



UNIVERSIDAD DE GUANAJUATO
DIVISIÓN DE CIENCIAS NATURALES Y EXACTAS
CAMPUS GUANAJUATO

INESTABILIDADES DE RAYLEIGH-TAYLOR EN
DISCOS PROTOPLANETARIOS

Tesis presentada al:
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMÍA

como requisito para la obtención del grado de
MAESTRÍA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

por
Lic. en Física SEBASTIÁN CAMILO MORALES GUTIÉRREZ

asesorado por
DR. ERICK NAGEL VEGA

Guanajuato, Gto. - Marzo de 2018

Ocurre que a veces las personas se van de tu vida, sin alcanzar a agradecerle con tus propios logros, todo el apoyo que durante su vida te brindaron, ocurre que tienes una vida por delante para poder recordarlos...

A Pablo E. Gutiérrez García.

*“Aquel que tiene un porqué para vivir puede enfrentarse a casi cualquier cómo.”
- Friedrich Nietzsche*

Resumen

En el estudio de la formación estelar, la interacción entre la protoestrella y el disco protoplanetario, remanente del colapso de la nube, ocurren cuando el sistema es evolucionado. Las observaciones infrarrojas principalmente por el *Spitzer*, requieren detallar el escenario físico de tal interacción y con ello explicar variabilidades detectadas en sus bandas (3.6, 4.5, 5.8 y 8.0 μm). El modelo: disco interno - protoestrella, que incluye una pared curva interna axisimétrica y cuyos flujos de acreción están canalizados completamente por las líneas del campo magnético hacia el objeto central, han sido simulados para evidenciar su papel sobre la SED del sistema y muestran un escenario aparentemente muy estable y que no permite dar explicaciones a dichas variaciones en el flujo. Por otra parte, en aquellos sistemas en los cuales el alcance efectivo de la magnetósfera (R_{mag}) de la protoestrella es más grande que el radio de sublimación del polvo (R_{sub}) en el disco ($R_{mag} > R_{sub}$), se hace perfectamente plausible considerar inestabilidades de Rayleigh-Taylor (R-T), que efectivamente cambien el transporte de material, la morfología de la pared, el área efectiva de re-emisión y por ende su SED.

En este trabajo se discutió la pertinencia en considerar dicho modelo parametrizado; un poco más sofisticado que los desarrollados en algunos estudios previos y con el que se puede dar una explicación a esos cambios en la geometría del disco interno en sistemas de formación de Enanas Marrón; los cuales en un primer análisis cualitativo, mostraron un espacio de parámetros consistente para nuestro modelo. Con todo esto, fue posible sustentar las inestabilidades de R-T como la causante de dichas variabilidades. Aplicando todas estas consideraciones en un código que simula la SED del disco + la protoestrella, fue posible obtener variaciones en el flujo infrarrojo, generando cambios entre 20% hasta incluso un poco más del 100%, este último cuando se consideran diferentes escenarios de inclinación principalmente. Al mismo tiempo, esto se traduce en cambios para las bandas del *Spitzer* entre 0.3-1.0 mag, decayendo hacia mayores longitudes de onda respectivamente.

Abstract

In the study of stellar formation, the interaction between the protostar and the protoplanetary disk remnant of the collapse of the cloud, occurs when the system is evolved. The infrared observations mainly by Spitzer, require consider a physical scenario of such interaction related with its variabilities detected in their bands (3.6, 4.5, 5.8 and 8.0 μm). The model: internal disc - protostar that includes an internal curved wall whose accretion flows are completely canalized by the lines of the magnetic field towards the central object, they have been simulated to show its role on the SED of the system and show a scenario apparently very stable and does not allow explanations to such variations in the observed flux. On the other hand, in those systems in which the effective magnetosphere radius (R_{mag}) of the protostar is larger than the radius of sublimation of the dust (R_{sub}) on the disk ($R_{mag} > R_{sub}$), it becomes perfectly plausible to consider Rayleigh-Taylor instabilities (R-T). This effectively change the transport of material, the morphology of the wall, the effective area of re-emission and therefore the SED.

In this work, the pertinence in considering this parametrized model is discussed. A more sophisticated than those developed in some previous studies and with which an explanation can be given those changes in the internal geometry of the disk in systems forming Brown Dwarfs; which in a first qualitative analysis, showed a consistent parameter space for our model. With all this, it was possible to sustain the instabilities of R-T as the cause of the variabilities. Applying all these considerations in a code that simulates the SED of the disk and the protostar, it was possible to obtain infrared flux variations, between 20% and even a little more than 100%, when considering different scenarios of inclinations mainly. At the same time, this translates into changes for the Spitzer bands between 0.3-1.0 mag, decaying towards longer wavelengths respectively.

