

Emisión submilimétrica de micro-estructuras magnéticas en la cromosfera solar

Juan Carlos Rodríguez Rodríguez

30-08-2019

Índice general

Introducción	III
1. Estructuras de micro-escala en la cromósfera solar	1
1.1. El código <i>Pakal</i>	5
1.2. Sobre el Sol quieto y la emisión submilimétrica solar	6
2. Extensión al modelo Pakal - Añadiendo presión magnética	13
3. Microarco Magnético	21
3.1. Resultados	25
4. Flujo Emergente	31
4.1. Resultados	32
5. Discusión y conclusiones	39
6. Anexos	41

Introducción

El estudio del Sol ha resultado indispensable para el desarrollo de la humanidad. En la antigüedad, por ejemplo, la observación del Sol permitió al género humano estimar la duración de las estaciones del año; lo cual permitió realizar predicciones, entre muchas otras cosas sobre la agricultura y los mejores tiempos para emprender largos viajes. Hoy en día, el estudio del Sol está indisolublemente relacionado con el progreso de nuestras tecnologías. Por ejemplo, se puede decir que la actividad del Sol, particularmente de su atmósfera tienen una relación directa con nuestros avances aeroespaciales y en materia de telecomunicaciones.

El estudio de éste astro resulta importante, pues como ha ocurrido con anterioridad, la actividad solar puede incluso llegar a dañar infraestructuras en telecomunicaciones, redes eléctricas y/o sistemas de geo-posicionamiento global (GPS)(Loper, 2019). Uno de los prominentes rasgos manifestados por la actividad solar son los repentinos y radicales abillantamientos conocidos como ráfagas solares que son eventos en donde se aceleran cargas eléctricas liberando desconmutables cantidades de energía de típicamente de 10^{32} ergs en forma radiante, en forma térmica y en forma cinética (Loper, 2019). A su vez, las ráfagas solares usualmente anteceden a fenómenos de mayor escala conocidos como Eyecciones de Masa Coronal (EMC), que son desprendimientos de vastas porciones de la atmósfera externa del Sol y que se proyectan al medio interplanetario, y que eventualmente arriban a la Tierra causando potenciales desastres naturales y tecnológicos como los descritos en (Loper, 2019)

Es así como el diagnóstico del estado físico de la atmósfera solar conlleva a importantes cuestionamientos y avances en la descripción del modo en cómo se genera y se transporta energía a través de ésta, principalmente en un estado previo a la gestación de las ráfagas solares y EMC (Emisión de Masa Coronal).

Sin embargo, hasta el momento, a la disciplina de la física solar le ha resultado imposible desarrollar un modelo preciso que prediga el comportamiento de la atmósfera solar. Esto se debe a que aún no se posee conocimiento del todo certero de la física involucrada. En principio, existe una multitud de trabajos cuyo argumento para las repentinas y radicales variaciones de la atmósfera solar, las cuales son causadas por inestabilidades de los campos magnéticos preexistentes (Fleishman y Melnikov, 2003), ésta es una suposición basada en fuertes evidencias observacionales.

Esta relación causal ha sido estudiada mediante modelos empíricos que se basan en procesos físicos formulados previamente. El poder de cómputo limita la resolución espacial (y posiblemente temporal) que por lo regular no alcanza el poder de resolución de instrumentos que actualmente observan el Sol, por lo que los resultados en las simulaciones se presentan como cantidades promediadas en una determinada escala de espacio y tiempo.

Son dos trabajos los que se realizan en los modelos uno es el de resolver las ecuaciones de la estructura que describen a la atmósfera solar y el otro es el de resolver la ecuación de transporte radiativo a través de este medio. Los resultados devueltos son distribuciones de temperaturas, densidad y otros parámetros físicos respecto a la coordenada radial, i. e. hablamos de modelos de carácter unidimensional y su consistencia está determinada de comprar la emisión o espectro simulado del transporte radiativo con las observaciones.

La dimensionalidad de un modelo es una aproximación que está sujeta a la resolución abordada. Para un modelo unidimensional, la escalas horizontales de resolución son mayores que las correspondientes escalas verticales, es decir, los cambios en el flujo emergente, en la densidad, temperatura, etc., ocurren en esta dirección (Fontenla y Avrett, 2006).

Dado que el conocimiento de algunos procesos físicos está incompleto es necesario emplear valores *ad hoc* de parámetros correspondientes para describir algunos efectos en el medio. En la implementación de un modelo se busca la consistencia física sobre las escalas espaciales proyectadas para la simulación por lo que las estructuras finas no son explícitamente abordadas en el análisis ya sea por el poder de cómputo o por que la física involucrada con esas escalas no esté completamente entendida.

En resumen, el principal objetivo de el modelado teórico es el de entender los procesos físicos básicos mediante un tratamiento consistente, y en segundo reproducir a detalle las observaciones bajo las simplificaciones asumidas.

Uno de estos modelos semi-empírico toma en cuenta una atmósfera hidrostática en cuyo medio se resuelve la ecuación de transporte radiativo y reproduce la emisión observada con una similitud razonable a la observada. Para ello se consideran dos hipótesis; la primera es que el campo magnético no tiene efecto sobre las escalas del flujo convectivo y la segunda es que el modelo es unidimensional. Lo cual resulta en una atmósfera plano-paralela estratificada horizontalmente y en equilibrio hidrostático.

Algunos resultados de la aplicación del modelo semi-empírico hidrostático fueron primeramente publicados por (Smerd, 1950; van de Hulst, 1953; Allen, 1963; Ahmad & Kundu, 1981; Vernazza, Avrett & Loeser, 1981 (VALC); Fontenla et al. 2006 (SRPM305)). En la Figura 1. Se muestran los perfiles unidimensionales de la temperatura y densidad que explican la emisión emergente. Además de los modelos citados arriba, se muestran las componentes fría (1000A) y caliente (1008Q) del modelo de Fontenla et al. 2011.

Esta tesis extiende el estado del arte de la física solar mediante dos principales contribuciones. La primera contribución reside en proveer evidencia parcial y exploratoria, a través de una simulación computacional, que las variaciones repentinas y radicales de la cromósfera se deben al efecto de los campos magnéticos de los niveles cromosféricos y coronales. La segunda contribución consiste en complementar un modelo de simulación computacional existente para que considere el efecto de los campos magnéticos mismos. Con relación a esta segunda contribución, se refiere al modelo de simulación computacional llamado *Pakal*, empleado para diagnosticar la emisión milimétrica y submilimétrica proveniente de niveles coronales (De la Luz y col., 2010) con una resolución espacial comparable con la alcanzada con el instrumental actual.

Este código está escrito en C/MPI con licencia GNU/GPL. *PakalMPI* toma como dato de entrada, el perfil de densidad del Hidrógeno, temperatura y metalicidad; calcula las abundancia en Equilibrio Termodinámico Local (ETL) para

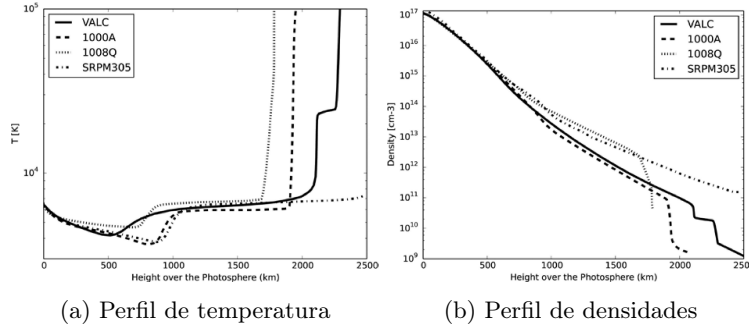


Figura 1: (a) Perfiles de temperatura para los modelos VALC, SRPM305, 1000A y 1008Q los cuales muestran un mínimo de temperatura entre los 100 y 1000 km de altitud sobre la fotosfera. (b) Perfiles exponenciales de densidad que parte desde niveles fotosféricos hasta altitudes alrededor del valot mínimo de la temperatura.

18 átomos y las abundancias de H, H $^-$ y electrones para fuera de ETL (NETL). Luego, calcula la trayectoria del haz y resuelve las ecuaciones de transferencia radiativa usando integraciones a lo largo de dicha trayectoria en segmentos cuya longitud es controlada por un algoritmo inteligente. La solución de la ecuación de transferencia depende de la profundidad óptica a través de tres funciones distintas: Bemsstrahlung, H $^-$ y Bremsstrahlung inverso. Finalmente la temperatura de brillo la profundidad óptica y las opacidades se registran en la proyección radial de cada paso.

Actualmente, el código de Pakal realiza sus modelos de simulación sin considerar el efecto de los campos magnéticos en el cálculo de la densidad del plasma emisor de la cromósfera. Esto ocasiona que sus resultados sobre la densidad no sean del todo precisos en comparación con las observaciones reales. Mediante la extensión del código propuesta en esta tesis, se le posibilita a Pakal la capacidad de considerar el efecto de los campos magnéticos. Como resultado, sus aproximaciones a la densidad observada son más precisos. Lo anterior permite robustecer el conocimiento de las variaciones repentinas y radicales observables en la temperatura de la cromósfera a partir de parámetros de la estructura magnética tridimensional.

Capítulo 1

Estructuras de micro-escala en la cromósfera solar

La atmósfera solar se divide en las siguientes capas: la fotosfera, cromósfera, región de transición y la corona solar. Cada una de estas regiones poseen distintos regímenes de densidad y temperatura ilustrándose en la Figura 1.1.

A continuación se define la temperatura de brillo, temperatura efectiva y las relaciones de la transferencia radiativa en una forma que útil para la interpretación de las observaciones de radio. La ecuación de la transferencia radiativa es usualmente escrita en términos de la intensidad específica I_ν , pero a frecuencias de radio donde $h\nu \ll kT$, es conveniente cambiar las variables de I_ν a temperaturas de brillo T_b , donde

$$I_\nu = kT_b \nu^2 / c^2 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1} \quad (1.1)$$

Es también conveniente reemplazar la función fuente S_ν por T_{eff} , la temperatura efectiva de los electrones radiantes, usando la relación

$$S_\nu = \eta_\nu \kappa_\nu = kT_{eff} \nu^2 / c^2 \quad (1.2)$$

En el caso de una distribución electrónica Maxwelliana de temperatura T , T_{eff} es igual a T independientemente de la emisión del mecanismo, frecuencia o modo de polarización; además, la emisión η_ν es relacionada con el coeficiente de absorción κ_ν por la ley de Kirchhoff

$$\eta_\nu = \kappa_\nu kT \nu^2 / c^2 \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1} \quad (1.3)$$

En contraste, para una distribución no térmica, T_{eff} generalmente es una función tanto de frecuencia como de modo de polarización (Wild et al. 1963). Nótese que el factor usual de 2 se retira de las ecuaciones 1.1 y 1.2 dado que definimos I_ν y S_ν para cada polarización ortogonal independientemente y tenemos

$$I_\nu^{tot} = I_\nu^{P1} + I_\nu^{P2} \quad (1.4)$$

Las ecuaciones 1.1 y 1.2 permiten escribir la ecuación de transferencia en la forma

$$dT_b/d\tau_\nu = -T_b + T_{eff} \quad (1.5)$$

o como integral

$$T_b = \int_0^{\tau_\nu} T_{eff} e^{-t_\nu} dt_\nu + T_{b0} e^{-\tau_\nu} \quad (1.6)$$

Las ecuaciones 1.5 y 1.5 y la fórmula girosincrotrón dadas a continuación son válidas solo para medios en que la densidad es tan baja que el índice de refracción es cercano a la unidad. Esta situación, que aplica a un rango amplio de situaciones astrofísicas, es el único para el que la fórmula de interés puede ser considerablemente simplificado. Cuando el índice de refacción se desvía significativamente de la unidad, debe ser incluido propiamente en las ecuaciones 1.5 y 1.5, y el medio de supresión (el efecto Razin-Tsytoich) debe ser tomado en cuenta. Puntualmente el medio de supresión es importante cuando $\nu < 20 \eta_e/B$ (ver Ginzburg & Syrovatskii 1969). En el caso especial de una fuente aislada con T_{eff} constante, la ecuación 1.6 se reduce a

$$T_b = T_{eff}[1 - e^{-\tau_\nu}] \quad (1.7)$$

$$T_b = T_{eff} \quad (si \tau_\nu \gg 1) \quad (1.8)$$

$$T_b = T_{eff} \tau_\nu (c^2/k\nu^2) \eta_\nu L \quad (si \tau_\nu \ll 1) \quad (1.9)$$

Para radiaciones incoherentes, las ecuaciones 1.7 y 1.8 son de considerable importancia y utilidad. Ahí se muestra que tal radiación no puede alcanzar un valor de T_b más alto que T_{eff} . Además, la función fuente T_{eff} se relaciona a la energía media de las partículas que emitidas por $\langle E \rangle = kT_{eff}$. Por ejemplo, para electrones monoeléctricos de $T_{eff} = E_0/k$ o una distribución Maxwelliana de $T_{eff} = T = E_0/k$, tenemos que $T_{b,max} = T_{eff}$, por ejemplo $T_{b,max} = 1,16 \times 10^7$ K si $E_0 = 1$ keV o $1,16 \times 10^{10}$ K si $E_0 = 1$ MeV. En el caso de la ley de potencia de distribución electrónica, T_{eff} es determinada por la energía media de los electrones contribuyendo principalmente a la intensidad a una frecuencia particular y un modo de polarización. Si esa energía media y por lo tanto la temperatura de brillo son muy altas, las circunstancias deben ser que la mayor cantidad de electrones de baja energía no emitan y absorban eficientemente; en general, esto requiere un campo magnético débil. Bajo condiciones estelares y solares, la fuerza de los campos tiende a ser grande y las energías electrónicas bajas (comparado con, por ejemplo, las fuentes extragalácticas), tal que T_{eff} y T_b de emisión incoherente son usualmente limitados a entre 10^9 y 10^{10} K. Los valores observados substancialmente sobre eso por lo tanto, implica un mecanismo coherente, tal como un maser o radiación plasma. La densidad de flujo S (para una polarización) de una fuente de radio se relaciona con la temperatura de brillo por la relación

$$S = k\nu^2/c^2 \int T_b d\Omega \quad (1.10)$$

donde $d\Omega$ es un ángulo diferencial sólido y la integral es sobre el área proyectada de la fuente.

