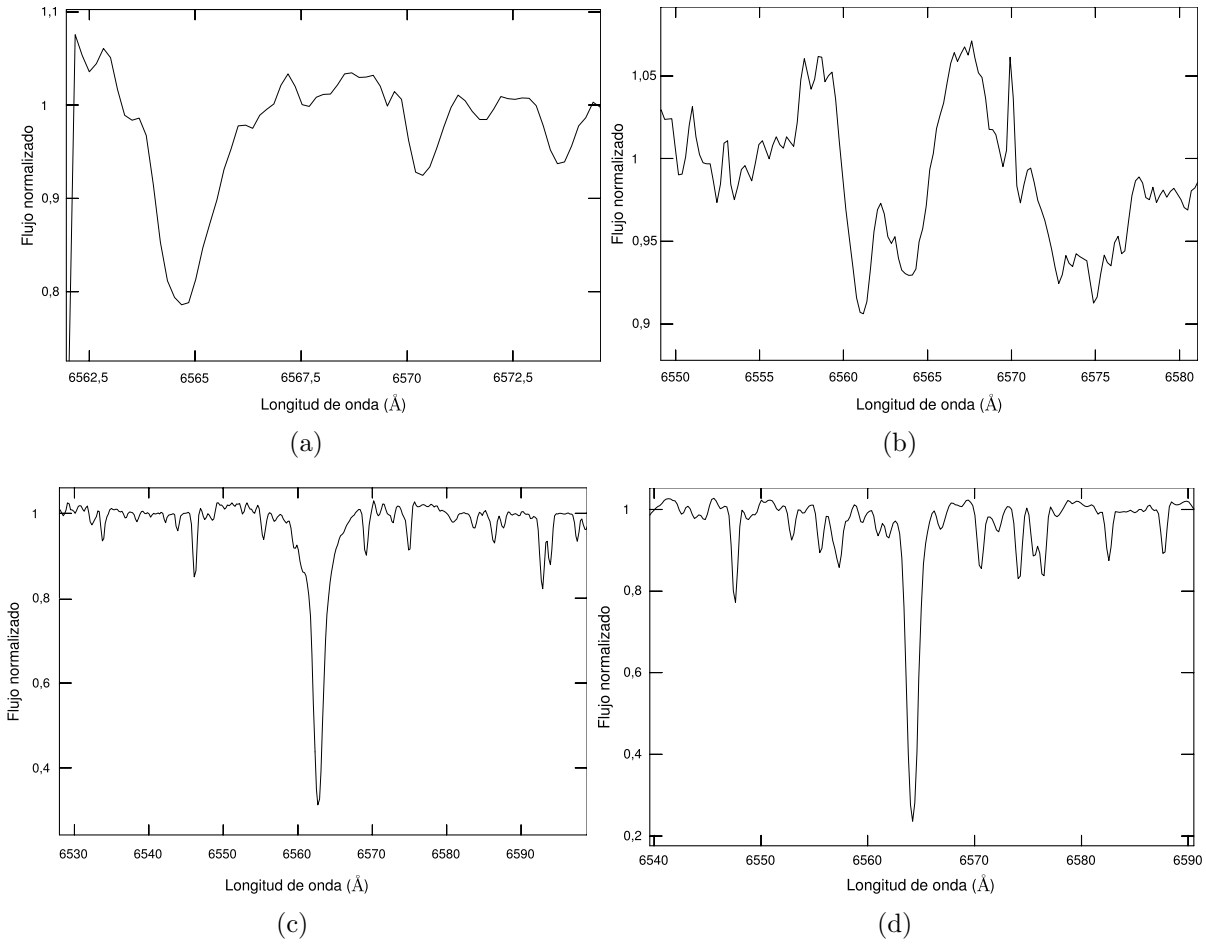
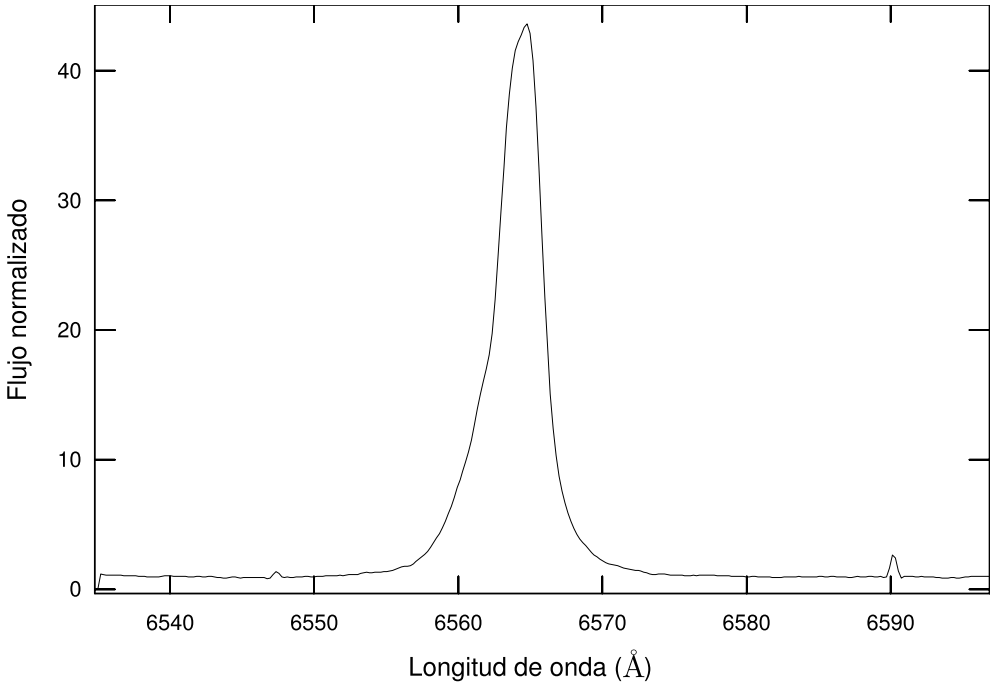
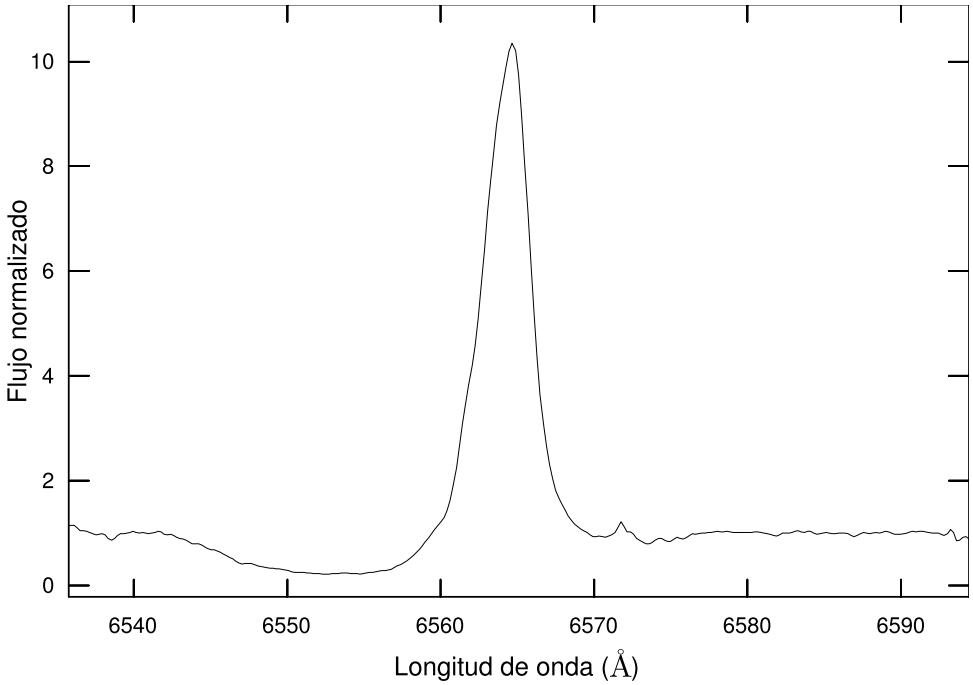


Figura 5.13: Las gráficas (a) y (b) son fits de la línea H_α de nuestras mediciones en CASLEO, (c) y (d) son estrellas estándar, que nos determinan el fit esperado para la línea H_α con el mismo tipo espectral



(a)



(b)

Figura 5.14: Fit de la línea H_α para la estrella Twa1A, se evidencia un amplio ancho equivalente que indica procesos de acreción

CAPÍTULO 6

CÁLCULO TASAS DE ACRECIÓN

6.1. Tasa de Acreción por Fotometría

En 1998 Gullbring et al. realizaron medidas de tasas de acreción en estrellas TTauri en la nube molecular de Taurus, los resultados de estas mediciones se basaron en espectrofotometría de resolución intermedia en el rango de 3200-5200Å, rango en el cual se puede medir el exceso de emisión observado en estrellas TTauri producido por la acreción.

En ese estudio mostraron que el exceso de radiación en la banda U está estrechamente relacionado con las luminosidades de acreción derivadas allí. Con este resultado, se demuestra que la fotometría y el tipo espectral se pueden combinar para producir estimaciones de tasas de acreción para otras estrellas TTauri que se encuentren en diferentes nubes moleculares, sin requirir de espectrofotometría detallada por medio de las siguientes relaciones:

$$log\left(\frac{L_{acc}}{L_{\odot}}\right) = 1.09 * log(L_{exc}) + 0.98 \tag{1}$$

siendo $L_{exc} = L_{M_{U,\star}} - L_{M_{U,KH95}}$, $L_{M_{U,\star}}$ la luminosidad calculada en el filtro U para las estrellas de la muestra, $L_{M_{U,KH95}}$ la Luminosidad esperada, que en este caso es el medida por KH95 para estrellas de la secuencia principal. Para saber cual es la Luminosidad esperada, se tomo los valores del color (B - V) de la muestra de estrellas y se interpola por el método de Lagrange para así conocer el (U - V) esperado y como conocemos el V de la estrellas, por medio de la operación aritmética "suma", se despeja la Magnitud U esperada, y de allí calculamos $L_{M_{U,KH95}}$, y

$$L_{acc} \simeq 0.8\frac{GM_{\star}\dot{M}}{R_{\star}} \tag{2}$$

donde G es la constante de gravitación, $M_{\star}$ y $R_{\star}$ la masa y el radio de la estrella. la masa se tomo de la literatura, mientras que el radio se calculó por medio de la ecuación 19 (Cap. 2).