Índice general

1	INTRODUCCIÓN	1
1.1	Perspectiva global de la formación estelar	2
1.1.1	Etapa prematura de la formación estelar	3
1.1.2	Contexto galáctico	5
1.1.3	Observaciones de sistemas protoestelares	6
1.2	Detalle de la formación en sistemas estelares	7
1.2.1	Formación estelar inducida	9
1.3	Discos Protoplanetarios	11
1.3.1	Formación y Evolución	12
1.3.2	Propiedades de los discos protoplanetarios	15
1.3.3	Disco interno	18
1.4	Efectos del Campo Magnético	19
1.5	Inestabilidades de Rayleigh Taylor	21
2	ENANAS MARRÓN	25
2.1	Preliminares	26
2.2	Formación en sistemas de Enanas Marrón	27
2.2.1	Descripción del modelo	27
2.2.2	Estabilidad del modelo	28
2.3	Consideraciones Observacionales	31
2.4	Definición de los parámetros	32
3	ACERCA DEL CÓDIGO	37
3.1	Contexto	38
3.2	El Código	39
3.2.1	Caracterización de la Pared	41
3.2.2	Pared de Sublimación 3D	43
3.3	Incorporación de la Inestabilidad	44

4	DISCOS CON INESTABILIDADES DE RAYLEIGH-TAYLOR	49
4.1	Espacio de parámetros	50
4.2	SEDs con Inestabilidades de R-T	51
4.2.1	Inclinación y distancia	56
4.3	Variabilidad en la SED	58
5	CONCLUSIONES	63
A	El código:	65
B	Morfología de la pared	67

Índice de tablas

1.1	<i>Resumen de algunas características físicas que permiten demarcar cuatro distintas fases, en las que se puede encontrar el Medio Interestelar (MI). Cabe resaltar que, en la fase Tibia/Warm hay dos diferentes sub-regiones, una menos densa $(0.2 - 0.5)\text{cm}^{-3}$, generada por gas difuso e ionizado ubicado mucho más alto respecto al plano medio del disco (para galaxias espirales por supuesto) y una compacta, con densidades del orden de $(10^2 - 10^4)\text{cm}^{-3}$; también conocidas como regiones HII centrales, que se ven delimitadas por la esfera de Stromgren. . .</i>	3
2.1	Lista de algunos de los parámetros estelares establecidos en (Mayne & Harries, 2010) y que son relevantes para describir nuestro modelo.	28
4.1	Organización de los parámetros fundamentales en objetos jóvenes (EM) que son considerados en Faherty et al. (2016) en su tabla 14; de las 69 fuentes en total estudiadas en dicho trabajo, nosotros hicimos una selección de 8 casos que abarcaran la gran parte de nuestro rango en temperaturas. Tales parámetros se definieron en el código a fin de modelar discos protoplanetarios al rededor de este tipo de objetos y detectar posibles variabilidades subyacentes.	51

Índice de figuras

1.1	<i>Banard 68, una nube molecular grande y densa ubicada en la constelación de Ofiuco. En la imagen óptica de la izquierda se puede notar la presencia una región oscura, ocultando los objetos detrás de ella debido a la presencia del polvo que absorbe dicha luz; a la derecha, una imagen de la misma región pero que al observarse en longitudes de onda infrarrojas se perciben casi transparentes, es de esperarse que esta nube pueda llegar a colapsar y dar paso a procesos de formación estelar. Imagen tomada de: https://stardate.org/radio/program/barnard-68 (FORS Team/VLT Antu/ESO; ESO).</i>	4
1.2	<i>Imagen comparativa de la galaxia espiral barrada M83 conocida como la galaxia austral del remolino y una de las más grandes y cercanas a la nuestra; en el visible y en el infrarrojo respectivamente. Es notorio como el polvo oscurece la mayoría de las estrellas en los brazos para el caso visible y como en contraste son resaltados en el infrarrojo. Las regiones rojas en la imagen dan cuenta de grandes concertaciones de polvo y muy seguramente regiones de formación estelar muy activas.</i>	5
1.3	<i>a.) Distribución espectral de energía para una protoestrella, los triángulos indican las observaciones de Adams et al. (1987), mientras que las líneas son modelos teóricos de nubes moleculares en rotación y colapso, el espectro es calculado en un radio $r_3 = 2 \times 10^{17}$ cm fuera de la protoestrella; una absorción debido al polvo es observada en $\log(\nu) = 13.5$. b.) Distribución espectral de una estrella joven T Tauri, los triángulos abiertos son los datos observados en el óptico e infrarrojo, mientras los círculos son observaciones en el submilimétrico, las líneas indican modelos de espectros teóricos que describen discos no asumidos como ópticamente gruesos y por ende representan masas de 1.0, 0.1 y 0.01 M_{\odot} de arriba hacia abajo.</i>	9
1.4	<i>(Izquierda) evidencia de formación inducida o auto-propagación de la formación estelar en la región de Orión. Los contornos solidos delimitan las nubes moleculares, los contornos discontinuos encierran las asociaciones OB. En la figura se destacan subgrupos llamados 1a, 1b y 1c, donde el primero es el más viejo y se van haciendo cada vez más jóvenes. (Derecha) esquema ilustrativo de la formación estelar inducida por ondas de choque de supernova en Henize 206, tomado de [http://www.spitzer.caltech.edu/images/3248-ssc2004-04b-Illustration-of-Star-Formation-in-Henize-206].</i>	11