Cuando los electrones son desviados individualmente en los campos coulombianos debido a su movimiento acelerado, se produce bremsstrahlung, o emisión

libre-libre. El proceso inverso, absorción libre-libre, ocurre cuanddo los electrones comienzan a oscilar en resonancia con el campo eléctrico de una onda y entonces las colisiones electrón ión destruyen la oscilación; esto decremanta la energía de la onda y calienta el plasma.

El coeficiente de absorción para electrones térmicos es

$$\begin{aligned}\kappa &\approx \sum_i \frac{1}{3c} \left(\frac{2}{\pi}\right)^{1/2} \frac{\nu_p^2}{\nu^2} \frac{4\pi Z_i^2 n_i e^4}{m^{1/2} (kT)^{3/2}} \frac{\pi}{\sqrt{3}} G(T, \nu) \\ &\approx 9,78 \times 10^{-3} \frac{n_e}{\nu^2 T^{3/2}} \sum_i Z_i^2 n_i \\ &\times \begin{cases} 18,2 + \ln T^{3/2} - \ln \nu & (T < 2 \times 10^5 K) \\ 24,5 + \ln T - \ln \nu & (T > 2 \times 10^5 K). \end{cases} \quad (1.11)\end{aligned}$$

La emissividad η_ν se encuentra relacionada a κ_ν por la ley de Kirchhoff (Ecuación 1.3).

Para varios casos una forma simplificada de la Ecuación 1.11 puede ser usada. Asumiendo un plasma hidrógeno-helio completamente ionizado y tomando valores típicos de $\nu \sim 10^8$ Hz y $T \sim 10^6$ K para el término logarítmico, tenemos

$$\kappa \approx 0,2 n_e^2 T^{-3/2} \nu^{-2} \text{cm}^{-1} \quad (1.12)$$

Esta atmósfera solar está descrita por la física de un plasma magnetizado. El estado del plasma y/o su interacción con el campo magnético establecen mecanismos de emisión en prácticamente todo el espectro electromagnético. Estos mecanismos consisten en transiciones atómicas (que pueden ser ionizantes, de recombinación y tipo ligado-ligado) y mecanismos de emisión libre-libre como radiación *bremsstrahlung*, radiación sincrotrónica y radiación plasma. (Aschwanden, 2006)

La atmósfera solar se extiende desde los niveles fotosféricos hasta el medio coronal pasando por el medio cromosférico, involucrando una escala de longitud de $1R_\odot$ – $3R_\odot$ (Hathaway, 2014b). La *fotósfera* se constituye de gránulos convectivos de pequeña escala (10^3 km), separados de entre sí por capas intergranulares, las cuales concentran elementos de alto flujo magnético ($|B| \leq 1\text{kG}$). La escala temporal de la ocurrencia de un gránulo es de unos minutos aproximadamente. La *cromósfera* (ver Figura 1.1) es una capa que se extiende por alrededor de 2×10^3 km. Emite intensamente en la línea $H\alpha$ ($\lambda = 6563$ Å) y ultravioleta. Similarmente a la fotósfera, la base de la cromósfera presenta gránulos con una escala de tamaño relativamente mayor concentrando flujo magnético, el cual está asociado en unos casos con flujos verticales de plasma llamados *espículas* o a microarcs magnéticos en otros casos (Hathaway, 2014a). Más allá de la base de la cromósfera cambia la condición en la presión dominante, ya que mientras la presión del gas domina a niveles fotosféricos, a estos niveles esta condición se invierte y las distribuciones de brillo observadas están dominadas por la geometría del campo magnético (Priest, 2014).

El rango de temperaturas implicado en este cambio de morfología, de gránulos a estructuras filamentosarias magnéticas (*en inglés loops*) es de 2×10^5 K $< T < 10^6$ K. Este escenario anterior propone que, a través de las epículas se establece un mecanismo continuo de transferencia de material y energía hacia la corona solar, por lo que se han propuesto modelos que expliquen tanto la dinámica y

estructura térmica de una condición conocida como *Sol Quiet*, en referencia a regiones del Sol que excentas de cualquier manifestación de actividad observable (Aschwanden, 2006). Modelos estáticos de atmósferas referentes, son los desarrollados por Vernazza et al. 1991 (VAL), Fontenla et al. 1993 y Avrett y Loeser 2008 (C7). En ellos, se ajusta una atmósfera hidrostática, promediando propiedades estratificadas en una aproximación plano-paralela hasta reproducir el correspondiente espectro emergente para un conjunto de observaciones seleccionadas. Aún cuando la física de aquellos modelos es bastante realista, no toma en cuenta la dinámica a escala angular menor al poder de resolución angular de las observaciones actuales.

Con el advenimiento de instrumentos que observan en el rango UV, como el Interface Region Imaging Spectrograph (IRIS) y el Solar Dynamics Observatory (SDO), muestra que la estructura de la atmósfera (y muy particularmente, de la cromósfera) es tan complejamente distribuida, que un modelo que promedie propiedades como en el párrafo anterior no puede capturar el escenario real (Vourlidas, Sanchez y Landi, 2010).

En añadidura, las observaciones del experimento VAULT (Very high Angular resolution ULtraviolet Telescope por sus siglas en inglés) complementan la evidencia de una estructura cromosférica y de la existencia de pequeños loops fríos (Vourlidas, Sanchez y Landi, 2010), los cuáles confirman la presencia de campos magnéticos. VAULT es un proyecto de exploración espacial que data de 1999 y que busca estudiar la conexión entre la corona y la cromósfera solar al observar la línea espectral más fuerte del sol, la $\text{Ly}\alpha$ a 1216Å. La resolución angular de sub-arcosegundos ($\approx 0.3''$) permite ver directamente los pequeños loops fríos en la estructura de Sol Quiet. El parecido de los resultados entre los modelos y las observaciones indican que la explicación de las estructuras finas observadas en términos de loops fríos es plausible.

Como se muestra en la Figura 1.2 las imágenes de VAULT nos permiten mejorar la calidad de nuestras observaciones, permitiéndonos tener un mejor entendimiento de la composición de la atmósfera solar (nótese también la calidad de la Figura 1.3) (Vourlidas, Sanchez y Landi, 2010).

Actualmente se esta develando la estructura en el disco solar en ondas mm ($\lambda = 3 \text{ mm}$) con una resolución $3.7'' \times 2.5''$ (Nidos y Alissandrakis, 2018). La distribución de brillo es muy similar a la observada en su contraparte ultravioleta por el satélite IRIS (ver Figura 1.4): una red cromosférica constituida de gránulos con temperatura de brillo $T_b = 6500 \text{ K}$ en promedio ((Nidos y Alissandrakis, 2018)). Lo anterior sugiere que la radioemisión en ondas mm esta ubicada en la región cromosférica dispuesta en flujos emergentes o estructuras filamentosarias observadas al limbo (loops) (ver Figura 1.5)

Se puede decir entonces que el conocimiento con respecto al impacto de las micro estructuras magnéticas en la emisión milimétrica y submilimétrica es escaso. Sin embargo existen esfuerzos recientes por comprender este impacto. Por ejemplo, *Pakal* (De la Luz 2010) es un código que resuelve la ecuación de transferencia radiativa en tres dimensiones en una aproximación plano-paralela, cuya estratificación sigue perfiles conocidos de densidad y temperatura y basándose de los modelos semi-empíricos VAL y C7, lo cuales, bajo determinadas modificaciones se introducen en código *Pakal*.

1.1. El código *Pakal*

Como se mencionó anteriormente, esta tesis busca extender el código *Pakal* 2011 (De la Luz, 2011). Dicho programa es un modelo numérico inovador que pretende resolver la ecuación de transferencia radiativa en una geometría tridimensional (3D), usando una aproximación para una atmósfera localmente plano paralelo; lo anterior utilizando un sistema inteligente. Con este programa se generan las capas estratificadas de la atmósfera en una estructura lógica. La salida del código puede ser en forma de mapas bi-dimensionales o un perfil de una dimensión, que reproduce las observaciones con alta precisión, dando información física detallada acerca del entorno donde la radiación fue generada y/o transmitida.

Pakal se encuentra dividido en cuatro distintos módulos: El modelo numérico, la geometría, los métodos numéricos y las funciones físicas. Estos cuatro módulos pueden ser modificados independientemente sin afectar el funcionamiento de los otros. En esta tesis se modifica el módulo de las funciones físicas donde se resuelve la ecuación de transferencia.

Como todo modelo, *Pakal* está basado en una serie de supuestos que le brindan una serie de fortalezas, pero también una serie de limitantes; las cuales se presentarán a continuación. Con relación a sus supuestos, *Pakal* presenta un modelo aplicado a una geometría solar radial 3D, asumiendo una atmósfera local plano-paralela, y una emisión térmica de radio libre-libre de gas hidrógeno-helio en equilibrio termodinámico. Para sus cálculos *Pakal* asume un grosor de la Cromósfera de 2200km. Además también utiliza perfiles radiativos precalculados de densidad y temperatura (basado en modelos hidrostáticos, hidrodinámicos o MHD) para calcular la emisión de una fuente de estructuras 3D con alta resolución espacial. En todo momento *Pakal* asume un estado de Sol Quietos y la ausencia de campos magnéticos. El término Sol Quietos hace referencia a regiones del Sol que se encuentran exentas de cualquier manifestación de actividad observable. *Pakal* resuelve la ecuación de transferencia radiativa en un conjunto de líneas dirigidas de la fuente al observador.

En relación con las limitaciones de *Pakal*, si bien este permite la entrada de observaciones, no está basado en ellas, y por lo tanto los resultados no representan por completo las características físicas existentes. De igual forma, *Pakal* se encuentra limitado a la cromósfera. Además *Pakal* omite la emisión *gyrosynchrotron* al despreciar los campos magnéticos. Finalmente, el código de *Pakal* no logra reproducir en un 100 % las funciones de densidad y temperatura del plasma solar.

Pakal ha demostrado poder mejorar el tiempo de integración hasta por un orden de magnitud comparado a códigos de integración lineal. Por ejemplo, en una prueba que utilizaba 32 procesadores de una máquina Cray del CNS en San Luis Potosí, se generaron espectros sintéticos de 32 frecuencias, con pasos de integración de 1km del centro del disco solar en aproximadamente 3 segundos. Además, *Pakal* puede correr en clusters, supercomputadoras y computadoras personales. Los resultados de *Pakal* han sido probados por su robustez. Particularmente, se realizaron satisfactoriamente pruebas de convergencia y estabilidad de la parte numérica y del sistema experto, las cuáles son presentadas en De la Luz et al. (2010). Por último, *Pakal* permite modelar computacionalmente modelos semi empíricos.

En esta tesis se propone una extensión en el módulo de funciones físicas (de-

nominado Jaguar). Particularmente se agrega el efecto de los campos magnéticos a la ecuación de transferencia al agregar la componente de la presión magnética. Lo anterior convierte al modelo hidrodinámico que se usa actualmente en un modelo magnetohidrostático. Con esta adición (1) se puede generar un escenario más apegado a las observaciones físicas de la atmósfera solar, y (2) se facilita la adaptación del código ante la adición de cualquier modelo de campo magnético.

1.2. Sobre el Sol quieto y la emisión submilimétrica solar

Históricamente el concepto de Sol quieto se ha visto modificado, por lo que antes que todo se recomienda al lector tener precaución en asumir una consistencia conceptual en textos de diferentes tiempos. Hoy en día, este término se refiere a dos conceptos. Primeramente se puede referir a las regiones del Sol que abarcan todas las regiones de campo magnético cerrado (excluyendo las regiones activas), claramente demarcando el territorio de Sol quieto de los hoyos coronales, que abarca regiones de campo magnético abierto. Segundamente, se refiere a un estado solar general que ocurre cada 11 años y se caracteriza por una actividad solar baja. Esta actividad solar baja básicamente es equivalente a la primera definición antes mencionada. En esta tesis cuando se utiliza el concepto de sol quieto, nos estamos refiriendo a la primer definición, la cual describe el fenómeno solar de interés. Se asume únicamente el estado de sol quieto debido a la complejidad del Sol activo. Sin embargo, el entendimiento del sol quieto también nos ayudaría a entender mejor el Sol Activo. Concretamente, la correcta caracterización del Sol Quietos nos permitiría entender el fondo de radiación del Sol Activo.

Una característica relevante del Sol quieto para esta tesis es el de la intensidad de sus campos magnéticos. Particularmente los campos magnéticos en Sol quieto, medidos según las líneas espectrales de Zeeman, contienen un campo de $B = .1 - .5G$, mientras que sus fuerzas absolutas de campo en elementos resueltos varían entre $B = 10-50G$ (Lin y Rimmele, 1999). Estos valores se utilizan en el modelo computacional propuesto en este texto.