La Luminosidad de la estrella en el filtro U se calcula por medio de la ecuación 16 (cap. 2) aplicada en la magnitud U, en esta ecuación se debe conocer la Magnitud Bolométrica (M_{Bol} ecuación 12 Cap. 2) de la estrella previamente, como sabemos M_{bol} es la magnitud de la estrella como la veríamos en todo el espectro electromagnético, así que debemos calcular la respectiva corrección bolométrica de la muestra, para ello se utiliza la aproximación que calcularon KH95 de la correción Bolométrica para las estrellas de la secuencia principal, se realiza un gráfico de (BC) Vs (B - V), donde se traza la línea de la secuencia principal, y por el método de interpolación de Lagrange, se calcula la corrección bolométrica para un (B - V) dado (Fig 6.1).

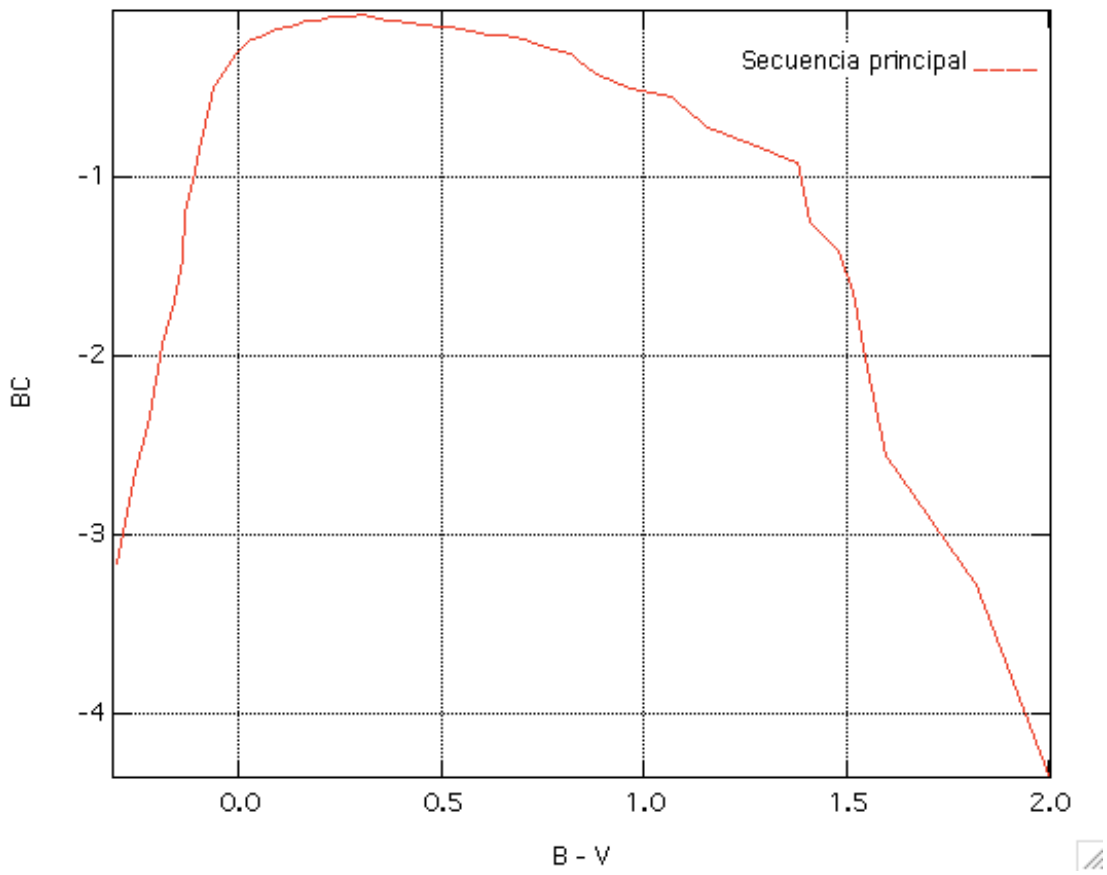


Figura 6.1: Corrección Bolométrica para estrellas de la secuencia principal derivada de HK95

Las magnitudes de estas tasas de acreción en las TTauri tienen importantes implicaciones para el entendimiento de la evolución de los discos protoplanetarios.

Tabla 6.1: Tasas de Acreción por Fotometría

Nombre	$\dot{M}$ ($M_{\odot}$/año)	$\log \dot{M}$	Edad	Aso
PDS66	7.0×10^{-09}	-8.15	15	LCC
V4046Sgr	8.63×10^{-12}	-11.07	11	BPMG
TWA 1	1.78×10^{-08}	-7.75	8	TWA
TWA 3A	8.65×10^{-10}	-9.07	8	TWA

6.2. Tasa de Acreción por Espectroscopía

Como sabemos, las estrellas TTauri presentan un exceso en el continuo debido a los procesos de acreción y actividad cromosférica presentes en ellas, para nuestra muestra de estrellas tenemos espectros tomados con los espectrómetros FEROS, CAFOS.

Una vez obtenido el velamiento, usamos estos valores para calcular la luminosidad de la acreción L_acc para cada miembro de MBM12, para esto es preciso tener conocimiento de los valores de las magnitudes y correcciones Bolométricas en el filtro V de la estrella y de la mancha caliente, originada por el choque de material durante los procesos de acreción.

Según Hartigan [38] y desde el modelo de capa límite determina que hay una relación entre la luminosidad de la mancha caliente y la tasa de acreción, la luminosidad de acreción esta dada por:

$$log(\frac{L_s}{L_\star}) = log(2r) + 0.4(BC_{V,\star} - BC_{V,s}) \tag{3}$$

donde L_s es la luminosidad de la mancha que asumiremos es igual a la luminosidad de acreción. El termino 2r indica que la $BC_v(\star) = -0.60$ mag de acuerdo con KH95. La corrección bolométrica de la mancha $BC_v(s)$ depende de la temperatura de la mancha a que esta se encuentra. Una primera aproximación de este valor para una temperatura de la mancha T_s, se obtiene asumiendo que el espectro de la estrella patrón tiene un continuo no estelar de tipo de cuerpo negro a una temperatura $T = T_S$. El espectro resultante es comparado con el espectro objeto. Una temperatura de la mancha es aquella para la cual los cuadrados de las diferencias entre los espectros estándar y el objeto son mínimas. Con este método es mucho más simple obtener los valores de T_s para MBM12 varian entre

Tabla 6.2: Tasas de Acreción por Espectroscopía

Nombre	$\dot{M}$ ($M_\odot$/año)	$\log \dot{M}$	Edad	Aso
LkHα262	2.45×10^{-08}	-7.61	3	MBM12
LkHα263	7.76×10^{-08}	-7.11	3	MBM12
LkHα264	2.18×10^{-08}	-7.66	3	MBM12
RXJ0258.3+1947	3.08×10^{-08}	-7.42	3	MBM12
S18	1.23×10^{-07}	-6.91	3	MBM12

8000K y 10000K. Estos valores de temperatura T_s son similares a los obtenidos por Hartigan, Edwards y Ghandour (1995)($T_s = 10000K$).

Para este valor de temperatura se puede usar la corrección bolométrica para la mancha igual a $BC_V(s) = -0.4$ magnitudes variando en el orden de $\approx 0.3mag$ para temperaturas entre $6000K < T_s < 12000K$.

La tasa de acreción que se encuentra por este método para las estrellas TTauri en MBM12 calculada por el velamiento medido para MBM12 se muestran en la tabla 6.2

CAPÍTULO 7

CONCLUSIONES

1. En el modelo propuesto por Matt et al. para la evolución rotacional de estrellas de baja masa, adoptan una expresión teórica para calcular la tasa de acreción descrita en la siguiente ecuación:

$$\dot{M} = \frac{M_D}{ta} e^{-\frac{t}{ta}} \tag{1}$$

esta expresión está dependiendo de la masa inicial del disco (M_D) que es igual a la cantidad de masa que puede ser acretada desde un tiempo inicial t=0 $\rightarrow \infty$, t_a es la escala de tiempo de decaimiento del material del disco que cae hacia la estrella. Ellos adoptan dos valores iniciales para la masa del disco, $M_D = 0.1$ y $0.01 M_\odot$ para altos y bajos acretores respectivamente y un $t_a = 10^6$ años. Como t_a es la escala de tiempo de decaimiento y este está relacionado con el tiempo de vida de los discos protoplanetarios le da una relevancia a la hora de crear los modelos que explican la evolución estelar en estrellas jóvenes y formación planetaria, así que la medida obtenida para esta escala de tiempo de manera observacional es de gran importancia a la hora de evaluar los modelos físicos que explican la evolución estelar en estrellas jóvenes. Una manera observacional de calcular t_a es a partir de los excesos en la banda U medidos fotométricamente y ajustando una curva de tipo exponencial.

En la Fig. 7.1 ajustando la curva exponencial propuesta por Matt et al. con los datos obtenidos de los excesos en la magnitud U, calculados para nuestra muestra, encontramos que t_a tiene un valor de (10.17 $\pm$0.589) Millones de años. El resultado obtenido da un orden de magnitud mayor al adoptado por Matt et al. ($t_a = 10^6$ años), pero acorde con los datos reportados en la literatura del tiempo de vida de los discos protoplanetarios (10 Millones de años).