1.5	<i>La imagen fue tomada con la NICMOS: Near Infrared Camera Multi-Object Spectrometer y en la que se puede apreciar un hueco en el disco (transicional o evolucionado) alrededor de la estrella enana roja TW Hydrae, que se encuentra aproximadamente a 55 pc en la constelación de Hydra. Tal separación en el disco se puede explicar suponiendo la presencia de un planeta en crecimiento que por su acción gravitatoria esta barriendo el material a su alrededor. Las observaciones del Hubble fueron tomadas el 17 de junio de 2005. Creditos: NASA, ESA, J. Debes (STScI), H. Jang-Condell (University of Wyoming), A. Weinberger (Carnegie Institution of Washington), A. Roberge (Goddard Space Flight Center), G. Schneider (University of Arizona, Steward Observatory), and A. Feild (STScI, AURA).</i>	12
1.6	<i>Caracterización de la evolución de varios discos con sus determinadas masas incluyendo la de la protoestrella y acreciones con respecto al tiempo, desde que inicio el colapso. Líneas solidas: definen las masas estelares en formación y las de los discos (el disco fue formado en 0.03 Myr); Línea discontinua: tasa de acreción del disco. la fase de colapso termina en $\sim 10^5$yr.</i>	13
1.7	<i>Relación entre la masa del objeto central y la masa de los disco protoplanetarios, el límite superior indica el máximo en el rango de masas hasta donde se han detectado discos; las líneas discontinuas demarcan una razón en masa de 1%. En su mayoría, los discos alrededor de objetos de $(0.04 - 10M_{\odot})$ se encuentran en la zona gris.</i>	15
1.8	<i>Imágenes del continuo en banda ancha del cercano infrarrojo en el disco Orión 114-426, donde se evidencian a medida que se incrementa la longitud de onda, lóbulos polares en escala de grises. Cada imagen ha sido magnificada y rotada en una posición común, con un tamaño de $2.''86 \times 1.''71$, estas imágenes fueron seleccionadas del trabajo de (McCaughrean et al., 1998).</i>	16
1.9	<i>Esquema construido a partir de la imagen del disco Orión 114-426 (sup-izq) y una figura de Dullemond et al. (2007) (sup-der) para ilustrar las características generales de la estructura de los discos protoplanetarios. La imagen superior izquierda se contrasta con un modelo general usado en este trabajo y en el que se detallan distintas regiones del disco interno y algunas otras más externas, así como también fenómenos consecuencia de la radiación proveniente del objeto central (flujos de vaporización). En la derecha, una SED que sirve para ilustrar la región de la distribución espectral que se relaciona con cada una de las regiones del disco, resaltando tres principalmente, como se puede observar el primer pico de la componente total del flujo del disco es proveniente de la región interna.</i>	17
1.10	<i>Observaciones de la estrella T Tauri GM Aur, junto con el mejor ajuste de un disco inclinado, los parámetros definidos son: radio interno (R_{in}) del disco de 4.8AU, un radio externo de 311AU y un ángulo de inclinación de 59°. Esta imagen fue tomada de (Bodenheimer, 2011), página 14.</i>	20
1.11	<i>Simulación hidrodinámica del crecimiento de una inestabilidad de Rayleigh-Taylor en fluidos usando GIZMO, el potencial gravitacional apunta hacia abajo, en cuyo escenario el fluido menos denso sostiene al más denso en un evidente equilibrio inestable fácilmente perturbado con alguna inestabilidad; debido a la descripción física en profundidad las inestabilidades crecen exponencialmente con el tiempo. La forma en la que el fluido se deforma se conoce como lenguas. Imagen tomada de: http://www.tapir.caltech.edu/~phopkins/Site/GIZMO.html.</i>	21