Si bien se conocen los rangos de las magnitudes de los campos magnéticos del Sol quieto (Vourlidas, Beltran y Chintzoglou, 2016), existe una dificultad en medir las magnitudes concretas de estos debido a corrientes desconocidas y condiciones no libres de fuerza. Lo anterior ocasiona que se tengan que calcular extrapolaciones a lo largo de la cromósfera y la región de transición para obtener valores aproximados.

La región de transición es una capa muy delgada e irregular de la atmósfera solar que separa la corona caliente de una cromósfera mucho más fría. El calor fluye de la corona a la cromósfera en un proceso que produce esta pequeña región donde la temperatura cambia rápidamente de $1,000,000C$ hasta $20,000C$. A esas temperaturas, el hidrógeno es ionizado, provocando que la luz emitida en esta región sea dominada por iones como $C IV$, $O IV$ y $Si IV$ (carbono, oxígeno y silicón); emitiendo luz en la región ultravioleta del espectro solar (Hathaway, 2014c), es la de la NASA NASA 2014.

Otra característica importante del Sol quieto para esta tesis es la emisión milimétrica del plasma. Con la emisión milimétrica se puede aproximar el grado

de ionización de la atmósfera solar; y se pueden inferir aproximaciones de la temperatura, la densidad y la presión que hay en ella (Loukitcheva y Nagnibeda, 2000). Estas últimas aproximaciones se realizan según diferentes modelos; los cuales se pueden conceptualizar como empíricos, semi-empíricos y observacionales (De la Luz y col., 2010).

Independientemente del tipo de modelo, por definición, todos tienen limitaciones en sus cálculos de temperatura, densidad y presión. En el modelo propuesto, se busca robustecer el modelo Pakal mediante la anexión de el efecto teórico de los campos magnéticos. Esta anexión se puede justificar, por diferentes teorías y observaciones. Por ejemplo, un estudio reciente por Meunier (2018) propone que las pequeñas regiones de campo magnético contribuyen a la emisión cromosférica y por consiguiente a la emisión milimétrica. Lo anterior, como se explicó previamente, afectaría a los cálculos de la temperatura, la densidad y la presión de la cromósfera; haciéndolos teóricamente más precisos.

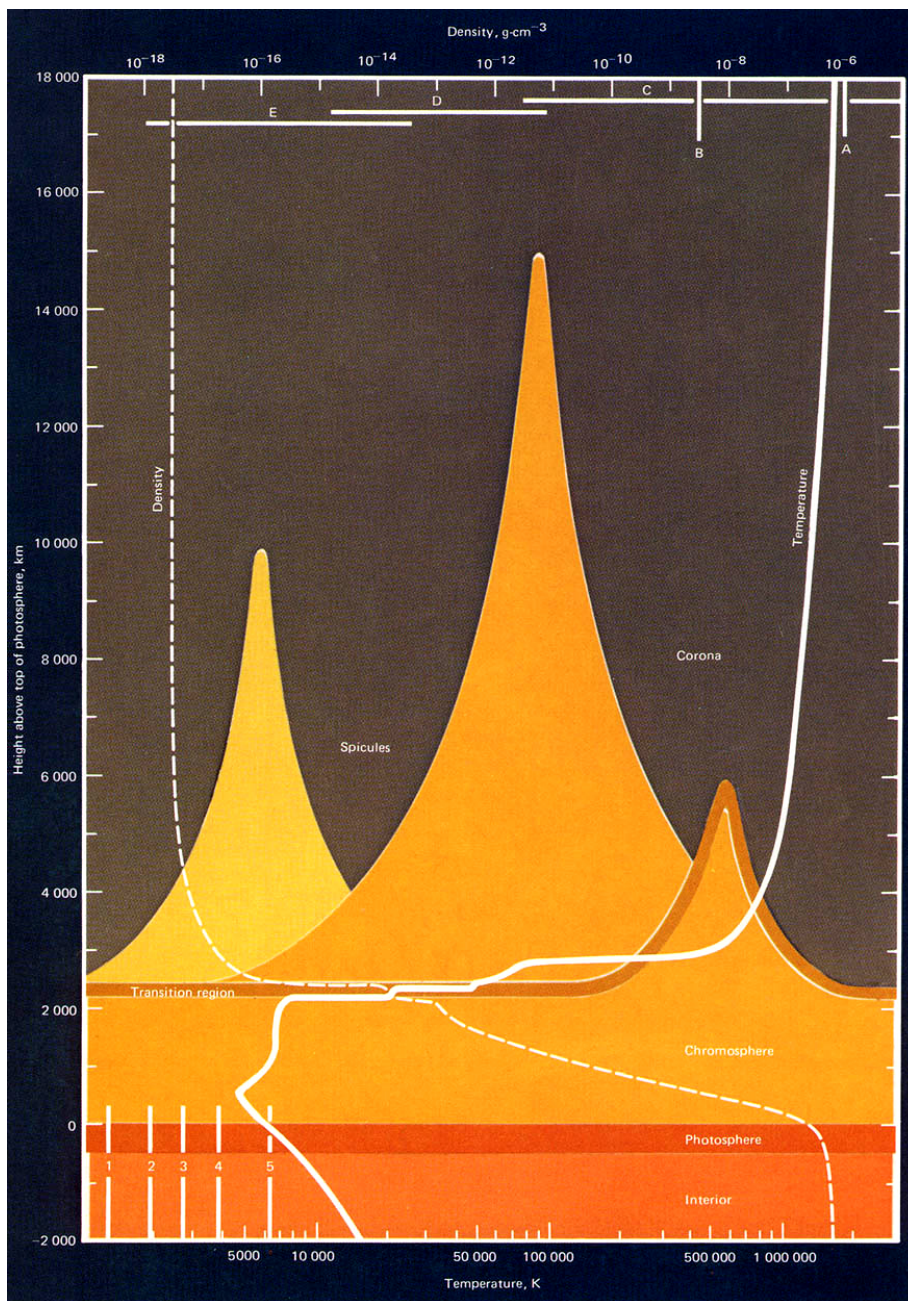


Figura 1.1: Ilustración de la estructura de la atmósfera del Sol (tomada de <https://history.nasa.gov/SP-402/p2.htm>).

*Existe debate sobre si la región de transición es una región por sí misma o forma parte de la Cromósfera. Independientemente de esto, se localizaría entre la Cromósfera y la Corona Solar.

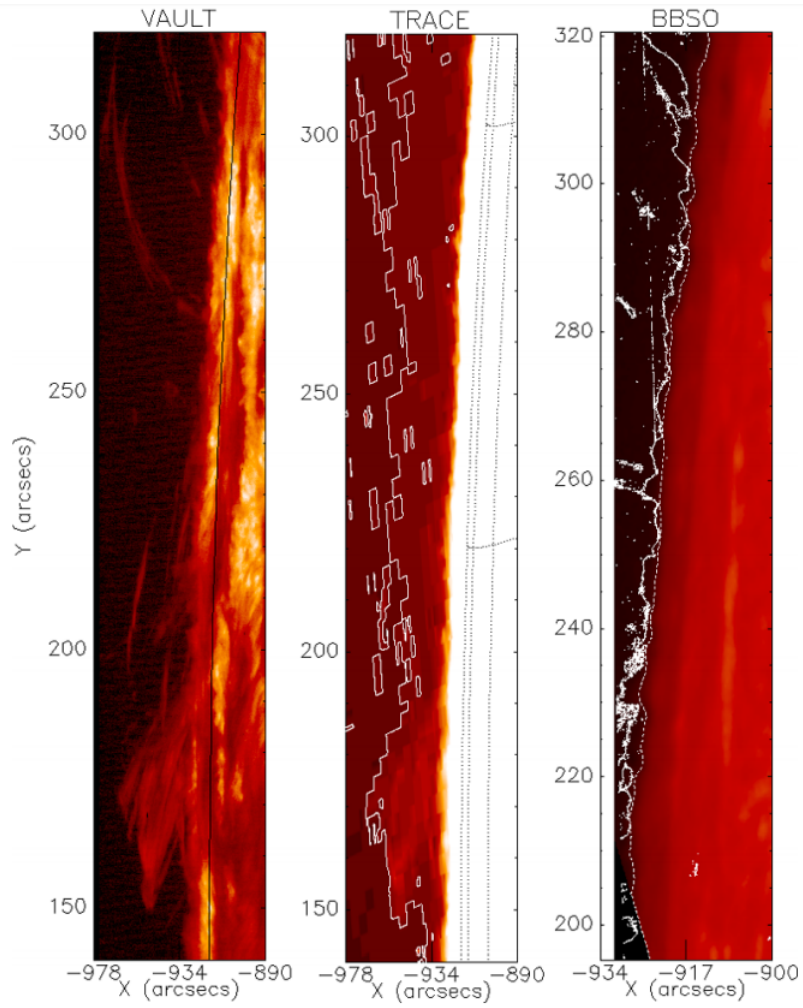


Figura 1.2: Comparación realizada entre distintas observaciones, mostrando la resolución de las imágenes tomadas por el proyecto VAULT

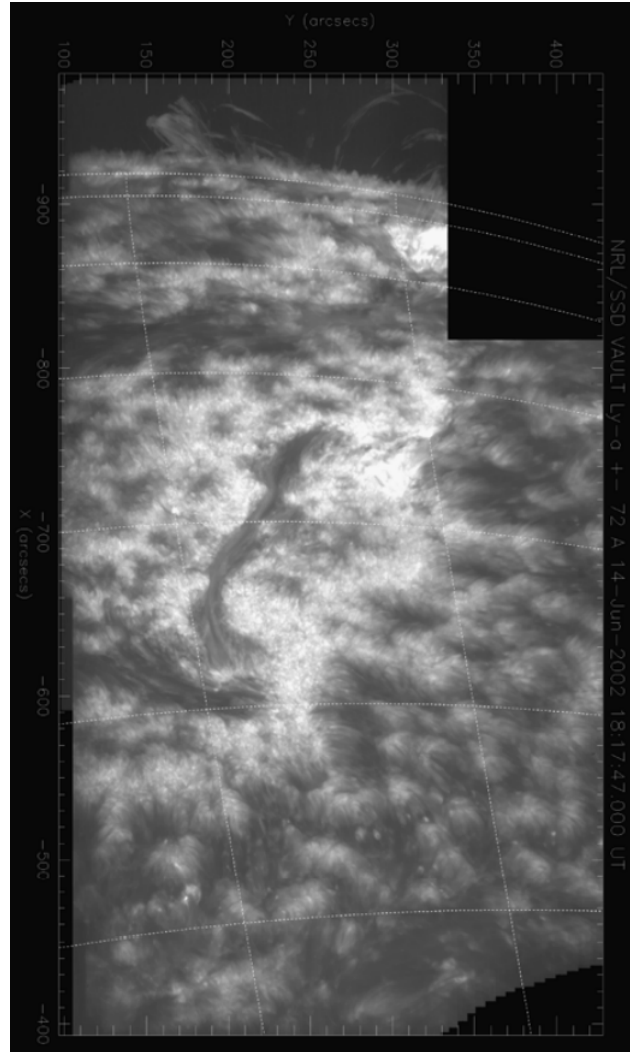


Figura 1.3: Imagen construida a partir de observaciones realizadas por el proyecto VAULT

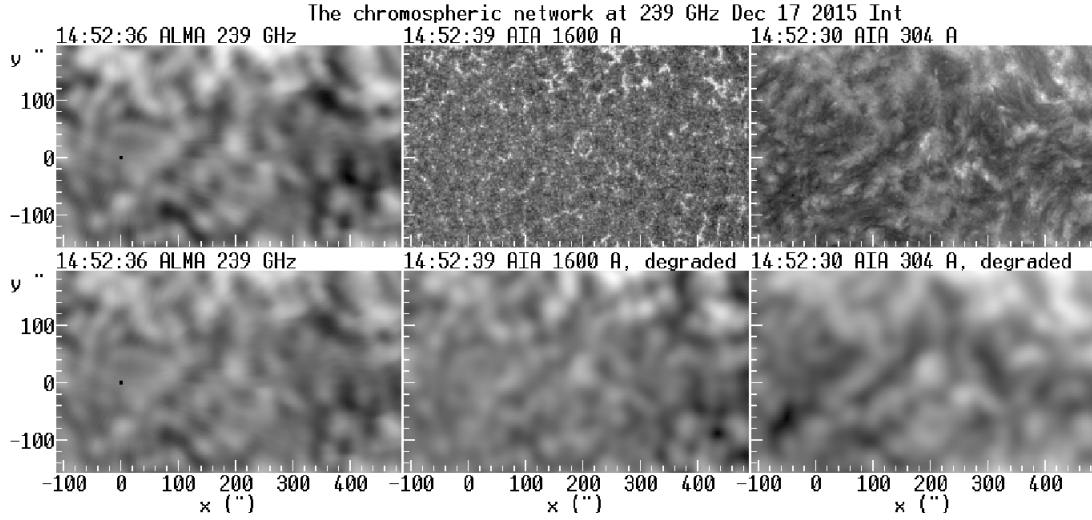


Figura 1.4: Imágenes de la red cromosférica en las cercanías del centro del disco solar durante el 17 de Diciembre de 2015 a 239 GHz (1.2 mm) junto con imágenes de AIA-SDO a 1400 Å (continuo) y 304 Å (emisión de HeII). En el renglón de abajo se muestran las imágenes de AIA-SDO degradadas a las resolución de ALMA (Alissandrakis, 2017).