Para este valor de t_a los cálculos de tasa de acreción dan del orden de 10^{-8} a $10^{-9} M_\odot$/año acorde con los reportados en la literatura y los calculados en este tesis por los dos métodos antes descritos, indicando, además, que el decaimiento de la acreción se comporta de

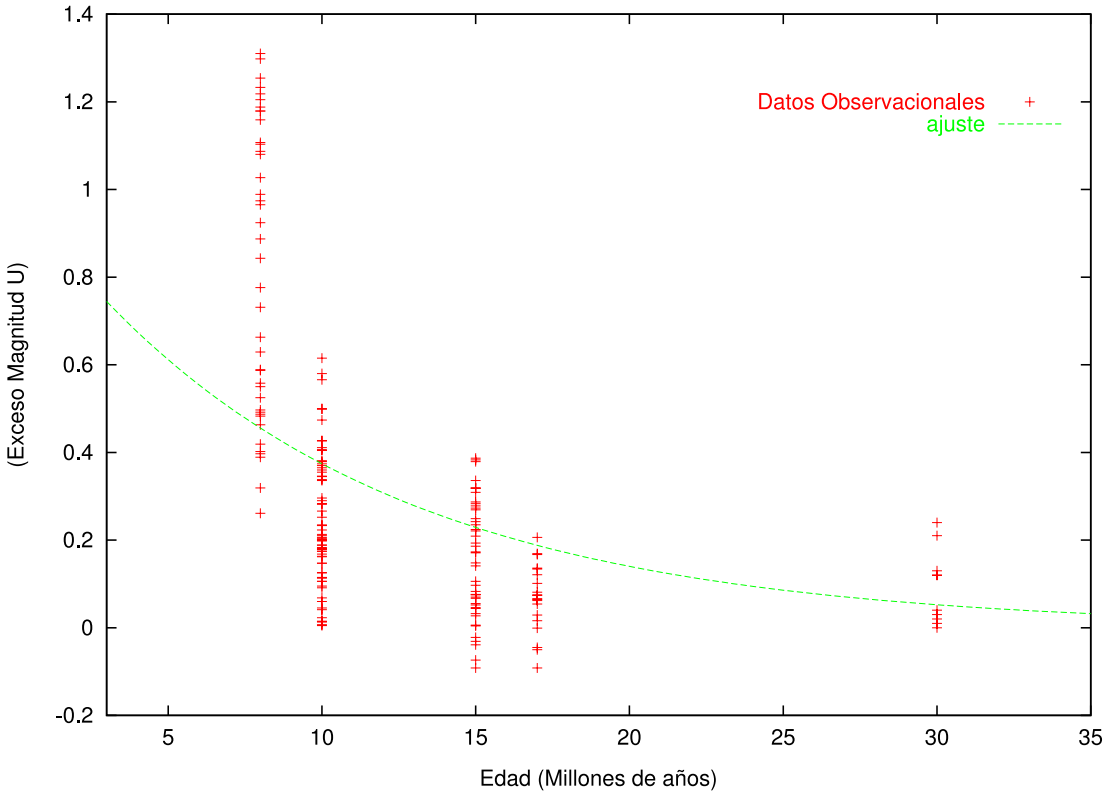


Figura 7.1: Excesos medidos para cada una de las estrellas de las asociaciones de nuestra muestra

manera exponencial.

2. Aplicamos el método de regresión líneal para encontrar una expresión que representa la correlación existente entre el EW(H_α) y el Exceso medido en la magnitud U.
La relación que encontramos corresponde la expresión siguiente:

$$\delta U = (-0.027 \pm 0.0047) EW(H\alpha) + (0.118 \pm 0.0095) \tag{2}$$

con un factor de correlación $r = 0,89$.

A partir de la ecuación 2 podemos encontrar que para un EW(H_α) dado se deduce un exceso en la magnitud U, afirmando la existencia de la correlación entre estas dos cantidades, lo que nos da idea de la evolución estelar en las estrellas jóvenes de baja masa, activas cromosféricamente, que presentan un disco de acreción circumestelar en la etapa comprendida entre los 3-30 millones de años.

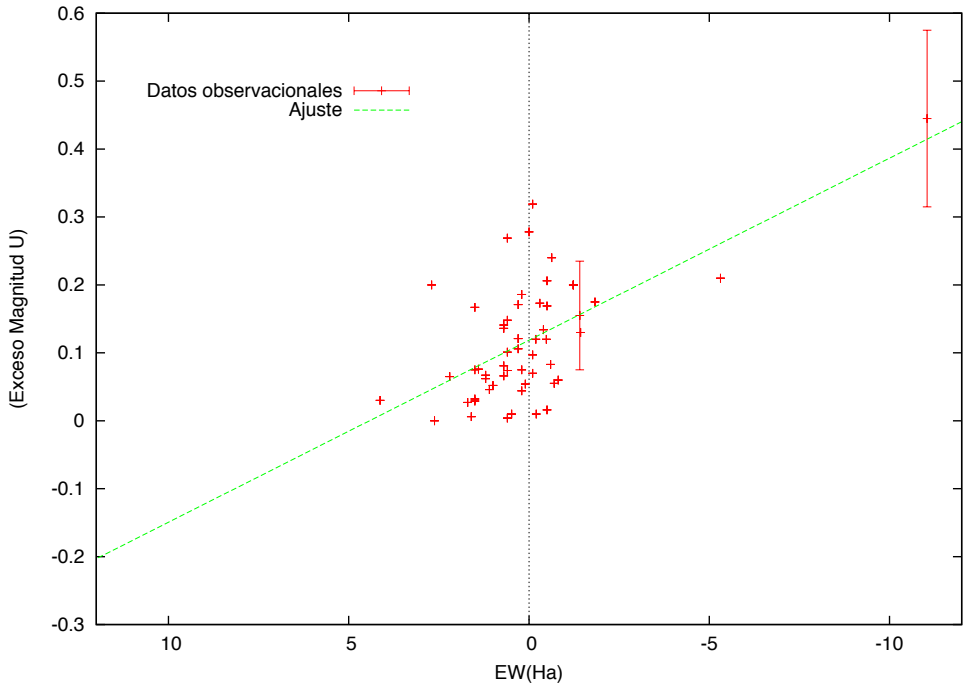


Figura 7.2: Excesos medidos para cada una de las estrellas de las asociaciones de nuestra muestra, notamos que si el EW(H_α) aumenta, las estrellas presentan un exceso mayor en la magnitud U, validando la hipótesis del aumento de la actividad cromosférica con la evolución estelar

3. A pesar que la fotometría y la espectroscopía no se tomaron simultáneamente para realizar los estudios de la tasa de acreción a partir de anchos equivalentes y excesos en la magnitud U, los resultados alcanzados estuvieron acordes con los reportados en la literatura.

4. Las tasas de acreción que se lograron $(10^{-07} - 10^{-12})$ $M_\odot$/año, están acordes con los reportados en la literatura especializada

5. Aunque se asumieron los valores de fotometría, corrección bolométrica, temperatura efectiva, del trabajo de Kenyon y Hartmann del año 1995 para las estrellas de la secuencia principal, los resultados de las medidas muestran una adecuada tendencia a lo reportado en la literatura.

APÉNDICE A

Técnica de Correlación Cruzada o Cross Correlation

Es una técnica estandar usada para estimar el grado de correlación de los espectros (series). Los espectros en este caso son: espectro de una estrella a la que se quiere medir la velocidad, llamado Objeto $g(n)$ y el espectro de una estrella lentamente rotante que se llamara Template t(n). Estos espectros están discretamente distribuidos en N bins.

El número de bin n esta relacionado con la longitud de onda

$$n = Aln\lambda + B \tag{3}$$

El espectro se asume como periódico con periodo N para ser usado en la transformada discreta de Fourier y la función de Correlación.

La Transformada Discreta de Fourier transforma una función matemática en otra, obteniendo una representación en el dominio de las frecuencias; la función original generalmente se encuentra en el dominio del tiempo. La función de entrada generalmente es una función discreta y de duración finita. Se introduce la frecuencia angular

$$\omega_p = \frac{2\pi n}{T} \tag{4}$$

Los valores de tiempo t_k para un intervalo $(0, T)$, puede ser descrita como

$$t_k = \frac{kT}{N} \tag{5}$$

El exponencial $e^{\pm\frac{2\pi i n t_k}{T}}$, los signos positivo o negativo se eligen por convención, generalmente el signo negativo expresa la dependencia del tiempo. Usando la expresión anterior se puede reescribir el argumento de la función exponencial

$$e^{\frac{-2\pi i n K}{N}} \tag{6}$$

Ahora se puede construir la transformada Discreta de Fourier para los objetos de ínteres usando

$$F(k) = \sum_n f(n) e^{\frac{-2\pi i n k}{N}} \tag{7}$$

$G(k)$ y $T(k)$ corresponden a la Transformada Discreta de Fourier del espectro de la estrella y del template

$$G(k) = \sum_n g(n) e^{\frac{-2\pi i n k}{N}} \tag{8}$$

$$T(k) = \sum_n t(n) e^{\frac{-2\pi i n k}{N}} \tag{9}$$

Todas las sumas comienzan en 0 y van hasta $N - 1$

La señal ruido del espectro, rms, esta descrita por la varianza que representa la media aritmética de las desviaciones respecto a la media. σ_g y σ_t corresponden a la señal ruido de la estrella y template.

$$\sigma_g^2 = \frac{1}{N} \sum_n g(n)^2 \tag{10}$$

$$\sigma_t^2 = \frac{1}{N} \sum_n t(n)^2 \tag{11}$$

Adicionalmente se define la relación cruzada o Cross Correlation, es una medida de similitud entre dos señales, se usa para encontrar características de una señal desconocida por medio de la comparación con otra que si se conoce. La Correlación cruzada para funciones discretas se define como:

$$f \star g = \sum_m f_m^* g_{m+n} \tag{12}$$

Donde $*$ indica el conjugado de la función, el producto de ambas funciones después de desplazar una de ellas una distancia (n), así la correlación cruzada para el objeto y el template es:

$$C(k) = \frac{1}{N \sigma_g \sigma_t} G(k) T^*(k) \tag{13}$$

Generalmente la correlación cruzada se normaliza dividiendo entre la desviación estandar y la media. Proceso que facilita la comparación del template o plantilla con el objeto.

$$c(n) = \frac{1}{N\sigma_g\sigma_t}\sum_m g(m)t(m-n) \tag{14}$$

Si $g(n)$ es exactamente la misma que $t(n)$ pero desplazada d unidades, entonces se tiene un pico en 1 y $n = d$.