1.12 Resumen de las principales características en la formación estelar valido incluso para objetos de muy baja masa. (a.) La nube transfiere momento angular a regiones externas debido a un congelamiento del campo magnético, esto ocurre en una escala de tiempo de 5×10^6 yr; (b.) La materia se desacopla cada vez más del campo magnético, permitiendo la formación de núcleos a través de la contracción hidrostática, en un tiempo de difusión de $\leq 10^7$ yr, el material empieza a ganar localmente momento angular y la energía gravitacional se hace relevante, una vez el campo magnético pierde importancia la proto-estrella colapsa, en la escala de tiempo de caída libre $t_{ff} = 10^5 - 10^6$; (c.) En el núcleo de la proto-estrella el material deja de colapsar y empieza a obedecer a un equilibrio cuasi-hidrostático, al mismo tiempo que se forma un disco para conservar el momento angular inicial, alrededor esta etapa podría estar entre Clase 0 y I;(d.) Otra forma en la que la proto-estrella transfiere momento angular al exterior es mediante eyecciones bipolares, el material expulsado en estas zonas puede tener velocidades de $100-300 \text{ Kms}^{-1}$, para entonces el objeto ya alcanza la Clase II; (e.) El material de la nube cesa de caer, el núcleo emerge de las zonas internas ocultas inicialmente y ahora puede ser visible. 24

2.1 *Ubicación del borde interno, para los dos grupos establecidos en Mayne & Harries (2010), a partir de su tasa de acreción, “Typical accretors”: $\log \dot{M} \leq -9$ y “Extreme accretors”: $\log \dot{M} > -9$. En cada panel se muestra el borde interno teniendo en cuenta la tasa de acreción y el periodo de rotación. las cruces $\Delta R_{inner} < 1R_{\star}$, los círculos $\Delta R_{inner} > 1R_{\star}$. Imagen tomada directamente del artículo de Mayne & Harries (2010).* 29

2.2 *Paneles de la izquierda: densidad inicial del disco en escala de grises y la densidad de final del disco donde el polvo esta presente en escala de color. En los paneles de la derecha la temperatura se representa en escala de color. Sistema de parámetros:(a,b) $M_{\star} = 0.04M_{\odot}$, age = 1Myr , $\tau = 5d$, $\log(\dot{M}) = -12$; (c,d) $M_{\star} = 0.04M_{\odot}$, age = 1Myr , $\tau = 0.5d$, $\log(\dot{M}) = -7$; (e,f) $M_{\star} = 0.04M_{\odot}$, age = 1Myr , $\tau = 0.5d$, $\log(\dot{M}) = -6$. Imagen tomada directamente del artículo de Mayne & Harries (2010).* 30

2.3 *Relación entre los dos diferentes parámetros establecidos por [K91] (ϵ, Ω) para definir cualitativamente el radio de la magnetósfera R_{mag} tener en cuenta la ecuación 1.5. Izquierda-Sup: variación de ϵ , fracción de la velocidad angular estelar con respecto a la correspondiente velocidad angular Kepleriana en R_{mag} . Derecha-Sup: variación del radio de la magnetósfera con respecto a la velocidad angular Ω_{\star} para diferentes masas estelares, las líneas discontinuas muestran los valores establecidos en la literatura. Los paneles inferiores indican la poca dependencia tanto de la tasa de acreción, la temperatura de sublimación y la metalicidad con la variación en la posición del R_{sub} .* 33

2.4 *Comparación de los cálculos cualitativos del R_{mag} y R_{sub} para diferentes masas, la línea discontinua divide la figura en regiones, una superior y una inferior en donde se cumple nuestra condición $R_{sub} < R_{mag}$, como se observa en (a), los modelos de isócronas para objetos jóvenes adoptados de Siess et al. (2000) difieren por mucho de aquellos que puedan cumplir nuestra condición, solo algunos objetos de más baja masa, $\sim 0.1M_{\odot}$ podrían ser considerados; (b) las enanas marrón determinadas en Faherty et al. (2016) cumplen a cabalidad nuestra condición; solo algunas CTTs de baja masa $\leq 0.1M_{\odot}$ también puede ser una opción.* 34