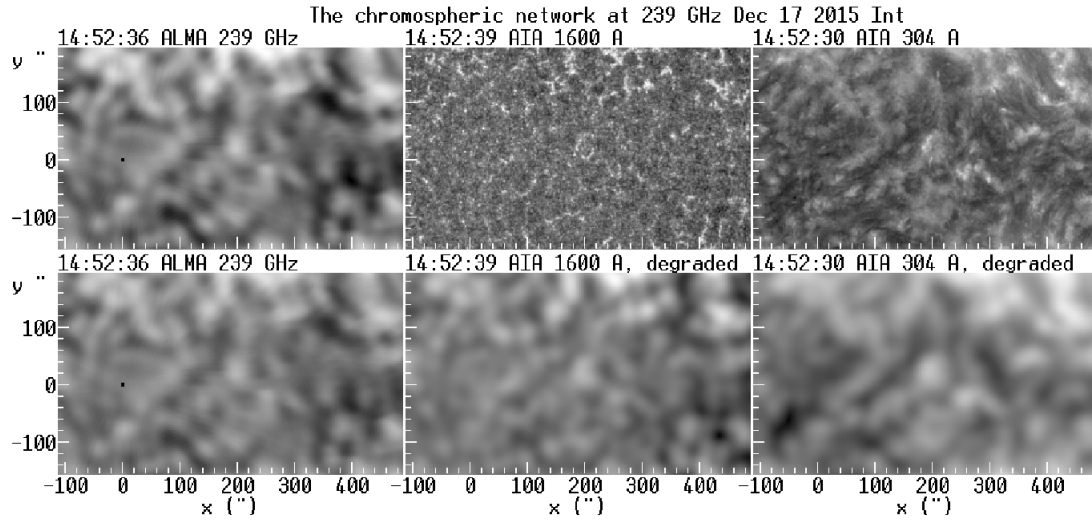


Figura 1.5: Imágenes de ALMA mostrando el disco completo durante el 17 de Diciembre de 2015 comparadas con imágenes en otras longitudes de onda. *Arriba de izquierda a derecha:* imagen de ALMA a 239 GHz; la misma pero degradada a la resolución de la imagen de 100 GHz; e imagen de ALMA a 100 GHz sin degradar. *Renglón inferior:* H α de la red GONG; imagen a 1600 Å de AIA-SDO; y magnetograma de HMI-SDO (Alissandrakis, 2017).

Capítulo 2

Extensión al modelo Pakal - Añadiendo presión magnética

La extensión propuesta en esta tesis al modelo computacional Pakal le añade a este último el efecto de la presión magnética a la ecuación de estado. Con lo anterior, el modelo de Pakal, que en principio era un modelo computacional que simulaba un modelo hidrostático para el comportamiento del plasma, se robustece al convertirse en un modelo Magnetohidrostático. El modelo original resuelve la ecuación de estado del gas suponiendo una atmósfera estática donde:

$$\frac{dp}{dz} = g\rho \quad (2.1)$$

Siendo p la presión, z la profundidad geométrica, g la aceleración de la gravedad y ρ la densidad. Para la presión, se toma en cuenta la presión producida por el propio gas en equilibrio hidrostático, más la presión por turbulencia.

$$p = p_g + \frac{1}{2}\rho v_t^2 \quad (2.2)$$

En la ecuación 2.2, el término p_g es la presión del gas en equilibrio termodinámico ($p_g = n_t kT$), mientras que el término v_t es definido como la velocidad promedio de turbulencia, la cuál caracteriza la presión debida a la turbulencia.

A esta fórmula, se le añade el efecto de la presión causada por el campo magnético, conocida como presión magnética (P_B), resultando en (Priest, 2014):

$$p = p_g + \frac{1}{2}\rho v_t^2 + p_B \quad (2.3)$$

El valor utilizado para P_B está dado por $P_B = \frac{B^2}{8\pi}$ donde B es la magnitud del campo magnético en el punto donde se desea realizar el cálculo y π es la constante matemática (Martinez y col., 2010).

A continuación se precisará el código de la extensión computacional al programa Pakal realizado en esta tesis. Se contextualizará dicho código con secciones del código original. Las extensiones al código se diferenciarán al código original al estar con un estilo de letra en **negrita**, mientras que los nombres de los archivos se encuentran subrayados. Además, se comentará la función realizada por el código agregado.

Para hacer posible la adición del efecto de la presión magnética sobre la ecuación de estado dentro del código Pakal, se modificaron los siguientes archivos:

hmodel.h En esta libreria se definen la estructura de la atmosfera, a la cual se le agregaron las componentes x, y, z del campo magnetico, asi como la variable ξ para la modulacion del mismo

```

1 typedef struct{
2     int id;
3     double z;
4     double T;
5     double P;
6     double H;
7     double V;
8     double vt;
9     double ne;
10    double ne_lte;
11    double bhm;
12    double fz;
13    /*-----*/
14    //Se agregan las componentes del campo y xi
15    double Bx;
16    double By;
17    double Bz;
18    double xi;
19    /*-----*/
20 }Atmosphere;

```

main.c Esta es la parte donde el módulo Jaguar se encarga de llamar a las respectivas funciones que llevan a cabo los cálculos de cada uno de los pasos de integración. En este código se agregó la lectura de los valores de campo.

Los parametros amplitud e intensidad son los respectivos valores del campo magnetico.

El parámetro alpha se define en el capítulo 4.

El parámetro B_x0 representa la altura a la que nace el campo magnético, tomando como referencia la base de la fotósfera.

```

1
2 int main(int argc , char **argv){
3     int i,j;
4     Model model;
5     char env[500];
6     char comando[500];
7     double hydro_step;
8     double pz1;
9     double Y;
10    double fz1;
11    double dx;
12    int chromospheric_network;
13    int cell;
14    int hydro;
15    /*-----*/
16    //Los parametros amplitud e intensidad son los respectivos
    //valores del campo magnetico
17    //El parametro alpha representa el angulo entre el nacimiento del
    //campo magnetico y el punto que se desea calcular, tomando como
    //referencia de centro el centro solar

```

```

18 //B_x0 representa la altura de nacimiento del campo, tomando como
    referencia la base de la fotosfera
19 //magnetic es la variable que nos dice si se llamo la bandera del
    campo magnetico
20 double amplitude , intensity , alpha;
21 int magnetic = 0;
22 int B_x0;
23 /*-----*/
24
25 printf("Loading Atomic Model:\n");
26 model = newModel(argv[1]);
27 chromospheric_network=0;
28 hydro = 0;
29
30 for (i=1; i<argc; i++) {
31     sprintf(comando, "%s", argv[i]);
32     if (strcmp(comando, "-hydro") == 0) {
33         hydro= 1;
34     }
35
36     if (strcmp(comando, "-cn") == 0) {
37         sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
38         if (sscanf(comando, "%i\n", &cell) > 0) {
39             chromospheric_network=1;
40             printf("Error: Network or cell is required.\n");
41             return 0;
42         }
43     }
44     /*-----*/
45
46     //Aqui se lee la bandera del campo magnetico representada por -
47     B y se transfieren al codigo los parametros de entrada
48     if (strcmp(comando, "-B") == 0) {
49         sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
50         if (sscanf(comando, "%f\n", &amplitude) > 0) {
51             sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
52             if (sscanf(comando, "%f\n", &intensity) > 0) {
53                 sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
54                 if (sscanf(comando, "%f\n", &alpha) > 0) {
55                     sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
56                     magnetic = 1;
57                 }
58             }
59         }
60     }
61
62     B_x0 = 1;
63     loadInitValues(&model, 0);
64     if(magnetic == 1) {
65         init_B(amplitude , intensity , alpha , &model, B_x0);
66     }
67     printf("Layer 0\n");
68     NLTE(&model, 1e-14, 0, 0.0, 0.0, 0.0, chromospheric_network, cell, 0);
69     writeModel(model, "dummy/");
70
71     for (i=1; i<= model.n; i++) {
72         pz1 = model.atm.P;
73         fz1 = model.atm.fz;
74         dx = model.atm.z;

```

```

75     loadInitValues(&model, i);
76     /*-----*/
77     //En caso de que la bandera haya sido activada, se calcula el
78     //campo magnetico y modidica directamente los valores de las
79     //capas de la atmosfera por medio del parametro &model.
80     if(magnetic == 1) {
81         calculate_B(amplitude, intensity, alpha, &model, B_x0);
82     }
83     /*-----*/
84     if (!(hydro)) {
85         printf("Layer %d (ion)\n", i);
86     }
87     /*-----*/
88     //Dado que la opcion hydro no fue activada, se asume que no
89     //se busca tampoco el campo magnetico (esto se representa por el
90     //0 del final)
91     /*-----*/
92     NLTE(&model, 1e-14, 0, 0.0, 0.0, 0.0, chromospheric_network, cell, 0)
93     ;
94     } else {
95         printf("Layer %d (hydro)\n", i);
96         dx = model.atm.z - dx;
97     }
98     /*-----*/
99     //Si la opcion hydro fue activada, se le pasa al modelo NLTE
100    el parametro "magnetic"
101    /*-----*/
102    NLTE(&model, 1e-14, 1, pz1, fz1, dx, chromospheric_network, cell,
103    magnetic);
104    }
105    writeModel(model, "dummy/");
106    }
107    return 0;
108    }

```

nlte.c Esta seccion resuelve la ecuación de estado con un modelo NLTE (non local thermodynamic equilibrium), y es donde se agrega como tal la influencia de la presión magnética

```

1
2 #include <string.h>
3
4 double totalParticles = 0.0;
5 double magnetic_true = 0;
6
7 /*-----*/
8 //Es aqui donde se resuelve la funcion de estado, por lo que es
9 //donde se realiza la principal contribucion de esta tesis.
10
11 double f_hydro(double Y, double R, double Z, double T, double vt,
12 double bx, double by, double bz, double xi){
13     //g * m H 6.674e-8 cm^3g-1s-2 * 1.673534e-24 g
14     double R1, KT, R2, R3, R4, R5, R6, B, magnetic_field;
15
16     //Se agrega un archivo que contiene los valores del campo
17     //magnetico y de la presion a cada altura, para poder observarlos
18     //y graficarlos de ser necesario. Los valores se encuentran
19     //contenidos en el archivo magnetic_and_pressure.dat

```



```

16 char tmp_name[300];
17 FILE *tmp_file;
18 strcpy(tmp_name, "magnetic_and_pressure.dat");
19 //De momento solamente se toma en cuenta la componente z del
    campo magnetico, por lo que esta se asigna al valor del campo
20 magnetic_field = bz;
21
22 if(magnetic_true != magnetic_field)
23 {
24     tmp_file = fopen(tmp_name, "a");
25     magnetic_true = magnetic_field;
26     printf("magnetic_field=%le\n", magnetic_field);
27     fprintf(tmp_file, "%le %le\n", 0.0, xi*magnetic_field/(8*M_PI
    ));
28     fclose(tmp_file);
29 }
30 first_time = 1;
31 //Esta es la ecuacion resultante con la componente del campo
    magnetico (xi*magnetic_field/(8*M_PI))
32 B = 1.0+R+Y+Z+( 0.5*pow(vt,2.0)*(1.0+4.0*Y)*mH)/(kboltz*T)) + xi
    *magnetic_field/(8*M_PI);
33
34 //B = 1.0+R+Y+Z+( 0.5*pow(vt,2.0)*(1.0+4.0*Y)*mH)/(kboltz*T));
35 //Esta era la ecuacion antes de ser modificada
36
37 return exp(log(GMH) - log(kboltz*T) + log(1.0+4.0*Y) - log (B));
38 }
39
40 /*-----*/

```

nlte.h En el encabezado de la libreria de NLTE (non local thermodynamic equilibrium) se modifica para aceptar el campo magnetico

```

1 //Se agregan las componentes x, y, z y xi para ser introducidas en
    la ecuacion de estado
2 double f_hydro(double Y, double R, double Z, double T, double vt,
    double bx, double by, double bz, double xi);
3 void NLTE(Model *model, double error, int hydro, double pz1, double
    fz1, double dx, int chromospheric_network, int cell, int
    magnetic);

```

Pakal.c Pakal, al ser la parte del código que interactúa con el usuario, es la parte que procesa la información de la terminal y la envía al resto del código, tomando como entrada de la terminal los valores amplitud, intensidad y alpha, que son respectivamente los valores que se introducirán al campo magnético. Amplitud: La amplitud del campo Intensidad: La intensidad del campo Alpha: Ángulo entre el nacimiento del campo y la línea de visión a la que se desea calcular

```

1 /*-----*/
2 //campo magnetico
3 double B_amplitude = 0, B_intensity = 0, B_alpha = 0;
4 int magnetic = 0;
5 //componente de campo magnetico
6 if (strcmp(comando, "-B") == 0) {
7     sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
8     if (sscanf(comando, "%f\n", &B_amplitude) > 0) {
9         sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
10        if (sscanf(comando, "%f\n", &B_intensity) > 0) {
11            sprintf(comando, "%s", argv[++i]);
12            if (sscanf(comando, "%f\n", &B_alpha) > 0) {
13                magnetic=1;