Para calcular la velocidad se supone ahora que $g(n)$ es un múltiplo α de $t(n)$, pero desplazado un factor δ y ensanchado por la convolución con una función simétrica $b(n)$ que es:

$$g(n) \cong \alpha t * b(n-\delta) \tag{15}$$

$*$ denota la convolución que hace referencia al producto de las dos funciones después de desplazar una de ellas. Para estimar los parámetros α y δ, se considera la expresión:

$$\chi^2(\alpha,\delta;b) = \sum_n [\alpha t * b(n-\delta) - g(n)]^2 \tag{16}$$

Esta expresión muestra como los pesos o contribuciones de las líneas fuertes toman mayor valor que las líneas débiles. Esto es importante por que las líneas fuertes van a tener mejor relación de señal ruido. La ecuación 16 se puede escribir en el espacio de Fourier

$$\chi^2(\alpha,\delta;b) = \sum_n [\alpha T(k)B(k)e^{\frac{-2\pi ik\delta}{N}} - G(k)]^2 \tag{17}$$

El primer paso es filtrar cada espectro con una función de Bandpass para filtrar frecuencias en un cierto rango, antes de realizar el análisis por la transformada de Fourier. Así algunas componentes de la transformada de Fourier son removidas y otras son conservadas de acuerdo a la importancia dentro del filtro. El segundo grupo de pesos son determinados mediante mínimos cuadrados ajustándolos al pico de correlación, el ajuste afecta más por algunas componentes de Fourier que otras. Reescribiendo χ^2 usando las ecuaciones previas obtenemos:

$$\chi^2(\alpha,\delta;b) = \alpha^2 N\sigma_{t*b}^2 - 2\alpha N\sigma_g\sigma_t c * b(\delta) + N\sigma_g^2 \tag{18}$$

Donde σ^2_{t*b}

$$\sigma^2_{t*b} = \frac{1}{N}\sum(t*b)^2 \tag{19}$$

Minimizando respecto a α

$0 = \frac{\partial x^2}{\partial \alpha} = 2\alpha N\sigma^2_{t*b} - 2N\sigma_g\sigma_t c*b(\delta) + N\sigma^2_g$

Se obtiene

$$\alpha_{min} = \frac{\sigma_g\sigma_t}{\sigma^2_{t*b}} c*b(\delta) \tag{20}$$

Reescribiendo la ecuación 18 en función de α_{min}

$$\chi^2 = n\sigma^2_g(1 - \frac{\sigma^2_t}{\sigma^2_{t*b}}(c*b(\delta))^2) \tag{21}$$

El proceso de correlación cruzada necesita de supuestos específicos acerca de t, c y b. El primero de estos supuestos es que $b(n)$ sea una Gausiana de dispersión σ

$$b(n) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} e^{\frac{-n^2}{2\sigma^2}} \tag{22}$$

Usando la transformada discreta de Fourier de $b(n)$

$B(k) = \sum e^{\frac{-n^2}{2\sigma^2}} e^{\frac{-(i2\pi kn)}{N}}$

$$B(k) = e^{\frac{(-2\pi k\sigma)^2}{2N^2}} \tag{23}$$

Asumiendo la existencia de un pico más grande en $c(n)$ que es aproximadamente una campana Gausiana centrada en δ con una dispersión μ

$$c(n) \cong c(\delta)e^{\frac{-(n-\delta)^2}{2\mu^2}} \tag{24}$$

Usando la expresión de la transformada de Fourier de $c(n)$:

$$C(K) = \sqrt{2\pi}\mu c(\delta)e^{\frac{-(2\pi\mu k)^2}{2N^2}} e^{\frac{-2\pi i\delta k}{N}} \tag{25}$$

Finalmente, se supone que $t(n)$ tiene transformada de Fourier que es aproximadamente una Gausiana en amplitud, con ancho τ

$$t(n) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_t} e^{\frac{-n^2}{2\tau^2}} \tag{26}$$

La transformada discreta de Fourier de $t(n)$ es

$$T(k) = \sigma_t \frac{(2\pi N_\tau)^{\frac{1}{2}}}{(\sqrt{\pi})^{\frac{1}{2}}} e^{\frac{-(2\pi\tau k)^2}{2N^2}} \tag{27}$$

Entonces las expresiones para σ_{t*b} y $c*b(\delta)$ se pueden obtener usando la aproximación de la función Gausiana $\sum e^{\frac{-n^2}{\sigma^2}} \simeq \sqrt{\pi}\sigma$

$$\sigma_{t*b}^2 = \frac{1}{N}\sum t*b(n)^2 = \frac{1}{N^2}\sum |T(k)B(k)|^2 = \sigma_t^2 \frac{\tau}{\sqrt{\tau^2+\sigma^2}} \tag{28}$$

$$c*b(\delta) = \frac{1}{N}\sum_k C(k)B(k)e^{\frac{2\pi i\delta k}{N}} = c(\delta)\frac{\mu}{\sqrt{\mu^2+\sigma^2}} \tag{29}$$

Aunque $c(n)$ y $t(n)$ no son verdaderamente Gausianas, son unas aproximaciones adecuadas. El parametro δ es escogido siempre centrado en el mayor pico de $c(n)$ y es simétrico. También se encuentra centrado en $\frac{1}{\sigma_{t*b}}c*b(\delta)$. El valor apropiado para σ se puede encontrar maximizando $\frac{1}{\sigma_{t*b}}c*b(\delta)$
$0 = \frac{\partial}{\partial\sigma}\frac{1}{\sigma_{t*b}}c*b(\delta)$
Así el valor que minimiza a χ^2 es:

$$\sigma^2 = \mu^2 - 2\tau^2 \tag{30}$$

De aquí se puede observar como el ancho de la función de correlación cruzada (cross correlation) es un promedio de los anchos de las líneas cuadráticamente añadidas a los anchos de la plantilla (template) y por lo tanto es la suma cuadrática de 2 anchos estelares y el ancho de la velocidad de ensanchamiento. Si el ensanchamiento instrumental de la plantilla (template) y el espectro del objeto es el mismo la resta de la ecuación $3o$ se cancela. Es decir el espectro del objeto esta correlacionado con el espectro del template o plantilla, obteniéndose que el pico resultante se ajuste a una función simétrica suave. La altura central de ese ajuste lo determina α, el centro δ y el ancho con relación al ancho del template lo proporciona σ (Tonry & Davis 1979).

APÉNDICE B

Participación en el 1° Congreso Colombiano de Astronomía y Astrofíca

Descripción Básica del Modelo de Acreción Magnetosférica en estudios Astrofísicos

Oscar Alberto Restrepo Gaitán
Universidad Nacional de Colombia
Observatorio Astronómico Nacional
Ciudad Universitaria, Bogotá, Colombia
oarestrepog@unal.edu.co

Guillermo Franco
Universidad Nacional de Colombia
Observatorio Astronómico Nacional
Ciudad Universitaria, Bogotá, Colombia
glfrancoa@unal.edu.co

Resumen

En los estudios dinámicos de algunos objetos astrofísicos que tienen como componente fundamental un disco de acreción se puede estudiar cómo se acreta masa hacia la superficie del cuerpo central que está siendo atrapada por el campo magnético del sistema, alcanzando velocidades mayores a las de caída libre y generando una región de choque[1]. Esta descripción Astrofísica se conoce como el Modelo de Acreción Magnetosférica (MAM)[2] y permite estudiar esta región para determinar variables físicas del objeto bajo estudio como velocidad de choque, temperatura superficial, flujo, luminosidad.

1. Introducción

El modelo MAM describe espectralmente líneas de emisión anchas y en particular la componente de absorción con corrimiento al rojo vista en estas líneas y la distribución de energía espectral[3]. Este modelo se aplica a estrellas llamadas T Tauri donde se conoce de la presencia de este disco al cual se le atribuye parte del exceso visto en el espectro observado[4]. En la magnetosfera de acreción, el material en el disco es desplazado por el plano de las líneas de campo magnético estelar a unos pocos radios estelares, encaminado por las líneas de campo magnético, el material del fluido busca eventualmente la superficie estelar hasta alcanzar velocidades de caída libre (supersónicas) por lo tanto antes de llegar a la superficie estelar el gas forma una zona de choque en la fotosfera estelar[5]. El MAM esta basado en el flujo magnetosférico que es afectado por la presencia de un choque.

2. Generalidades del Modelo

Con el modelo de choque de acreción podemos estudiar propiedades físicas como

1. Velocidad superficial.
2. Temperatura superficial.
3. Presión de choque.
4. Flujo.
5. Luminosidad.

Asumiendo este efecto en una dimensión, figura 1[6], la geometría de la columna de acreción es plano paralela.