- 3.1 *Se ilustran las geometrías y las principales características que usa el código para describir la pared de sublimación del disco, es evidente que en al caso de una pared vertical, solo es posible obtener una temperatura de sublimación y por ende una sola ubicación de el radio de sublimación R_{sub} ; contrario a ello, para una pared curva el R_{sub} se extiende a diferentes distancias a partir del objeto $R_0 = R_*$ central (el radio de sublimación se extiende de $(r_1 - r_2)$ y dado una distribución de densidad para el polvo que provoca una modelo de sedimentación, es igualmente posible obtener un rango de T_{sub}* 41
- 3.2 *(a) Formas verticales T_V y curvas T_C que se obtienen del código para: negro, un modelo de CTT con $M_* = 0.8M_\odot$, $R_* = 2.0R_\odot$, $T_* = 3900K$ y $\dot{M} = 10^{-7}M_\odot/yr$; Un modelo de objeto central de muy baja masa o enana marrón con $M_* = 0.05M_\odot$, $R_* = 0.3R_\odot$, $T_* = 2300$ y diferentes tasa de acreción, rojo $\dot{M} = 10^{-7}M_\odot/yr$, en azul $\dot{M} = 10^{-9}M_\odot/yr$ y en amarillo $\dot{M} = 10^{-11}M_\odot/yr$. (b) Perfil de temperatura de la pared curva para una estrella típica de muy baja masa que se relaciona con el modelo en azul de (a), también se puede definir un $R_{sub} = 0.076AU$ muy cercano al definido por (Nagel et al., 2013) para sus CTTs.* 42
- 3.3 *Comparación entre las SEDs de T_V y T_C para un objeto con características similares a las descritas en la Figura 3.2(b) pero con una tasa de acreción de $\dot{M} = 10^{-8}M_\odot/yr$; en línea continua se describe el modelo de T_C , en rojo la emisión de la pared, en amarillo la radiación fotosférica del objeto central y en negro el flujo total; en línea discontinua se muestra el modelo T_V y en el cual se puede evidenciar que no muestra el pico de $10\mu m$ debido a los silicatos.* 43
- 3.4 *Esquemas para la representación de una pared vertical (a) y una pared curva (b), en ambos caso considerando un objeto central de muy baja masa o posible enana marrón con $M_* = 0.05M_\odot$, $R_* = 0.3R_\odot$, $T_* = 2300$. En el caso vertical la altura de la pared fue $0.005AU$ mientras que para la pared curva de $0.01AU$, dado que nuestra intención es caracterizar las inestabilidades de R-T en paredes curvas serán estas últimas en las que nos enfocaremos y se deja el caso vertical como muestra de la versatilidad del código. Los ejes de las figuras están en AU, para el caso de los ejes X y Y esta escalada a $10^{-2}AU$ y en Z escalada a $10^{-3}AU$* 44
- 3.5 *La geometría de la pared interna del disco en objetos pre-estelares de baja masa, con presencia de Inestabilidades de Rayleigh-Taylor al modificar por nuestra parte el código descrito en Nagel et al. (2013). Los parámetros físicos de esta simulación concuerda con: $M_* = 0.05M_\odot$, $R_* = 0.3R_\odot$, $T_* = 2300$, en donde la altura de la pared fue $0.007AU$. En (a), se muestra el perfil de la pared curva parecido al mostrado en la Figura 3.2(b) con la referencia de un quiebre en la forma debido a la presencia de la magnetósfera (cerca de $0.015AU$), este quiebre rompe la simetría axial de la pared que se bosqueja en la Figura 3.4 e incorpora las lenguas en la región interna de la pared. Las Figuras (b), (c) y (d) representan la forma del disco interno del cual se obtiene la re-emisión que se evidenciará más adelante en la SEDs (ver Cap.4); en cada caso se modelaron 2, 5 y 8 lenguas respectivamente.* 46