```

```

14     }
15     else{
16         imprimeInstrucciones();
17         return 0;
18     }
19 }
20 else{
21     imprimeInstrucciones();
22     return 0;
23 }
24 }
25 else{
26     imprimeInstrucciones();
27     return 0;
28 }
29 }
30 /*-----*/
31
32 if (!(compute_ion_profile)) {
33     if (hydro) {
34
35         sprintf(comando,"rm data/atmosphere/chromosphere/average/*.dat"
36 );
37         system(comando);
38         printf("Computing hydrostatic atmosphere.\n");
39
40         if(magnetic) {
41             sprintf(comando,"jaguar/jaguar %s -hydro -B %e %e %e",
42 atm_model, B_amplitude, B_intensity, B_alpha);
43         }
44         else{
45             sprintf(comando,"jaguar/jaguar %s -hydro",atm_model);
46         }
47
48         system(comando);
49
50         printf("Ready\n");
51         return 0;
52     }else{
53         printf("Using previous ion profiles.\n");
54     }
55 }else{
56     if (chromosnet) {
57         printf("Computing ion profiles CN activated.\n");
58         sprintf(comando,"rm data/atmosphere/chromosphere/chromosnet/
59 cell/*.dat");
60         system(comando);
61         sprintf(modelCell, "%s-CELL",atm_model);
62         printf("Computing %s \n", modelCell);
63         sprintf(comando,"jaguar/jaguar %s -cn 1",modelCell);
64         printf("%s\n",comando);
65         system(comando);
66         printf("Ready\n");
67         printf("Computing ion profiles.\n");
68         sprintf(comando,"rm data/atmosphere/chromosphere/chromosnet/net
69/*.dat");
70         system(comando);
71         sprintf(modelNet, "%s-NET",atm_model);
72         printf("Computing %s \n", modelNet);
73         sprintf(comando,"jaguar/jaguar %s -cn 0",modelNet);
74         printf("%s\n",comando);
75         system(comando);

```

```

72     printf("Ready\n");
73     return 0;
74 } else {
75     printf("Computing ion profiles.\n");
76     sprintf(comando, "rm data/atmosphere/chromosphere/average/*.dat "
77 );
78     system(comando);
79     sprintf(comando, "jaguar/jaguar  %s", atm_model);
80     printf(" %s\n", comando);
81     system(comando);
82     printf("Ready\n");
83     return 0;
84 }

```


Capítulo 3

Microarco Magnético

Para probar la extensión realizada al modelo computacional Pakal, se llevaron a cabo las simulaciones del comportamiento de los campos magnéticos según dos modelos distintos: uno en forma de arco magnético (Aschwanden, 2006) y otro en forma de un flujo emergente (Rees, 1978). A continuación se precisarán el modelo de microarco magnético y en el siguiente capítulo, el flujo emergente.

Se consideró el modelo de Microarcos Magnéticos debido a que en el experimento VAULT se observaron pequeñas estructuras frías cromosféricas ($7-9 \times 10^3 \text{K}$) (Vourlidas, Sanchez y Landi, 2010); las cuales, hasta el momento, han sido las más pequeñas y con menor temperatura encontradas (véase Anexo 6.1). El origen de estas estructuras aún son un misterio, pero se ha teorizado que podrían ser loops fríos (Vourlidas, Sanchez y Landi, 2010).

Para este modelo el programa utiliza 3 parámetros de entrada: (1) la altura con respecto a la base de la fotosfera donde nace el campo magnético, (2) el momento magnético y (3) el parámetro α . Por medio de trigonometría, se encuentra además la relación entre los parámetros antes mencionados; obteniéndose los valores r y θ (véanse Figura 3.1 y Figura 3.2).

Los siguientes 3 valores son los que toma como entrada el programa Pakal, por lo que pueden ser modificados por el usuario.

Altura de origen del campo (l). Significa la distancia desde el centro del Sol hasta el punto donde origina el arco magnético (el conductor enterrado, de acuerdo al modelo de arcos magnéticos. Ver Figura 3.1). El valor utilizado es un supuesto arbitrario bajo parámetros deductivos según características de la fotosfera. Particularmente, debido a que el modelo de arcos magnéticos asume que la fuente de este campo es un conductor, se deduce que éste tendría que estar enterrado debajo de la superficie de la fotosfera, ya que si estuviera por encima podría ser observado con diferentes tecnologías (como VAULT). Por lo tanto, se consideró que el conductor existe entre 150 km debajo. *agregar referencia*

Momento magnético (m). Es la fuerza y orientación magnética de objeto que produce un campo magnético. Para el momento magnético se utilizó un valor de $2,5964 \times 10^{12} \text{Mx}$ (Mariska, 1993).

alpha (α). Se refiere al ángulo que se forma entre el nacimiento del arco magnético y el punto que se desea calcular, tomando como referencia base el centro solar (Ver Figura 3.1). Este valor fue calculado de tal forma que Theta arrojará un número muy cercano a 92° .

Los siguientes son valores que se calculan por el mismo programa Pakal son utilizados para los cálculos del campo magnético.

R_{\odot} representa al radio solar y se toma un redondeo a $6,96 \times 10^8 m$.

h. Representa una variable relacional que está dada por radio solar + h = distancia del centro del sol hasta el punto espacial cuyo valor de campo magnético se desea calcular *agregar referencia* (Ver Figura 3.1). El valor de esta variable de entrada por el código PakalMPI original.

Theta (θ). Es el ángulo que se forma entre la base del origen del arco y el punto que se desea calcular. Teóricamente el mayor cambio en un campo magnético ocurre en el ángulo de 90° . Sin embargo, el valor matemático del campo magnético para este ángulo resulta indeterminado en la ecuación de la intensidad del campo. Pese a esto, la extensión del software ha sido diseñada para recibir cualquier valor ajustando al límite superior. Las pruebas de la extensión se realizaron seleccionando arbitrariamente en 91° para poder reflejar el mayor cambio determinable en el campo magnético.

La relación entre este ángulo y el ángulo α que es el que utiliza Pakal fue determinado por la ley de senos con las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned}\frac{r}{\text{sen}(\alpha)} &= \frac{d}{\text{sen}(\omega)} \\ \omega &= \text{sen}^{-1}\left(\frac{(d)(\text{sen}(\alpha))}{r}\right) \\ \alpha + 90 + \theta + \omega &= 180 \\ \theta &= 90 - \alpha - \omega\end{aligned}$$

r. Representa la distancia medida en línea recta desde el nacimiento del campo magnético hasta el punto cuyo valor de campo se desea calcular. Este valor se calcula de acuerdo de valor h por medio de la ley de cosenos con la fórmula

$$r = \sqrt{(h + R)^2 + (d)^2 - 2(h + R)(d)\cos(\alpha)}$$

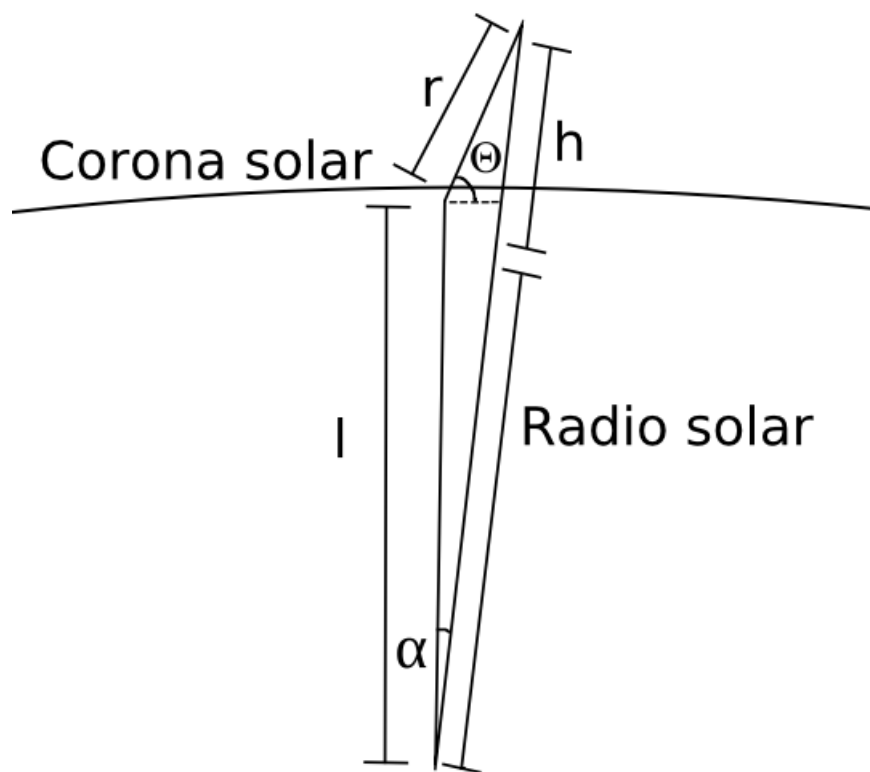


Figura 3.1: Representa la geometría que se utiliza para adaptar los parámetros del arco magnético.

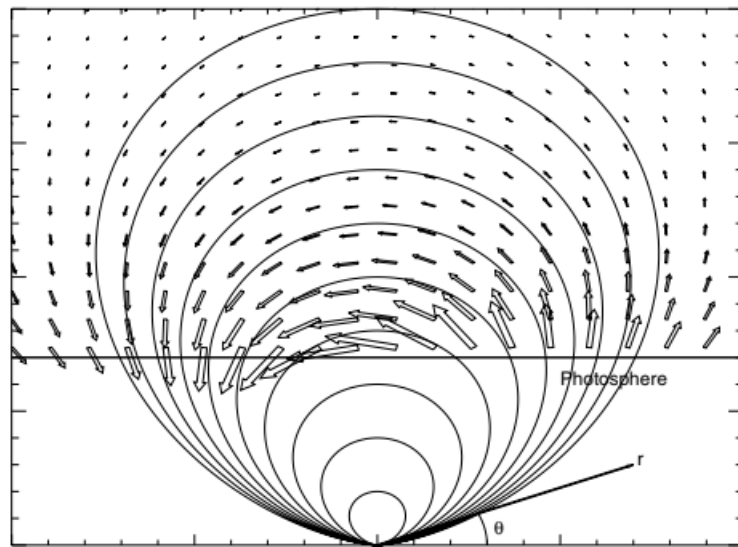


Figura 3.2: Imagen tomada del Aswanden. Representa el modelo de arco magnético, donde la longitud de las flechas indican la intensidad del campo, y la dirección en la que apuntan corresponde a la del campo.

3.1. Resultados

El modelo de arcos magnéticos es uno de los modelos más simples para simular el comportamiento solar. Sin embargo, a su vez, es un modelo que facilita la comprensión y visualización de la morfología del campo magnético de una manera pedagógica.

Los primeros resultados que se presentan, son aquellos concernientes a las pruebas de la codificación del modelo de arcos magnéticos para obtener los perfiles de los propios arcos magnéticos. Particularmente, se realizaron pruebas en los campos magnéticos iniciales de 0, 25, 183 y 570G. Con estos valores se obtuvo un perfil del campo magnético a lo largo de la altura; cuyos resultados se pueden apreciar en la Figura 3.3. Como se puede observar, los valores de los campos magnéticos arriba de los 1,000 km terminan siendo relativamente pequeños, independientemente del valor de entrada. Lo anterior va acorde a la teoría del campo magnético de la cromósfera.

Una vez obtenidos los perfiles de los arcos magnéticos, ya se puede ajustar la presión de la cromósfera a diferentes alturas. Los resultados obtenidos a través de la extensión al código Pakal se representan en la Figura 3.4. En ella se puede ver que conforme más grande es el campo magnético, la presión decremente menos, manteniéndose a un valor más alto.

Después de obtener los resultados de la presión de la cromósfera, se pueden calcular los valores de la densidad del hidrógeno presente en la cromósfera. Estos resultados se pueden apreciar en el gráfico 3.5. Como se puede observar el comportamiento general es que a mayor campo magnético menor es el gradiente de la densidad. En adición a estos resultados, se muestran también dos comparativos entre los resultados de las densidades para diferentes campos magnéticos. Estos últimos resultantes se grafican en la Figura 3.6 y en la Figura 3.7.

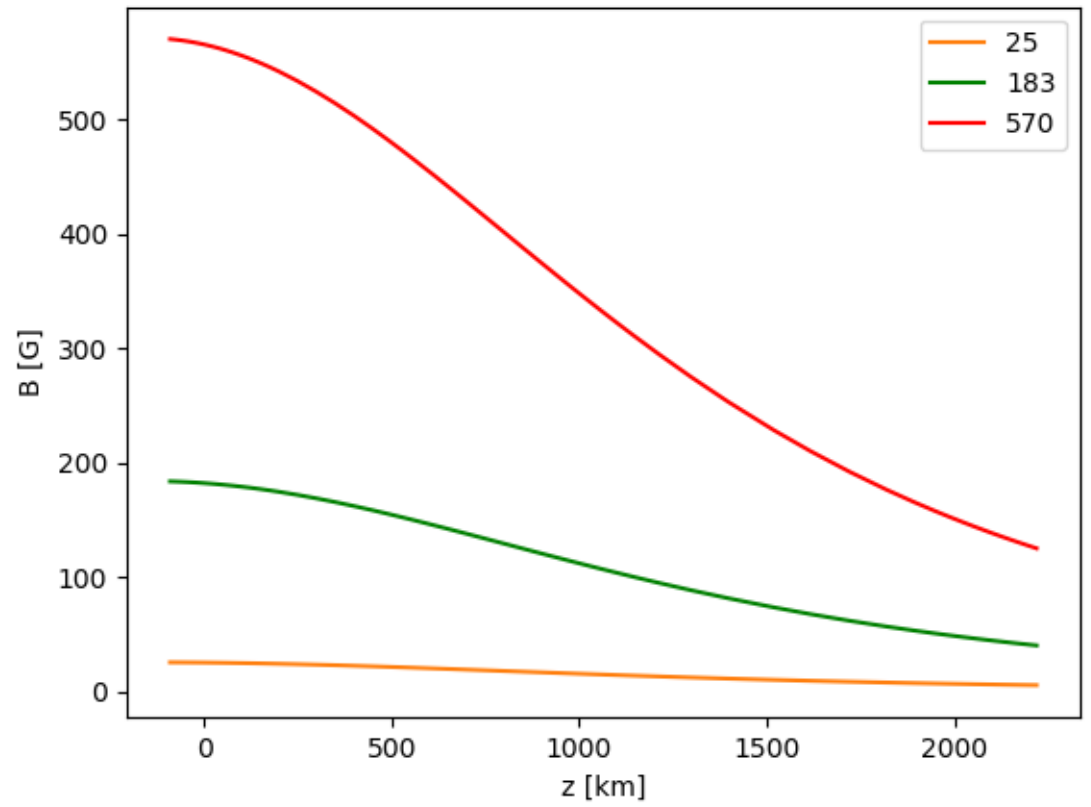


Figura 3.3: En esta gráfica se describe el comportamiento de la intensidad del campo magnético.