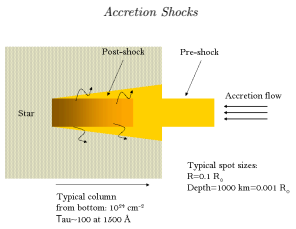


Figure 1. Esquema de choque unidimensional

Considerando que en el infinito la energía total del sistema es:

$$\frac{1}{2}m{v_s}^2 - \frac{GMm}{R} = 0 \tag{1}$$

despejando de (1) v_s que es velocidad en caída libre del material que se dirige hacia la superficie estelar, tendríamos que:

$$v_s = \left|\frac{2GM}{R}\right|^{1/2} \tag{2}$$

teniendo en cuenta que el choque de masa acretada desde el disco con la superficie estelar se da en un radio R_i, la velocidad superficial es afectada por un factor ζ igual a:

$$\zeta = \left|1 - \frac{R}{R_i}\right| \tag{3}$$

$$v_s = \left|\frac{2GM}{R}\right|^{1/2} \left|1 - \frac{R}{R_i}\right|^{1/2} \tag{4}$$

normalizando esta ecuacion a unidades solares con $M = 0.5M_\odot$ y $R = 2R_\odot$

$$v_s = \left|\frac{2G0.5M_\odot}{2R_\odot}\right|^{1/2} \left(\frac{M}{0.5M_\odot}\right)^{1/2} \left(\frac{R}{2R_\odot}\right)^{-1/2} \zeta^{1/2} \tag{5}$$

$$v_s = 307\ km\ s^{-1} \left(\frac{M}{0.5M_\odot}\right)^{1/2} \left(\frac{R}{2R_\odot}\right)^{-1/2} \zeta^{1/2} \tag{6}$$

M y R son la masa y el radio estelar, R_i es el radio donde se asume que se truncan la magnetosfera y el disco. Se asume un valor de $R_i = 5R$ en todos los casos, el cual es consistente con los valores obtenidos observacionalmente (Meyer, Calvet and Hillenbrand 1997)[7]; y con este valor, $\zeta = 0.8$. Las teorías de acreción magnetosférica indican que $R_i \propto \dot{M}^{-2/7}$ (Ghosh and Lamb 1979)[8]; así, en principio, ζ y R_i no son independientes de la tasa de acreción de masa. Sin embargo las evidencias observacionales no validan este comportamiento.

La densidad de partículas que caen hacia la superficie estelar está dada por:

$$\rho = \mu m_H n \tag{7}$$

donde μ es el peso molecular, m_H la masa del hidrógeno y n el número de partículas.

Despejando n de (7) tenemos:

$$n = \frac{\rho}{\mu m_H} \tag{8}$$

por otra parte la densidad de partículas también se puede escribir en términos de la masa acretada y el área de la columna de choque como:

$$\rho = \frac{\dot{M}}{Av_s} \tag{9}$$

en donde $\dot{M}$ es la tasa de acreción de masa y A es el área de la columna, la cual se expresa en términos del área superficial total como:

$$A = f4\pi R^2 \tag{10}$$

siendo f el factor de llenado.

Combinando las ecuaciones (9), (10) y usando valores típicos, la densidad de hidrógeno en el material que cae es:

$$n = 5.2 \times 10^{12}\ cm^{-3} \left(\frac{\dot{M}}{10^{-8}M_\odot yr^{-1}}\right) \left(\frac{M}{0.5M_\odot}\right)^{-1/2} \times \left(\frac{R}{2R_\odot}\right)^{-3/2} \left(\frac{f}{0.01}\right)^{-1} \left(1 - \frac{R}{R_i}\right)^{-1/2} \tag{11}$$

Para valores típicos de temperatura en la magnetosfera y fotosfera, $\leq$ 10000K (Hartmann, Hewett and Calvet 1994)[9] el flujo es altamente supersónico; así, antes que llegue a la superficie estelar el gas forma una zona de choque.

Para determinar la altura del choque respecto de la superficie estelar se compara la presión de la columna con presiones típicas de la fotosfera.
Mediante principios básicos sabemos que:

$$dW = Fds \tag{12}$$

donde W es el trabajo hecho por el sistema, F la fuerza normal que actúa sobre el área de sección transversal A y s el desplazamiento. En términos de la presión p del sistema, el trabajo se puede escribir como:

$$dW = pAds \tag{13}$$

ó

$$dW = pdV \tag{14}$$

siendo V el volumen del sistema. Integrando la expresión anterior, el trabajo total hecho por la masa acretada sobre sus alrededores está dado por :

$$W = pV \tag{15}$$

despejando la presión de (15) tendríamos:

$$p = \frac{W}{V} \tag{16}$$

$$p = \frac{Fd}{V} \tag{17}$$

$$p = \frac{mad}{V} \tag{18}$$

siendo m la masa y a la aceleración que experimenta

$$p = \rho ad \tag{19}$$

como es bien sabido ad se puede escribir en términos de la v^2, sustituyendo este valor en (19) e ignorando la presión térmica antes del choque, la presión de choque del material que cae (pre-choque) está dada por:

$$p_{ram} = \rho v_s^2 \tag{20}$$

esta es similar a la presión total (térmica + presión de choque) encerrada en la columna hasta llegar a la superficie estelar y está dada por:

$$p_{ram} = 7 \times 10^3 dyn\ cm^{-2} \left(\frac{\dot{M}}{10^{-8} M_\odot yr^{-1}} \right) \times \left(\frac{M}{0.5 M_\odot} \right)^{1/2} \left(\frac{R}{2R_\odot} \right)^{-5/2} \left(\frac{f}{0.01} \right)^{-1} \tag{21}$$

Por otra parte, la presión de la fotosfera está dada en términos de la profundidad óptica τ

$$p_{phot} \sim g\tau_{Ross}/\chi_{Ross} \tag{22}$$

donde χ_{Ross} y τ_{Ross} son la medida de la opacidad y la profundidad óptica de Rosseland.

Ya que el gas que cae con un alto número de Mach, esta es una buena aproximación para asumir que este choque es fuerte; en este caso la temperatura inmediatamente después del choque está dada por:

$$T_s = \frac{3}{16} \frac{\mu m_H}{k} v_s^2 = 8.6 \times 10^5 K \left(\frac{M}{0.5 M_\odot} \right) \left(\frac{R}{2R_\odot} \right)^{-1} \tag{23}$$

donde μ, m_H, y k son el peso molecular, la masa del átomo de hidrógeno, y la constante de Boltzmann respectivamente.

El flujo de energía en el choque debido a los portadores en la columna de acreción es igual a:

$$f = \frac{1}{2} \rho v_s^3 \tag{24}$$

$$f = 9.8 \times 10^{10}\ ergs\ cm^{-2}\ s^{-1} \left(\frac{\dot{M}}{10^{-8} M_\odot yr^{-1}} \right) \times \left(\frac{M}{0.5 M_\odot} \right) \left(\frac{R}{2R_\odot} \right)^{-3} \left(\frac{f}{0.01} \right)^{-1} \tag{25}$$

Combinando las ecuaciones (2), (4) y (10) la luminosidad total de la columna es:

$$L = (f + F_*)A = \zeta G \frac{M\dot{M}}{R} + F_* A = \zeta L_{acc} + F_* A \tag{26}$$

donde F_* es el flujo intrínseco de la estrella.

3. Conclusiones

Examinamos algunos detalles teóricos del modelo de choque de acreción; podemos resaltar que la tasa de acreción es un parámetro adecuado para entender la estructura y la evolución de los discos, que puede determinar entre otras características la dependencia radial de la densidad superficial del disco. Unas de las formas de determinar este parámetro requiere calcular la Luminosidad Total del sistema, a partir de los espectros característicos de los objetos estelares en cuestión; esperamos que este sea el siguiente paso en nuestras futuras investigaciones.

4. Referencias

[1] L. Landau and E. Lifshitz. Mecánica de fluidos, volumen 6. Editorial Reverté S.A., Barcelona, 1973.

[2] Nuria, Calvet. and Erick. Gullbring. ApJ (509) 1998. 802-818.

[3] Erick, Gullbring. et al. ApJ. (544) 2000. 927-932.

[4] Nuria, Calvet. et al. ApJ. (128) 2004. 1294-1318.

[5] Nuria, Calvet. y Erick. Gullbring. ApJ. (509) 1998.802-818.

[6] David, Ardila. Observations of accretion shock. IAU symposium 43, 2007.

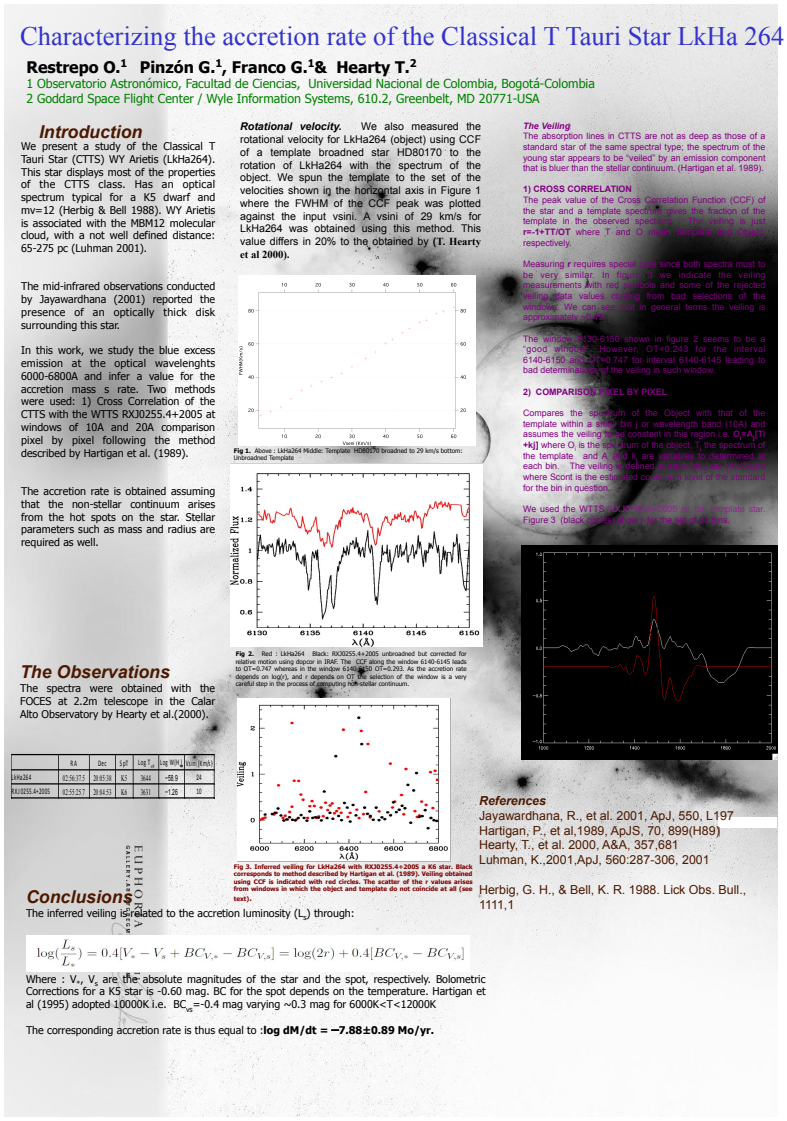
[7] Michael, Meyer et al. A J (114) 1997. 288-300.