4.1 En los paneles de (a) hasta (h), se observan las 8 SEDs finales obtenidas teniendo en cuenta los paámetros y ajustes realizados en nuestra simulación y que fue detallado en esta sección; para (a): $T = 2500K$, (b): $T = 2600K$, (c): $T = 2700K$ y (d): $T = 3000K$. Para cada situación se simularon las re-emisiones del disco con y sin lenguas, en cuyo último caso, fue considerado proponer la aparición de 2, 5 y 7 lenguas en concordancia con el trabajo de Kulkarni & Romanova (2008), en el cual la hidrodinámica permitía incluso la aparición de 8 lenguas, aunque con la evolución del sistema llegaban a unirse disminuyendo así su cantidad. En todas las simulaciones se usaron los siguientes parámetros: $\dot{M} = 0.5 \times 10^{-9}$, Distancia = 142.5 pc, altura del disco = 0.0036 AU y $\Omega = 9.26 \times 10^{-6} s^{-1}$. Además que particularmente cada simulación cuenta con sus parámetros característicos en base al objeto central considerado, como aparece en la Tabla 4.1, finalmente cada color diferente al marrón, que representa el objeto central o EM evidencia el flujo producido por paredes con 2, 5 y 7 lenguas. 55

4.2 En cada uno de los paneles se destaca la huella que queda sobre la SED en sistemas cuyo ángulo de inclinación o distancia cambia; en ambos casos la SED corresponde a un sistema con $M = 0.11523M_{\odot}$, $T = 3000K$, $R = 0.1489R_{\odot}$, $\log \dot{M} = -10$ y con el numero máximo de lenguas (7), en (a) los ángulos de inclinación se indican en la gráfica, para (b) las distancias corresponden respectivamente a las nubes: TW Hydrae association (TWA), Taurus (Tau), Chamaeleon I (Cha I), Lupus III (Lup III) y σ Orionis (σ Ori) con una inclinación de 70° 57

4.3 Resultados obtenidos para caracterizar las variabilidades producto de aplicar las Inestabilidades R-T al código, como reconfiguraciones en la geometría interna del disco observadas ya en la Figura 3.5(b,c,d) y que impactan en la SED tal como se observa en la Figura 4.2(c); particularmente dado que comparten los mismos párametros (ver Tabla4.1). En este caso en particular de $T = 2200K$ las variabilidades se destacan no solo por que presentan en términos generales el mismo comportamiento que para el resto de los 8 casos, sino que además definen las variabilidades más apreciables dado por supuesto el conjunto de sus párametros. Para el panel (a): cambio en la magnitud $m_i - m_j = -2.5 \log \left(\frac{F_i}{F_j} \right)$ con respecto a la longitud de onda, en donde i es un estado de mayor número de lenguas (2,5,7) con respecto a j un estado de menor número de lenguas respecto de i (0,2,5); (b): $\Delta F(\%) = [(F_{total}^i - F_{ref}) / F_{ref}] \times 100$; (c): Flujo normalizado con respecto al flujo de la estrella $F_{norm} = F_i / F_{\star}$ y (d): comportamiento en las magnitudes del Spitzer con el número de lenguas. 60

4.4 Resultados obtenidos para caracterizar las variabilidades producto de aplicar las Inestabilidades R-T al código como reconfiguraciones en la geometría interna del disco observadas ya en la Figura 3.5(b,c,d) y que impactan en la SED tal como se observa en la Figura 4.2(c) particularmente dado que comparten los mismos parámetros (ver Tabla4.1) pero con un diferente valor para la inlcinación del disco de 68° ; esta escogencia se realizó a partir de que en la Sec 4.2.1 se destaco esta inclinación como aquella donde el flujo interno es más prominente. Cada panel tiene el mismo significado que en el caso anterior. 61

B.1 En esta figura se muestra las diferencias en la morfología adoptada para nuestras simulaciones con el fin de dar congruencia con el trabajo de (Kulkarni & Romanova, 2008) y evidenciar variabilidades en la SED a partir de la parametrización en la geometría de la pared. En el panel (a) se modeló un objeto con $T = 3000K$, 7 lenguas, una altura de 0.0036 AU (wall_7_1), una $\Omega_{\star} = 9.26 \times 10^{-6} s^{-1}$ y una $\dot{M} = 10^{-9} M_{\odot} / yr$, en (b) se usaron los mismos parámetros pero con una $\dot{M} = 0.5 \times 10^{-9} M_{\odot} / yr$ y una altura mayor 0.004 AU (wall_7_3), en (c) fueron iguales que para (b) pero con una diferente $\Omega_{\star} = 1.7 \times 10^{-5} s^{-1}$ (wall_7_5), finalmente en el último panel (d) se realiza una SED comparativa con los primeros casos y otros más que fueron considerados en detalle; reflejando la importancia en de conectar los parámetros con una morfología apropiada dada la resolución del código 68