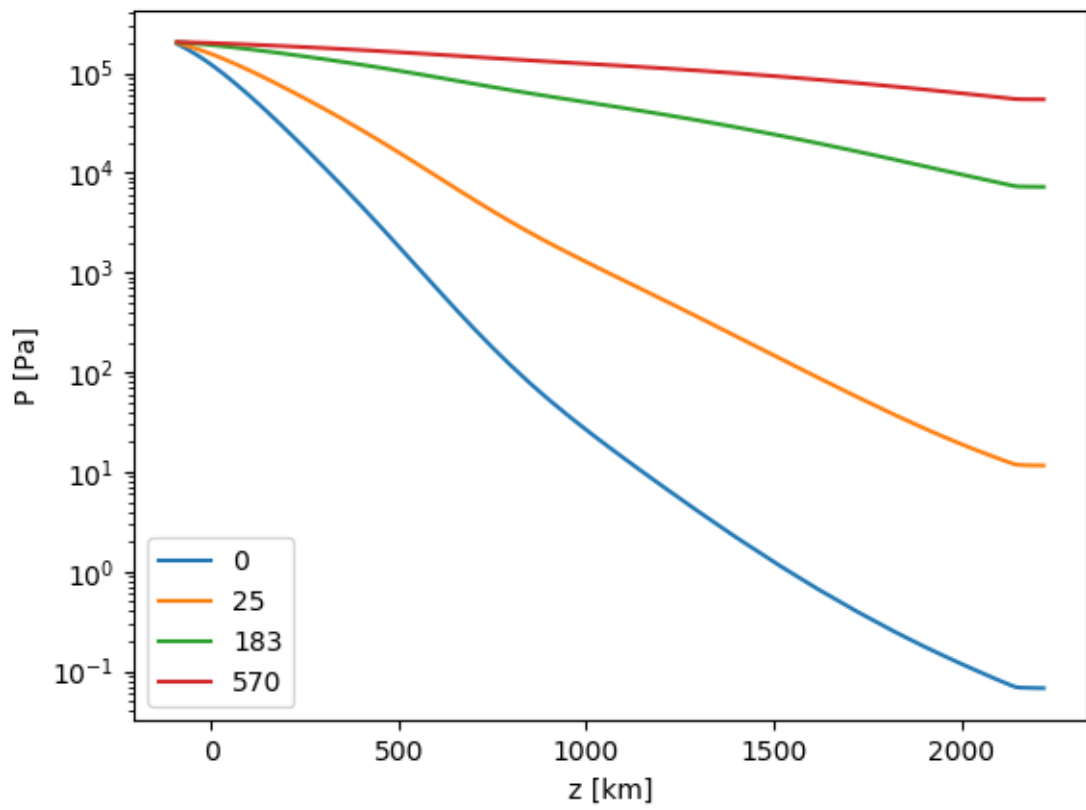


Figura 3.4: Aquí se presentan cada una de las salidas de las simulaciones con los distintos valores de campo magnético según los resultados anteriores.

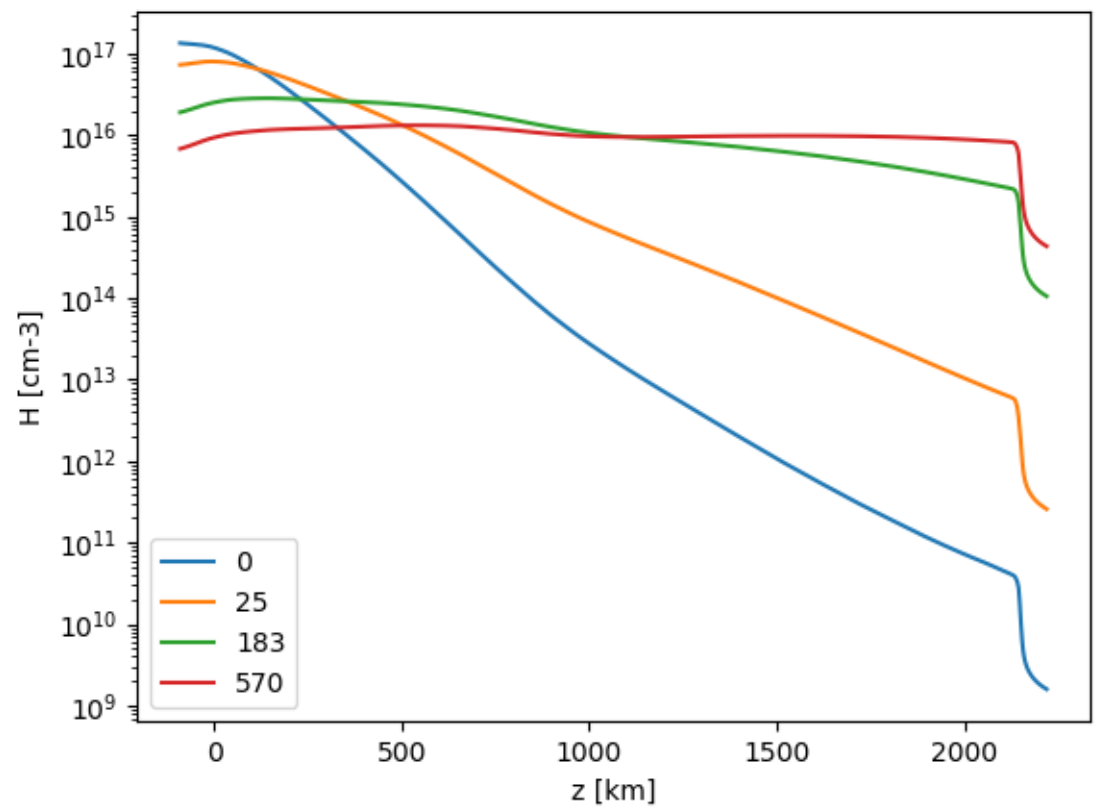


Figura 3.5: En esta figura se grafican el perfil de densidades de hidrógeno.

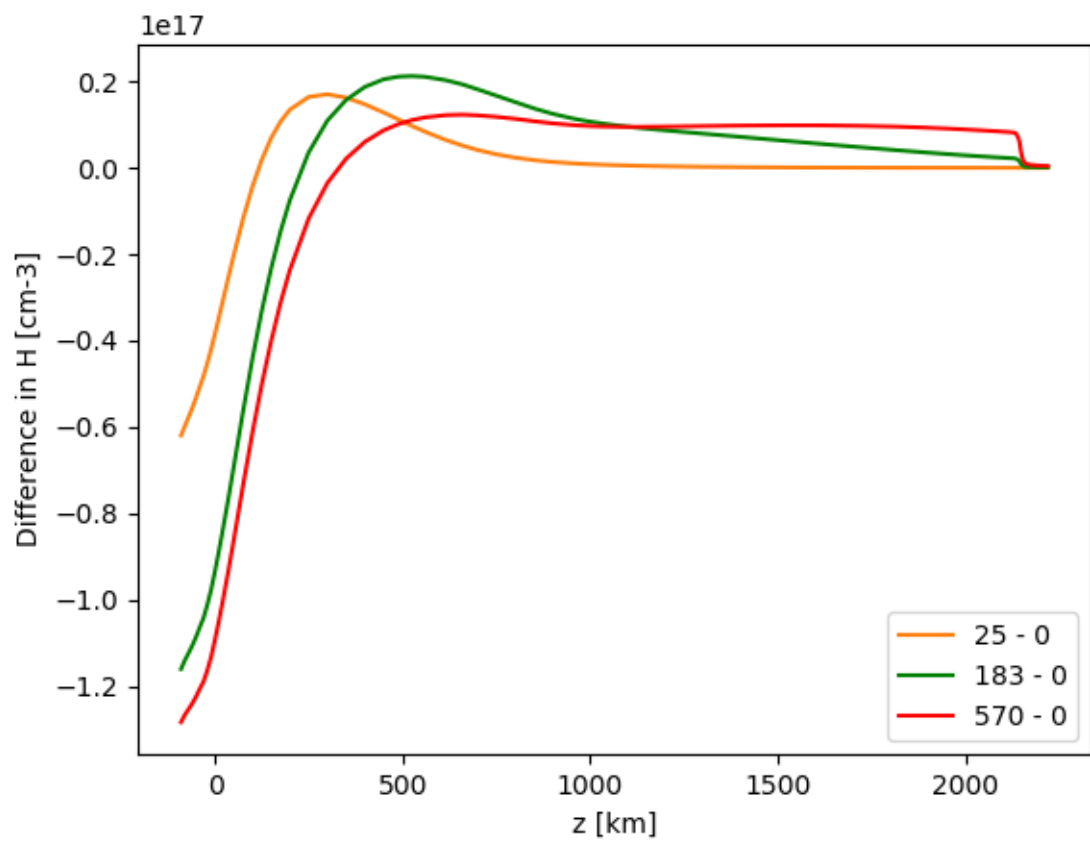


Figura 3.6: Aquí se muestra una comparación entre las diferentes salidas de las densidades del programa.

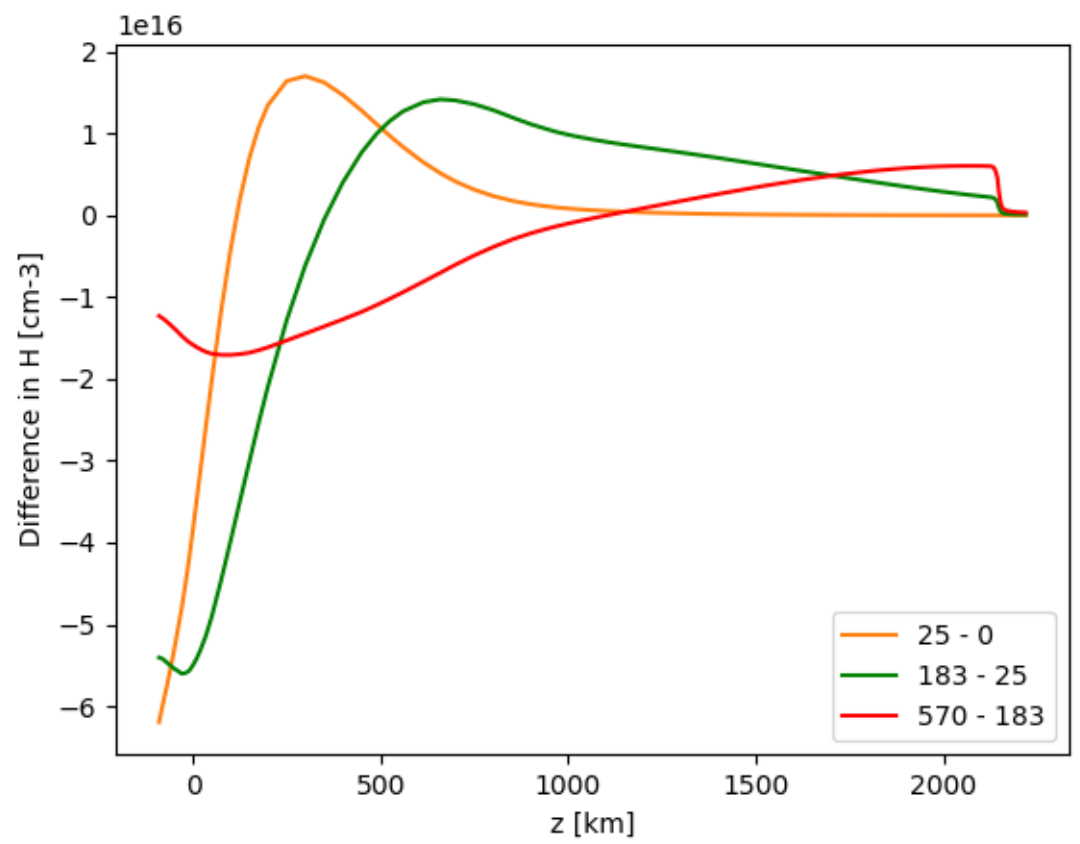


Figura 3.7: Aquí se muestra un diferencial de cada uno de las salidas de las simulaciones contra las salidas de la simulación con un valor más bajo.

Capítulo 4

Flujo Emergente

En este capítulo se desarrolla la simulación del modelo de Flujo Emergente, el cuál fue considerado dado que algunas observaciones (Bellot y Orozco, 2019) parecen proveer de evidencia de que los campos magnéticos se pueden comportar según lo descrito por la teoría concerniente.

Escala de altura (h). Es un valor empírico que permite determinar qué tanto se difumina el campo magnético con respecto a la altura. Su valor fue seleccionado de tal forma que los rangos de sus valores caigan dentro de los empíricos que han sido observados. Concretamente, se tomó el valor de 200 debido a que arroja los resultados empíricos observados, que van de 500 a 1000G (Vourlidas, Sanchez y Landi, 2010).