[8] Arieh, Königl. ApJ (370) 1991. L39-L43.

[9] Lee, Hartmann. Robert, Hewett. and Nuria, Calvet. ApJ (426) 1994. 669-687.

APÉNDICE C

Participación en la XXVII GENERAL ASSEMBLY INTERNATIONAL ASTRONOMICAL UNION RIO DE JANEIRO BRASIL Rio de Janeiro Brasil, Agosto 3-14 de 2009



Characterizing the accretion rate of the Classical T Tauri Star LkHa 264

Restrepo O.[1] Pinzón G.[1], Franco G.[1]& Hearty T.[2]
1 Observatorio Astronómico, Facultad de Ciencias, Universidad Nacional de Colombia, Bogotá-Colombia
2 Goddard Space Flight Center / Wyle Information Systems, 610.2, Greenbelt, MD 20771-USA

Introduction

We present a study of the Classical T Tauri Star (CTTS) WY Arietis (LkHa264). This star displays most of the properties of the CTTS class. Has an optical spectrum typical for a K5 dwarf and mv=12 (Herbig & Bell 1988). WY Arietis is associated with the MBM12 molecular cloud, with a not well defined distance: 65-275 pc (Luhman 2001).

The mid-infrared observations conducted by Jayawardhana (2001) reported the presence of an optically thick disk surrounding this star.

In this work, we study the blue excess emission at the optical wavelenghts 6000-6800A and infer a value for the accretion mass s rate. Two methods were used: 1) Cross Correlation of the CTTS with the WTTS RXJ0255.4+2005 at windows of 10A and 20A comparison pixel by pixel following the method described by Hartigan et al. (1989).

The accretion rate is obtained assuming that the non-stellar continuum arises from the hot spots on the star. Stellar parameters such as mass and radius are required as well.

The Observations

The spectra were obtained with the FOCES at 2.2m telescope in the Calar Alto Observatory by Hearty et al.(2000).

	RA	Dec	Sp#	Log T_{eff}	Log $M/M_{\odot}$	vsini (Km/s)
LkHa264	02:56:37.5	20:05:38	K5	3644	-0.0.9	24
RXJ0255.4+2005	02:55:25.7	20:04:53	K6	3631	-1.26	10

Rotational velocity. We also measured the rotational velocity for LkHa264 (object) using CCF of a template broadned star HD80170 to the rotation of LkHa264 with the spectrum of the object. We spun the template to the set of the velocities shown in the horizontal axis in Figure 1 where the FWHM of the CCF peak was plotted against the input vsini. A vsini of 29 km/s for LkHa264 was obtained using this method. This value differs in 20% to the obtained by **(I. Hearty et al 2000).**

Fig 1. Above : LkHa264 Middle: Template HD80170 broadned to 29 km/s bottom: Unbroadned Template

Fig 2. Red : LkHa264 Black: RXJ0255.4+2005 unbroadned but corrected for relative motion using dopcor in IRAF. The CCF along the window 6140-6145 leads to OT=0.747 whereas in the window 6140-6150 OT=0.293. As the accretion rate depends on log(r), and r depends on OT the selection of the window is a very careful step in the process of computing non-stellar continuum.

Fig 3. Inferred veiling for LkHa264 with RXJ0255.4+2005 a K6 star. Black corresponds to method described by Hartigan et al. (1989). Veiling obtained using CCF is indicated with red circles. The scatter of the r values arises from windows in which the object and template do not coincide at all (see text).

Conclusions

The inferred veiling is related to the accretion luminosity (L_a) through:

$$\log(\frac{L_a}{L_*}) = 0.4[V_* - V_s + BC_{V,*} - BC_{V,s}] = \log(2r) + 0.4[BC_{V,*} - BC_{V,s}]$$

Where : V_*, V_s are the absolute magnitudes of the star and the spot, respectively. Bolometric Corrections for a K5 star is -0.60 mag. BC for the spot depends on the temperature. Hartigan et al (1995) adopted 10000K i.e. BC_{vs}=-0.4 mag varying ~0.3 mag for 6000K<T<12000K

The corresponding accretion rate is thus equal to :**log dM/dt = –7.88±0.89 Mo/yr.**

The Veiling

The absorption lines in CTTS are not as deep as those of a standard star of the same spectral type; the spectrum of the young star appears to be "veiled" by an emission component that is bluer than the stellar continuum. (Hartigan et al. 1989).

1) CROSS CORRELATION

The peak value of the Cross Correlation Function (CCF) of the star and a template spectrum gives the fraction of the template in the observed spectrum, the veiling is just **r=-1+TT/OT** where T and O mean Template and Object respectively.

Measuring **r** requires special care since both spectra must to be very similar. In figure 3 we indicate the veiling measurements with red symbols and some of the rejected veiling data values arising from bad selections of the windows. We can see that in general terms the veiling is approximately 1.0.

The window 6130-6150 shown in figure 2 seems to be a "good window". However, OT=0.243 for the interval 6140-6150 and OT=0.747 for interval 6140-6145 leading to bad determination of the veiling in such window.

2) COMPARISON PIXEL BY PIXEL

Compares the spectrum of the Object with that of the template within a single bin (or wavelength band (10A) and assumes the veiling is constant in this region i.e. **O=A[T1 +k]** where O_i is the spectrum of the object, T_i the spectrum of the template and A and k are variables to determined at each bin. The veiling is defined by **r=(A-1)/(A+k)** where Scont is the estimated continuum and r is calculated for the bin in question.

We used the WTTS RXJ0255.4+2005 as the template star. Figure 3 (black circles) shows the results of this.

References

Jayawardhana, R., et al. 2001, ApJ, 550, L197
Hartigan, P., et al,1989, ApJS, 70, 899(H89)
Hearty, T., et al. 2000, A&A, 357,681
Luhman, K.,2001,ApJ, 560:287-306, 2001

Herbig, G. H., & Bell, K. R. 1988. Lick Obs. Bull., 1111,1

APÉNDICE D

Participación en el 2° Congreso Colombiano de Astronomía y Astrofíca

Evolución de las tasas acreción en la transición T Tauri a post-T Tauri : ¿Puede el gas sobrevivir más de 10Ma?

Oscar Restrepo1[1]*,Giovanni Pinzón*[1]
[1] *Universidad Nacional, Observatorio Astronomico Nacional .*

RESUMEN

Determinamos las tasas de acreción de una muestra de 5 estrellas T Tauri pertenecientes a la asociación MBM12A ($\sim$ 2Ma) y para estrellas post T Tauri en las asociaciones TWA, BPMG, LCC y UCL. El intervalo de edad considerado en la muestra esta comprendido entre ~ 2 y ~ 16 Ma. Las medidas fueron realizadas usando dos métodos: El primero basado en determinaciones ópticas del 'veiling' de las lineas fotosféricas (para T Tauri) y el segundo basado en fotometría UBVI (para post T Tauri). Las tasas de acreción en MBM12A se encuentran en el rango de $10^{-8} M\odot/a$ resultado que se encuentra acorde con las tasas de acreción observadas en estrellas T Tauri pertenecientes a cúmulos, confirmando la tendencia general de un rápido decaimiento con la edad. Para las asociaciones TWA ($\sim$ 8Ma) y BPMG ($\sim$ 1Ma) las tasas de acreción son muy pequeñas del orden de $10^{-11} M\odot/a$. Sin embargo las estrellas frias, post T Tauri con $H\alpha$ en emisión pertenecientes al grupo de LCC / UCL presentan tasas de acreción del orden de $10^{-9} M\odot/a$ un valor muy alto considerando que la edad aceptada para LCC / UCL es del orden de $\sim$ 16Ma. Este resultado sugiere que el gas en los discos alrededor de las estrellas de LCC / UCL podría sobrevivir mas de lo esperado. Finalmente, se discuten brevemente las implicaciones en la formación de planetas gigantes.

Presentación oral

1

BIBLIOGRAFÍA

[1] E. E. Mamajek, W. A. Lawson, and E. D. Feigelson, "A radio survey of older T Tauri stars in the eta Chamaeleontis cluster," *pasa*, vol. 16, pp. 257–61, Dec. 1999.

[2] B. Zuckerman and R. A. Webb, "Identification of a nearby stellar association in thehipparcos catalog: Implications for recent, local star formation," *The Astrophysical Journal*, vol. 535, no. 2, p. 959, 2000.

[3] C. A. O. Torres, L. da Silva, G. R. Quast, R. de la Reza, and E. Jilinski, "A new association of post-t tauri stars near the sun," *The Astronomical Journal*, vol. 120, no. 3, p. 1410, 2000.

[4] S. J. Kenyon, L. Hartmann, R. Hewett, L. Carrasco, I. Cruz-Gonzalez, E. Recillas, L. Salas, A. Serrano, K. M. Strom, S. E. Strom, and G. Newton, "The hot SPOT in DR Tauri," *aj*, vol. 107, pp. 2153–2163, June 1994.