Flujo magnético (ϕ). Representa el campo magnético total que pasa por un área determinada. Para realizar las pruebas a la extensión computacional propuesta, se tomó como valor del flujo magnético $\phi = 2,8 \times 10^{18} \text{Mx}$. Si bien existe debate sobre las aproximaciones más precisas con respecto a este valor (Meunier, 2018); se consideró éste debido a que los resultados del radio inicial del tubo de flujo del modelo de Flujo Emergente fueron coherentes con la teoría (366km (Meunier, 2018) y (Vourlidas, Beltran y Chintzoglou, 2016)) al utilizarlo.

Intensidad de campo inicial en su base (B_0). Se refiere al valor que toma el campo magnético en la base, o desde el punto donde se desea comenzar a medir. Los cálculos fueron generados considerando distintos valores de campo magnético (0, 500, 1000 y 1500 Gauss), dado que en la literatura se ha dado este valor entre 1000 y 1500 Gauss. La fuerza de la red cromosférica es 1 kG a $z=0$ con una altura de 500km de acuerdo a (Judge, 2006).

La representación geométrica de este modelo puede observarse en la imagen 4.1.

4.1. Resultados

En esta sección se presentarán los resultados obtenidos de las simulaciones según los modelos de arcos magnéticos y flujo emergente.

El modelo de Flujo emergente es más complejo que el modelo de arcos magnéticos, lo que lo hace físicamente más plausible. Sin embargo, es un modelo que no provee de explanantes a la generación de los campos magnéticos.

Al igual que con el modelo anterior. Primero se calculó el perfil de los campos magnéticos según esta teoría. Para esto, y como se explicó en secciones anteriores, se utilizaron los valores de 500, 1000 y 1500G. Como se puede apreciar en la Figura 4.2, la intensidad del campo magnético decae mucho más rápido en comparación con el modelo anterior, a tal grado que para los 1,000km ya es prácticamente despreciable su valor. Este fenómeno es aún más acertado a las teorías pertinentes.

Similarmente a lo realizado en el modelo de Flujo emergente, una vez obtenidos los valores del perfil de los campos magnéticos se procedió a calcular la presión cromosférica. En este modelo se puede entrever un desplazamiento en la caída de la presión de la cromósfera (Véase Figura 4.3). A su vez, con este nuevo valor, se obtuvo el perfil de densidad, el cual presenta un desplazamiento en el gráfico para cada valor de campo. Finalmente, una vez obtenidos todos estos resultados, también se procedió a realizar dos comparativos entre los resultados de las diferentes perfiles de densidades. Los resultados de estas comparativas se pueden apreciar en la Figura 4.5 y Figura 4.6.

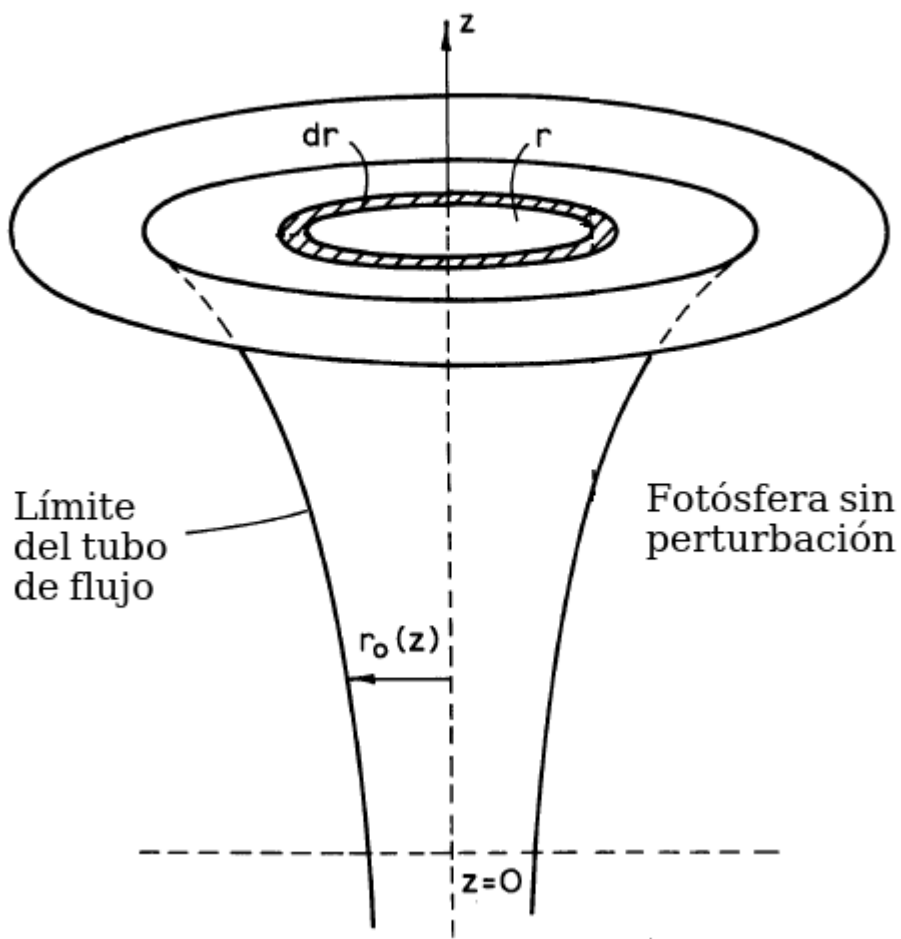


Figura 4.1: Representación geométrica del modelo de flujo emergente.

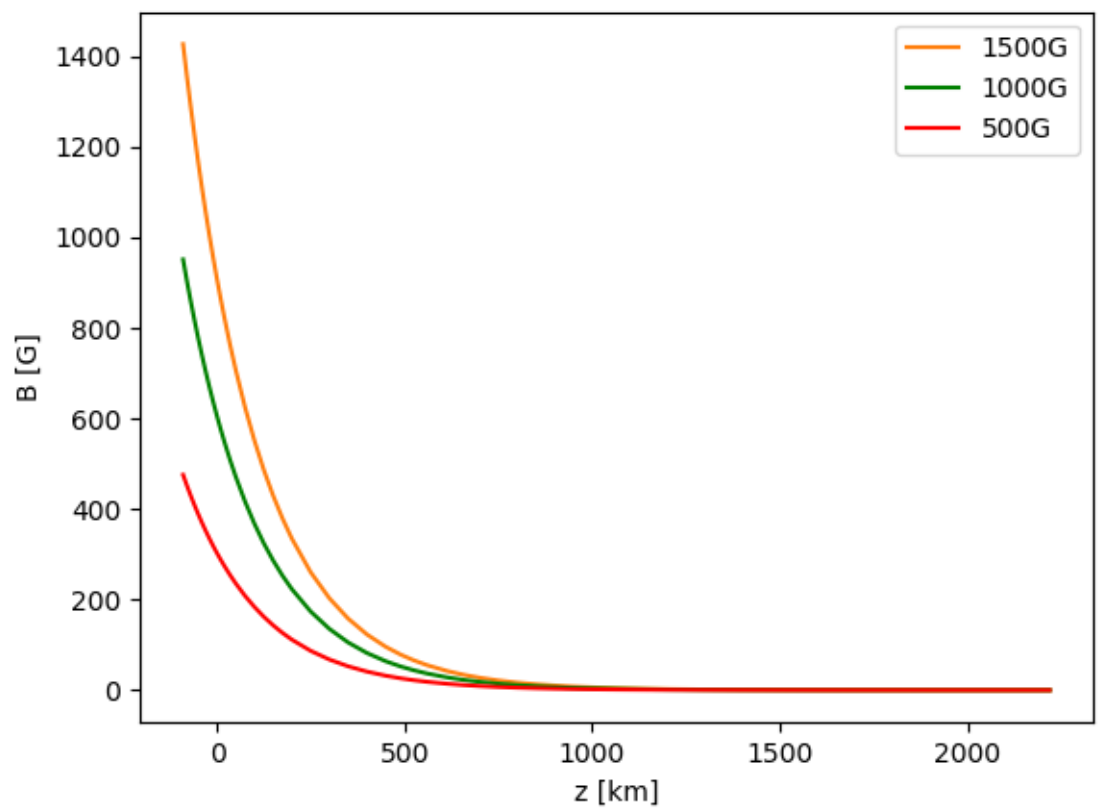


Figura 4.2: En esta gráfica se describe el comportamiento de la intensidad del campo magnético.

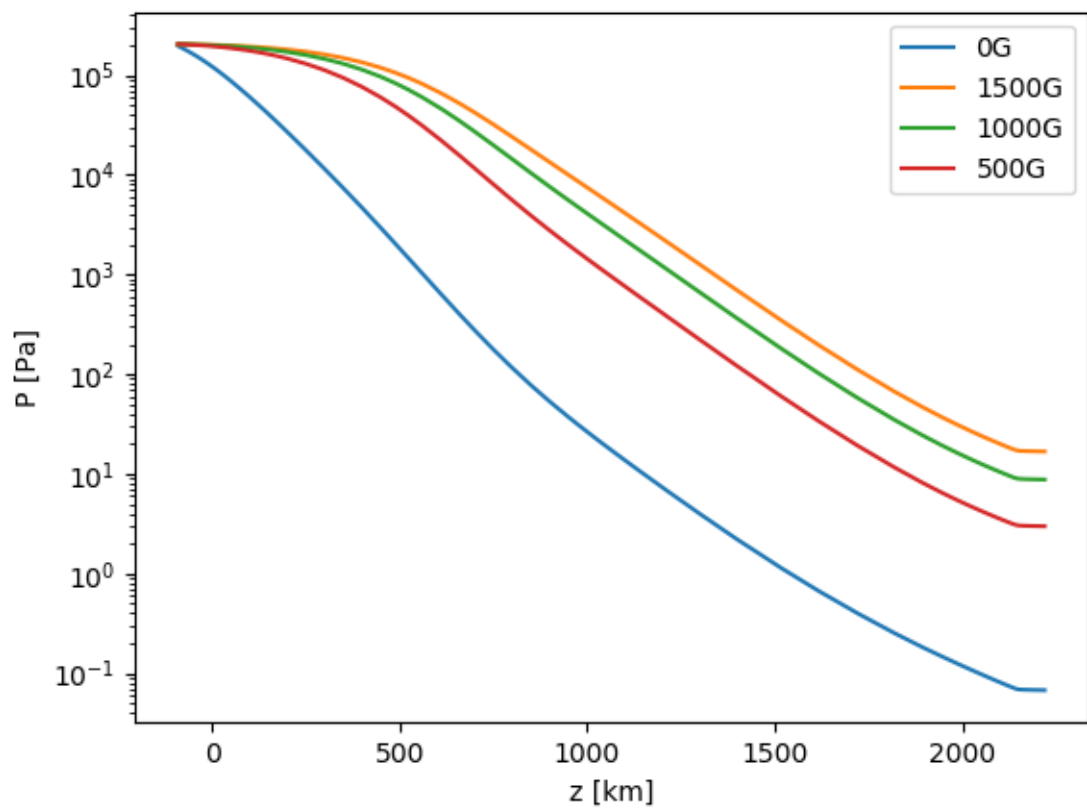


Figura 4.3: Aquí se presentan cada una de las salidas de las simulaciones con los distintos valores de campo magnético según los resultados anteriores.

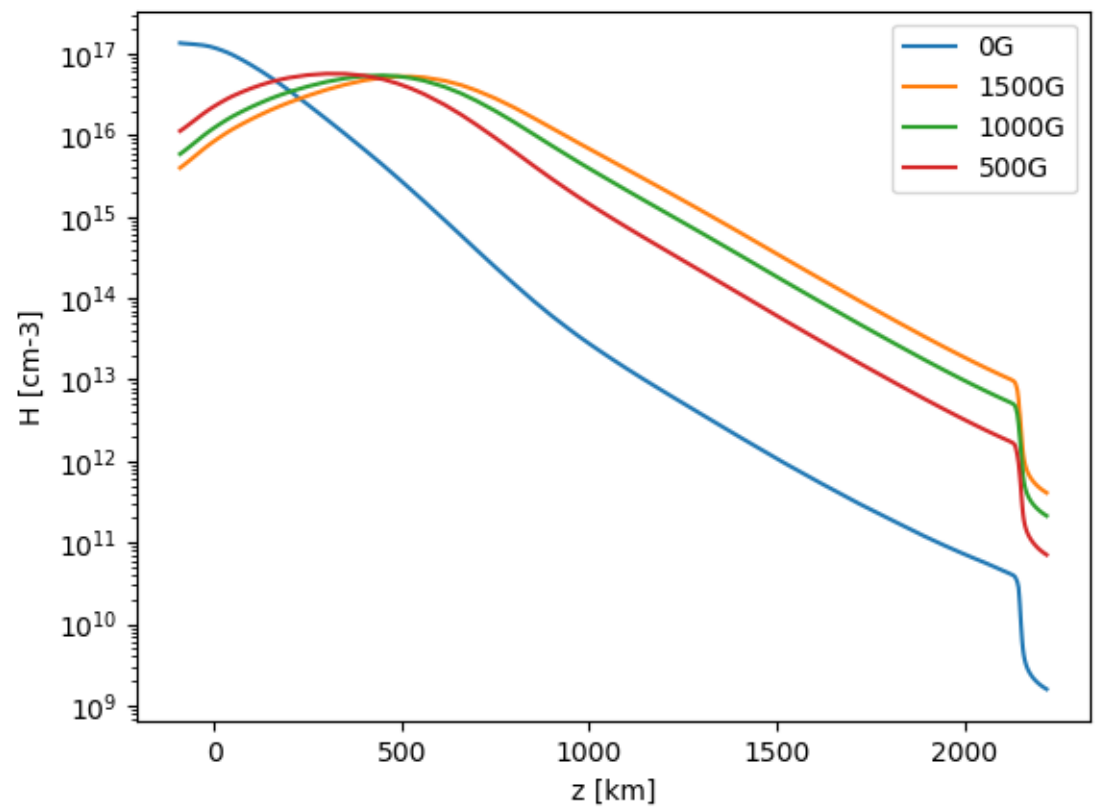


Figura 4.4: En esta figura se grafican el perfil de densidades de hidrógeno.