[5] M. R. Meyer, S. V. W. Beckwith, and A. Natta, "The structure of disks and envelopes around young stars: new results from ISO," in *Herbig-Haro Flows and the Birth of Stars* (B. Reipurth and C. Bertout, eds.), vol. 182 of *IAU Symposium*, p. 224P, 1997.

[6] A. Koenigl, "Disk accretion onto magnetic T Tauri stars," *apjl*, vol. 370, pp. L39–L43, Mar. 1991.

[7] M. Camenzind, "Magnetized Disk-Winds and the Origin of Bipolar Outflows.," in *Reviews in Modern Astronomy* (G. Klare, ed.), vol. 3 of *Reviews in Modern Astronomy*, pp. 234–265, 1990.

[8] F. Shu, J. Najita, E. Ostriker, F. Wilkin, S. Ruden, and S. Lizano, "Magnetocentrifugally driven flows from young stars and disks. 1: A generalized model," *apj*, vol. 429, pp. 781–796, July 1994.

[9] E. Gullbring, L. Hartmann, C. Briceno, and N. Calvet, "Disk accretion rates for t tauri stars," *The Astrophysical Journal*, vol. 492, no. 1, p. 323, 1998.

[10] E. Gullbring, N. Calvet, J. Muzerolle, and L. Hartmann, "The Structure and Emission of the Accretion Shock in T Tauri Stars. II. The Ultraviolet-Continuum Emission," *apj*, vol. 544, pp. 927–932, Dec. 2000.

[11] S. P. Matt, G. Pinzón, R. de la Reza, and T. P. Greene, "Spin evolution of accreting young stars. i. effect of magnetic star-disk coupling," *The Astrophysical Journal*, vol. 714, no. 2, p. 989, 2010.

[12] R. Jayawardhana, "Timescales of Disk Evolution and Planet Formation," in *Planetary Systems in the Universe* (A. Penny, ed.), vol. 202 of *IAU Symposium*, p. 196, 2004.

[13] G. H. Herbig and K. R. Bell, *Third Catalog of Emission-Line Stars of the Orion Population : 3 : 1988*. 1988.

[14] E. Martín, "Weak and post-T Tauri stars around B-type members of the Scorpius-Centaurus OB association," *Astronomical Journal*, vol. 115, p. 351, Jan. 1998.

[15] R. White and G. Basri, "Very Low Mass Stars and Brown Dwarfs in Taurus," in *Brown Dwarfs* (E. Martín, ed.), vol. 211 of *IAU Symposium*, p. 143, June 2003.

[16] G. H. Herbig, "The properties and problems of T Tauri stars and related objects.," *Advances in Astronomy and Astrophysics*, vol. 1, pp. 47–103, 1962.

[17] D. Lynden-Bell and J. Pringle, "The evolution of viscous discs and the origin of the nebular variables.," *mnras*, vol. 168, pp. 603–637, Sept. 1974.

[18] C. Bertout, G. Basri, and J. Bouvier, "Accretion disks around t tauri stars," *Apj*, vol. 330, pp. 350–373, July 1988.

[19] G. Basri and C. Bertout, "Accretion disks around T Tauri stars. II - Balmer emission," *apj*, vol. 341, pp. 340–358, June 1989.

[20] T. Hearty, R. Neuhäuser, B. Stelzer, M. Fernández, J. M. Alcalá, E. Covino, and V. Hambaryan, "ROSAT PSPC observations of T Tauri stars in MBM12 PSPC observations of T Tauri stars in MBM12," *aap*, vol. 353, pp. 1044–1054, Jan. 2000.

[21] M. W. Pound, R. W. Wilson, and T. M. Bania, "Subparsec clumping in the nearby molecular cloud MBM 12," *apj*, vol. 351, pp. 165–175, Mar. 1990.

[22] T. Zimmermann and H. Ungerechts, "A complete CO map of the nearest molecular cloud, L1457," *aap*, vol. 238, pp. 337–346, Nov. 1990.

[23] J. H. Kastner, D. P. Huenemoerder, N. Schulz, B. Zuckerman, D. A. Weintraub, E. J. Gaidos, and H. Negoro, "ASCA and ROSAT Observations of TW Hya: X-ray Spectroscopy of the Nearest T Tauri Star," in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, vol. 29 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, p. 1361, Dec. 1997.

[24] R. A. Webb, B. Zuckerman, I. Platais, J. Patience, R. J. White, M. J. Schwartz, and C. McCarthy, "Discovery of Seven T Tauri Stars and a Brown Dwarf Candidatein the Nearby TW Hydrae Association," *apjl*, vol. 512, pp. L63–L67, Feb. 1999.

[25] C. Broeg, V. Joergens, M. Fernández, D. Husar, T. Hearty, M. Ammler, and R. Neuhäuser, "Rotational periods of T Tauri stars in Taurus-Auriga, south of Taurus-Auriga, and in MBM12," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 450, pp. 1135–1148, May 2006.

[26] F. Jablonski, R. Baptista, J. Barroso, C. D. Gneiding, F. Rodrigues, and R. P. Campos, "Calibration of the UBVRI high-speed photometer of Laboratorio Nacionale de Astrofisica, Brazil," *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, vol. 106, pp. 1172–1183, Nov. 1994.

[27] S. M. Rucinski and J. Krautter, "TW Hya - A T Tauri star far from any dark cloud," *aap*, vol. 121, pp. 217–225, May 1983.

[28] B. Zuckerman, I. Song, M. Bessell, and R. Webb, "The β pictoris moving group," *Astrophysical Journal, Letters*, vol. 562, pp. L87–L90, Nov. 2001.

[29] I. Song, B. Zuckerman, and M. S. Bessell, "New Members of the TW Hydrae Association, β Pictoris Moving Group, and Tucana/Horologium Association," *Astrophysical Journal*, vol. 599, pp. 342–350, Dec. 2003.

[30] D. Kaisler, B. Zuckerman, I. Song, B. A. Macintosh, A. J. Weinberger, E. E. Becklin, Q. M. Konopacky, and J. Patience, "HD 199143 and HD 358623: Two recently identified members of the β Pictoris moving group," *aap*, vol. 414, pp. 175–179, Jan. 2004.

[31] M. E. van den Ancker, M. R. Pérez, D. de Winter, and B. McCollum, "A young stellar group associated with HD 199143 (d=48 pc)," *aap*, vol. 363, pp. L25–L28, Nov. 2000.

[32] B. Zuckerman and I. Song, "Dusty debris disks as signposts of planets: Implications for spitzer space telescope," *The Astrophysical Journal*, vol. 603, no. 2, p. 738, 2004.

[33] C. A. O. Torres, G. R. Quast, L. da Silva, R. de La Reza, C. H. F. Melo, and M. Sterzik, "Search for associations containing young stars (SACY). I. Sample and searching method," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 460, pp. 695–708, Dec. 2006.

[34] I. Song, M. S. Bessell, and B. Zuckerman, "Lithium Depletion Boundary in a Pre-Main-Sequence Binary System," *apjl*, vol. 581, pp. L43–L46, Dec. 2002.

[35] D. Barrado y Navascués, J. R. Stauffer, I. Song, and J.-P. Caillault, "The Age of beta Pictoris," *apjl*, vol. 520, pp. L123–L126, Aug. 1999.

[36] R. de La Reza, C. A. O. Torres, and I. C. Busko, "Lithium in flare stars," *mnras*, vol. 194, pp. 829–839, Mar. 1981.

[37] C. C. Batalha, G. R. Quast, C. A. O. Torres, P. C. R. Pereira, M. A. O. Terra, F. Jablonski, R. P. Schiavon, J. R. de La Reza, and M. J. Sartori, "Photometric variability of southern T Tauri stars," *Astronomy & Astrophysics, Supplement*, vol. 128, pp. 561–571, Mar. 1998.

[38] P. Hartigan, S. Edwards, and L. Ghandour, "Disk Accretion and Mass Loss from Young Stars," *ApJ*, vol. 452, p. 736, Oct. 1995.

[39] J. Basmah, Riaz. D. Mullan and E. G. John, "Spitzer observations of nearby m dwarfs," *The Astrophysical Journal*, vol. 650, p. 1133, 2006.

[40] G. Basri and C. Batalha, "Hamilton echelle spectra of young stars. I - Optical veiling," *ApJ*, vol. 363, pp. 654–669, Nov. 1990.

[41] U. Bastian and R. Mundt, "UBV photometry of T Tauri stars and related objects," *Astronomy & Astrophysics, Supplement*, vol. 36, pp. 57–60, Apr. 1979.

[42] C. Bertout, "T tauri stars: wild as dust.," *Ann.Rev.Astron.Astrophys.*, vol. 27, p. 351, 1989.

[43] C. Bertout, "T tauri stars: an overview," *Reports on Progress in Physics*, vol. 47, no. 2, p. 111, 1984.

[44] C. Bertout and J. Bouvier, "T Tauri disk models.," in *European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings* (B. Reipurth, ed.), vol. 33 of *European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings*, pp. 215–232, Sept. 1989.

[45] J. Bouvier, C. Bertout, and P. Bouchet, "Spots on T Tauri stars - The photometric database," *Astronomy & Astrophysics, Supplement*, vol. 75, pp. 1–19, Oct. 1988.

[46] J. Bouvier, M. Forestini, and S. Allain, "The angular momentum evolution of low-mass stars.," *aap*, vol. 326, pp. 1023–1043, Oct. 1997.

[47] C. H. Chen, B. M. Patten, M. W. Werner, C. D. Dowell, K. R. Stapelfeldt, I. Song, J. R. Stauffer, M. Blaylock, K. D. Gordon, and V. Krause, "A spitzer study of dusty disks around nearby, young stars," *The Astrophysical Journal*, vol. 634, p. 1372, 2005.