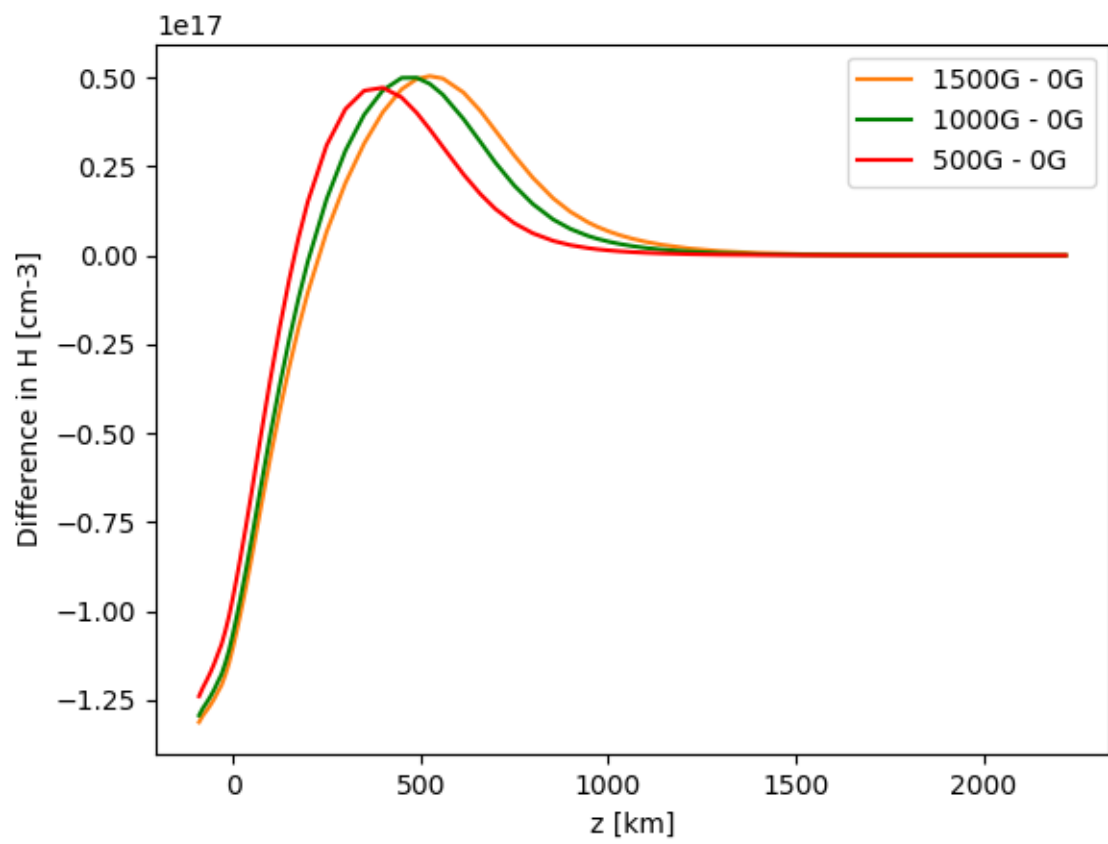


Figura 4.5: Aquí se muestra una comparación entre las diferentes salidas de las densidades del programa.

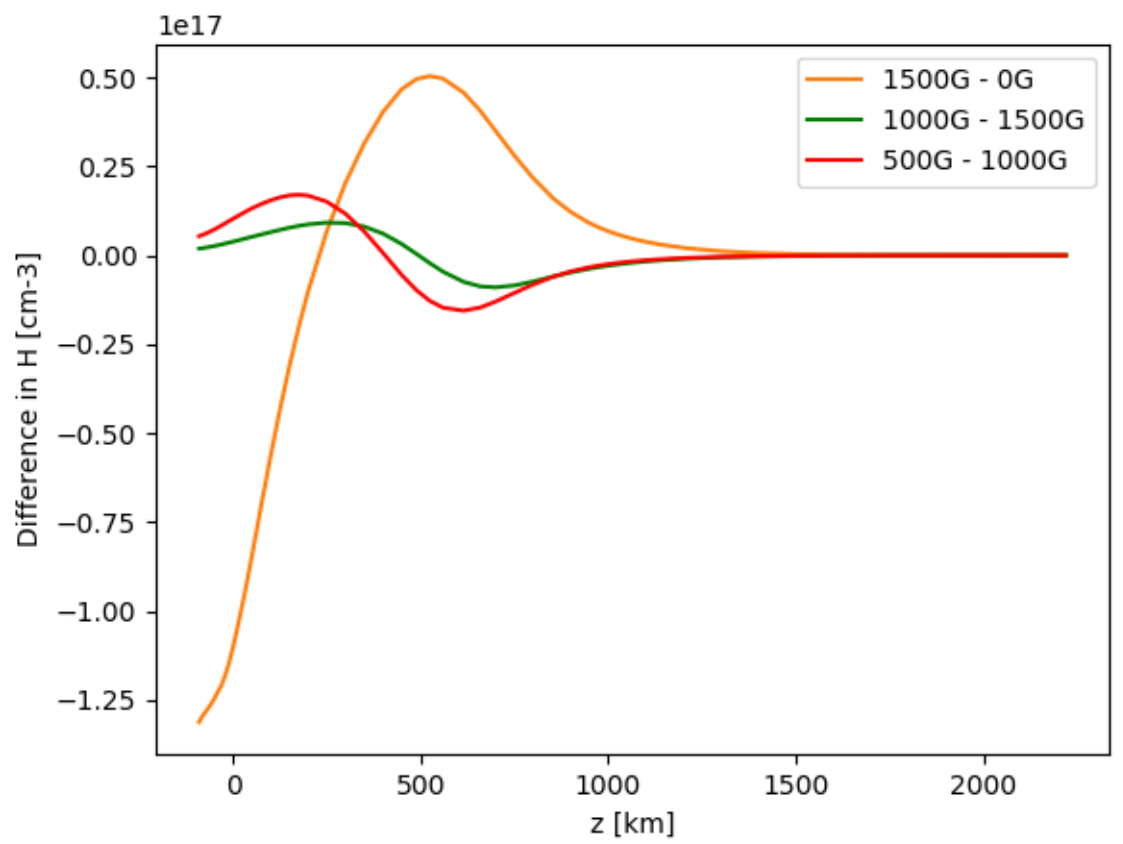


Figura 4.6: Aquí se muestra un diferencial de cada uno de las salidas de las simulaciones contra las salidas de la simulación con un valor más bajo.

Capítulo 5

Discusión y conclusiones

Comparación entre ambos modelos, discusión y resultados
aproximación teórica

Capítulo 6

Anexos

Structure	Intensity [LRI] [†]	Radiance [$10^{12} \frac{ergs}{cm^2 s sr}$]	Opt. Depth <i>Log</i>	T [$10^3 K$]	Pressure [dyn/cm ²]
Quiet Sun	0.5 — 5	3.3 — 32.5	4 — 5	8 — 10	0.1 — 1
Quiet Sun Prom.	0.2 — 1.4	1.8 — 9.5	6 — 3	7 — 9 (20)*	1 (0.1)*
Plage	5.7 — 12	37.5—75.0	4	10—13	1
Plage Prom.	1—5	6.7—32.5	3—0	8—40	0.1—1
Offlimb Prom.	0.8—1.1	5.8—7.8	3—0	15—80	0.1—1
Offlimb Loops	0.4—0.5	2.8—3.8	0	30—40	0.1

Figura 6.1: Diagnóstico cualitativo del plasma para varios tipos de estructuras.

*Es posible que tengan espesor óptico reducido.

[†]Ly α intensidad relativa (LRI). LRI = 1 representa la media de la región de Sol Quieto.

Bibliografía

- Alissandrakis, C. (2017). “Center-to-limb observations of the Sun with ALMA . Implications for solar atmospheric models”. En: *Astronomy & Astrophysics*.
- Aschwanden, Markus (2006). *Physics of the Solar Corona*. Springer Science & Business Media.
- Avrett, E. H. y R. Loeser (mar. de 2008). “Models of the Solar Chromosphere and Transition Region from SUMER and HRTS Observations: Formation of the Extreme-Ultraviolet Spectrum of Hydrogen, Carbon, and Oxygen”. En: *apjs* 175, págs. 229-276. DOI: 10.1086/523671.
- Bellot, Luis y David Orozco (2019). “Quiet Sun magnetic fields: an observational view”. En: *Living Reviews in Solar Physics*.
- De la Luz, V. (2011). “Modelación Tridimensional de la Atmósfera Solar para el Estudio de su Emisión en Radio”. Tesis doct.
- De la Luz, V. y col. (jun. de 2010). “Pakal: A Three-dimensional Model to Solve the Radiative Transfer Equation”. En: *apjs* 188, págs. 437-446. DOI: 10.1088/0067-0049/188/2/437. arXiv: 1106.2180 [astro-ph.SR].
- Dunbar, Brian (2017). *Layers of the Sun*. URL: https://www.nasa.gov/mission_pages/iris/multimedia/layerzoo.html.
- Eddy, J. A. y R. Ise (1979). “New Sun: The Solar Results From Skylab. NASA SP-402”. En: *NASA Special Publication* 402.
- Fleishman, G. y V. Melnikov (2003). “Gyrosynchrotron emission from anisotropic electron distributions”. En: *The Astrophysical Journal*.
- Fontanela, J. M. (1990). “Energy balance in the solar transition region I. hydrostatic thermal models with ambipolar diffusion”. En: *Astronomy and Astrophysics*.
- Fontenla, J. M. y E. H. Avrett (2006). “Semiempirical Models of the Solar Atmosphere. I. The Quiet- and Active Sun Photosphere at Moderate Resolution”. En: *The Astrophysical Journal*.
- Fontenla, J. M., E. H. Avrett y R. Loeser (1990). “Energy Balance in the Solar Transition Region. I. Hydrostatic Thermal Models with Ambipolar Diffusion”. En: *The Astrophysical Journal*.
- (mar. de 1993). “Energy balance in the solar transition region. III - Helium emission in hydrostatic, constant-abundance models with diffusion”. En: *apj* 406, págs. 319-345. DOI: 10.1086/172443.
- Hathaway, D. (2014a). *Chromospheric Features*. URL: <https://solarscience.msfc.nasa.gov/feature2.shtml>.
- (2014b). *Solar Physics*. URL: <https://solarscience.msfc.nasa.gov/>.
- (2014c). *The Transition Region*. URL: https://solarscience.msfc.nasa.gov/t_region.shtml.

- Jackson, John David (1962). *Physics of the Solar Corona*. John Wiley y Sons.
- Judge, Philip (2006). “Observations of the Solar Chromosphere”. En: *ASP Conference Series*.
- Lin, Haosheng y Thomas Rimmele (1999). “The granular magnetic fields of the quiet sun”. En: *The Astrophysical Journal*.
- Loper, Robert D. (2019). “Carrington-class events as a great filter for electronic civilizations in the drake equation”. En: *Astronomical Society of the Pacific*.
- Loukitcheva, Maria A. y Valery G. Nagnibeda (2000). “Radio Emission of Solar Chromosphere at Millimeter Wavelengths”. En: *European Space Agency*.
- Mariska, John T. (1993). *The Solar Transition Region*. Cambridge Astrophysics Series.
- Martinez, M. y col. (2010). “Small Magnetic Loops Connecting the Quiet Surface and the Hoy Outer Atmosphere of the Sun”. En: *The Astrophysical Journal*.
- Meunier, N. (2018). “Solar chromospheric emission and magnetic structures from plages to intranetwork: Contribution of the very quiet Sun”. En: *Astronomy and Astrophysics*.
- Nidos, A. y K. Alissandrakis (2018). “First high-resolution look at the quiet Sun with ALMA at 3 mm”. En: *A&A*.
- Priest, Eric (2014). *Magnetohydrodynamics of the Sun*. Cambgidge University.
- Rees, Seemel (1978). “Line Formation in an Unresolved Magnetic Element: A Test of the Centre of Gravity Method”. En: *Astronomy and Astrophysics*.
- Vernazza, J. E., E. H. Avrett y R. Loeser (abr. de 1981). “Structure of the solar chromosphere. III - Models of the EUV brightness components of the quiet-sun”. En: *apjs* 45, págs. 635-725. DOI: 10.1086/190731.
- Vourlidas, A., S. Beltran y G. Chintzoglou (2016). “Investigation of the Chromosphere-Corona Interface with the Upgraded Very High Angular Resolution Ultraviolet Telescope (VAULT2.0) ”. En: *Journal of Astronomical Instrumentation*.
- Vourlidas, A., B. Sanchez y E. et al. Landi (2010). “The structure and Dynamics of the Upper Chromosphere and Lower Transition Region as Revealed by the Subarcsecond VAULT Observations, Astronomy and Astrophysics”. En: *Solar Physics*.