[48] V. M. Costa, J. F. Gameiro, and M. T. V. T. Lago, "Is lkhα 264 like a young, extremely active sun?," *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, vol. 307, p. L23, 1999.

[49] D. Kaisler, B. Zuckerman, I. Song, B. A. Macintosh, A. J. Weinberger, E. E. Becklin, Q. M. Konopacky, and J. Patience, "Hd 199143 and hd 358623: Two recently identified members of the β pictoris moving group," *A&A*, vol. 414, no. 1, pp. 175–179, 2004.

[50] E. W. Guenther, M. Esposito, R. Mundt, E. Covino, J. M. Alcalá, F. Cusano, and B. Stecklum, "Pre-main sequence spectroscopic binaries suitable for vlti observations," *A&A*, vol. 467, no. 3, pp. 1147–1155, 2007.

[51] S. Edwards, "The Role of Accretion Disks in Establishing the Initial Angular Momentum of Low Mass Stars," *rmxaa*, vol. 29, p. 35, July 1994.

[52] S. Edwards, S. E. Strom, P. Hartigan, K. M. Strom, L. A. Hillenbrand, W. Herbst, J. Attridge, K. M. Merrill, R. Probst, and I. Gatley, "Angular momentum regulation in low-mass young stars surrounded by accretion disks," *aj*, vol. 106, pp. 372–382, July 1993.

[53] G. P. Estrada, *Acrescao e momento angular em estrelas jovens de baixa massa.* PhD thesis, Observatorio Nacional Brasil, 2006.

[54] F. Favata, G. Micela, S. Sciortino, and F. D'Antona, "The evolutionary status of activity-selected solar-type stars and of T Tauri stars as derived from HIPPARCOS parallaxes: evidence for long-lived T Tauri disks?," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 335, pp. 218–226, July 1998.

[55] F. C. Fekel and B. W. Bopp, "Optical Spectroscopy of the Dusty K5 V Star HD 98800," *Astrophysical Journal, Letters*, vol. 419, p. L89, Dec. 1993.

[56] U. Finkenzeller and G. Basri, "The circumstellar environment of chromospherically active T Tauri stars.," in *Circumstellar Matter* (I. Appenzeller and C. Jordan, eds.), vol. 122 of *IAU Symposium*, pp. 103–104, 1987.

[57] R. Gehren, Thomas. Ottmann and J. Reetz, "Photospheric metal abundances of ar lacertae," *ASTRONOMY AND ASTROPHYSICS*, p. 1, 1998.

[58] E. Guenther and F. V. Hessman, "The spectral variability of DR Tauri," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 268, pp. 192–200, Feb. 1993.

[59] P. Hartigan, S. Edwards, and L. Ghandour, "Accretion and Outflow from Young Stars," in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series* (M. Pena and S. Kurtz, eds.), vol. 3 of *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica, vol. 27*, p. 93, Dec. 1995.

[60] P. Hartigan, L. Hartmann, S. Kenyon, R. Hewett, and J. Stauffer, "How to unveil a T Tauri star," *Astrophysical Journal, Supplement*, vol. 70, pp. 899–914, Aug. 1989.

[61] P. Hartigan, S. J. Kenyon, L. Hartmann, S. E. Strom, S. Edwards, A. D. Welty, and J. Stauffer, "Optical excess emission in T Tauri stars," *ApJ*, vol. 382, pp. 617–635, Dec. 1991.

[62] K. G. Henize, "Observations of southern emission-line stars," *Astrophysical Journal, Supplement*, vol. 30, pp. 491–550, Apr. 1976.

[63] G. Herbig, "The Young Cluster IC 348," *ApJ*, vol. 497, p. 736, Apr. 1998.

[64] W. Herbst, J. Eislöffel, R. Mundt, and A. Scholz, "The Rotation of Young Low-Mass Stars and Brown Dwarfs," *Protostars and Planets V*, pp. 297–311, 2007.

[65] C. M. JOHNS-KRULL, J. A. VALENTI, and J. L. LINSKY, "An iue atlas of pre-main-sequence stars. ii. far-ultraviolet accretion diagnostics in t tauri stars," *THE ASTROPHYSICAL JOURNAL,*, vol. 539, p. 815, 2000.

[66] A. Joy, "T tauri variable stars.," *ApJ*, vol. 102, p. 168, sep 1945.

[67] S. J. Kenyon and L. Hartmann, "Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular Cloud," *Astrophysical Journal, Supplement*, vol. 101, p. 117, Nov. 1995.

[68] S. Lépine and M. Simon, "Nearby Young Stars Selected by Proper Motion. I. Four New Members of the β Pictoris Moving Group From The Tycho-2 Catalog," *Astronomical Journal*, vol. 137, pp. 3632–3645, Mar. 2009.

[69] V. V. Makarov, "The lupus association of pre-main-sequence stars: Clues to star formation scattered in space and time," *The Astrophysical Journal*, vol. 658, no. 1, p. 480, 2007.

[70] E. E. Mamajek, M. R. Meyer, and J. Liebert, "Post■t tauri stars in the nearest ob association," *The Astronomical Journal*, vol. 124, p. 1670, 2002.

[71] J. C. Mermilliod, "Catalogue of UBV Photometry and MK Spectral Types in Open Clusters (Third Edition)," *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, vol. 31, p. 175, Nov. 1986.

[72] D. L. Padgett, L. Cieza, K. R. Stapelfeldt, N. J. E. II, D. Koerner, A. Sargent, M. Fukagawa, E. F. van Dishoeck, J. C. Augereau, L. A. G. Blake, T. Brooke, N. Chapman, P. Harvey, A. Porras, S. P. Lai, L. Mundy, and P. C. Myers, "The spitzer c2d survey of weak-line t tauri stars. i. initial results," *The Astrophysical Journal*, vol. 645, p. 1283, 2006.

[73] L. M. Rebull, S. C. Wolff, and S. E. Strom, "Stellar Rotation in Young Clusters: The First 4 Million Years," *aj*, vol. 127, pp. 1029–1051, Feb. 2004.

[74] R. de la Reza and G. P. Estrada, "On the rotation of post■t tauri stars in associations," *The Astronomical Journal*, vol. 128, p. 1812, 2004.

[75] G. H. Rieke and M. J. Lebofsky, "The interstellar extinction law from 1 to 13 microns," *Astrophysical Journal*, vol. 288, pp. 618–621, Jan. 1985.

[76] M. Robberto, J. Song, M. G. Carrillo, S. V. W. Beckwith, R. B. Makidon, and N. Panagia, "Hubble space telescope wfpc2 study of the trapezium cluster: The influence of circumstellar disks on the initial mass function," *The Astrophysical Journal*, vol. 606, p. 952, 2004.

[77] S. H. P. Alencar, G. Basri, L. Hartmann, and N. Calvet, "The extreme t tauri star rw aur: accretion and outflow variability," *A&A*, vol. 440, no. 2, pp. 595–608, 2005.

[78] A. Scholz, J. Coffey, A. Brandeker, and R. Jayawardhana, "Rotation and activity of pre-main-sequence stars," *The Astrophysical Journal*, vol. 662, no. 2, p. 1254, 2007.

[79] A. Scholz, R. Jayawardhana, K. Wood, G. Meeus, B. Stelzer, C. Walker, and M. O'Sullivan, "Evolution of Brown Dwarf Disks: A Spitzer Survey in Upper Scorpius," *ApJ*, vol. 660, pp. 1517–1531, May 2007.

[80] L. Siess, E. Dufour, and M. Forestini, "An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 358, pp. 593–599, June 2000.

[81] D. R. Soderblom, J. R. King, and T. J. Henry, "High-resolution spectroscopy of some very active southern stars," *The Astronomical Journal*, vol. 116, no. 1, p. 396, 1998.

[82] I. Song, B. Zuckerman, and M. S. Bessell, "On Ca II Emission as an Indicator of the Age of Young Stars," *Astrophysical Journal, Letters*, vol. 614, pp. L125–L127, Oct. 2004.

[83] B. Stelzer and R. Neuhäuser, "X-ray emission from young stars in Taurus-Auriga-Perseus: Luminosity functions and the rotation - activity - age - relation," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 377, pp. 538–556, Oct. 2001.

[84] H. C. Stempels and G. F. Gahm, "The close T Tauri binary V 4046 Sagittarii," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 421, pp. 1159–1168, July 2004.

[85] V. Straižys, J. Zdanavičius, K. Zdanavičius, A. Kazlauskas, K. Černis, V. Laugalys, R. P. Boyle, C. J. Corbally, and A. G. D. Philip, "Photometric Investigation of the MBM 12 Molecular Cloud Area in ARIES. III. CCD Photometry," *Baltic Astronomy*, vol. 14, pp. 555–570, 2005.

[86] C. Sá, M. T. V. T. Lago, and M. V. Penston, "Stellar wind flows in T Tauri stars.," in *Circumstellar Matter* (I. Appenzeller and C. Jordan, eds.), vol. 122 of *IAU Symposium*, pp. 105–106, 1987.

[87] J. A. Valenti, C. M. Johns-Krull, and J. L. Linsky, "An iue atlas of pre-main-sequence stars. i. co-added final archive spectra from the swp camera," *The Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 129, no. 1, p. 399, 2000.

[88] S. N. Vogel and L. V. Kuhi, "Rotational velocities of pre-main-sequence stars," *apj*, vol. 245, pp. 960–976, May 1981.

[89] P. Weise, R. Launhardt, J. Setiawan, and T. Henning, "Rotational velocities of nearby young stars," *ArXiv e-prints*, May 2010.

[90] R. Wichmann, J. Krautter, E. Covino, J. M. Alcala, R. Neuhaeuser, and J. H. M. M. Schmitt, "The T Tauri star population in the Lupus star forming region.," *Astronomy & Astrophysics*, vol. 320, pp. 185–195, Apr. 1997.