



Notas del Curso
Fundamentos de Astrofísica

Jorge I. Zuluaga C., Dr.
Instituto de Física, Universidad de Antioquia

Fundamentos de Astrofísica



Grupo de
Física y Astrofísica
Computacional

Instituto de Física - Universidad de Antioquia

Instituto de Física – Universidad de Antioquia
Grupo de Física y Astrofísica Computacional

Cursos de Extensión en Ciencias Espaciales

Notas del Curso **Fundamentos de Astrofísica**

Por
Jorge I. Zuluaga C.
Instituto de Física

2007
Reimpresos Universidad de Antioquia

Notas del Curso Fundamentos de Astrofísica

Edición: Jorge I. Zuluaga


Diagramación: Jorge I. Zuluaga

Última actualización: sábado 12 de enero de 2008

Colaboradores:

Jorge Humberto Johnson, Revisión

Pablo Andrés Hernández, Transcripción audios

Este documento ha sido elaborado con  OpenOffice.org

Presentación de la Colección

Desde el primer semestre de 2002 los Cursos de Extensión en Ciencias Espaciales (llamados originalmente Escuela Local de Astrofísica, ELDA y posteriormente cursos de Extensión en Astrofísica) han brindado a cientos de interesados en la ciudad de Medellín, especialmente estudiantes Universitarios, un espacio académico y al mismo tiempo de esparcimiento cultural para conocer, explorar o ampliar conocimientos sobre el Universo y otros temas de interés de las ciencias espaciales. Los cursos que además atraen a un público creciente de jóvenes a punto de comenzar su carrera universitaria, profesionales de diversas disciplinas que encuentran en ellos una oportunidad para reunirse semanalmente con jóvenes y otros adultos que comparten su curiosidad e interés por la astronomía y la astrofísica y personas de los más diversos orígenes, han madurado a lo largo de estos años hasta convertirse en una opción divulgativa y educativa seria en la región y un ejemplo para otras iniciativas similares en el país.

Con el propósito de ofrecer apoyo bibliográfico básico para los cursos el **Grupo de Física y Astrofísica Computacional FACom** del Instituto de Física con el apoyo de colaboradores e instructores de los cursos presenta esta colección de Notas de los Cursos que han sido elaboradas sobre la base de las presentaciones y archivos de audio de los cursos en los últimos 5 años. Esas mismas presentaciones han sido mejoradas y depuradas a lo largo de esos años, a partir de la disposición creciente de información en los temas de las que tratan y las observaciones y sugerencias de los participantes. Esperamos que estos documentos sirvan como una guía básica para los nuevos participantes del curso e incluso como documento de consulta en otros escenarios académicos.

Con el propósito de hacer más expedito el proceso de publicación de estas notas se ha elegido el formato de la colección de Reimpresos de la Universidad de Antioquia. Por esta misma razón las Notas de los Cursos de Extensión en Ciencias Espaciales no tienen la forma final de un libro con sus exigencias y particularidades. Las imágenes son tomadas en su gran mayoría de fuentes externas y en la mayoría de los casos en ellas aparecen etiquetas en el idioma inglés. El contenido textual está en la forma de una colección de afirmaciones comentadas siguiendo precisamente el origen que esos mismos textos tienen en las presentaciones de los cursos. Todo esto sin embargo no afecta la calidad y utilidad del resultado final. Las notas son autocontenidas, están bien ilustradas, están acompañadas de cuestionarios y problemas y contienen una lista de referencias y lecturas adicionales.

A los encargados del programa de Reimpresos les extendemos nuestro agradecimiento y reconocimiento por la importante labor de hacer públicos este tipo de documentos.

Cualquier corrección, sugerencia u observación sobre los contenidos de estas notas pueden enviarse directamente a la dirección elda@udea.edu.co. Los autores agradecen de antemano el apoyo que los lectores de estos documentos puedan brindarnos a través de esa retro alimentación para perfeccionarlos. Para quienes estén interesados en acceder a la versión original de las figuras e imágenes, enlaces de interés y otro material complementario se ha dispuesto una sección especial en el sitio de los cursos <http://urania.udea.edu.co/elda>.

Como editor de esta colección espero que los participantes de los Cursos de Extensión en Ciencias Espaciales, presentes y pasados, aprovechen este material para ampliar, apoyar o consultar sus estudios de estas apasionantes disciplinas científicas.



Jorge I. Zuluaga
Coordinador de los Cursos de Extensión en Ciencias Espaciales
Enero de 2008

Notas sobre la estructura de estas notas

Se compilan en estos documentos las notas de los Cursos de Extensión en Ciencias Espaciales. El contenido de estas notas se construye básicamente a partir de las presentaciones usadas por los instructores en las clases magistrales. Este hecho determina de forma básica la manera como está organizado el contenido. Esta organización facilita de un lado que los participantes puedan preparar las clases antes de asistir a ellas o que los mismos profesores puedan preparar sus presentaciones. De otro lado al estar organizadas estas notas de una forma modular su actualización es relativamente más simple.

Los libros, como los cursos, se organizan en partes y módulos (llamados aquí capítulos). Las partes cubren en lo posible áreas completas del tema en cuestión. Cada parte está formada por un conjunto de módulos (capítulos). Los capítulos presentan tópicos específicos y normalmente se corresponden con una presentación y una o dos sesiones de clase en los cursos.

Cada capítulo viene acompañado de un corto cuestionario de preguntas y problemas relacionados con el tema en cuestión. Como sucede con los cursos no se requieren habilidades ni conocimientos superiores de matemáticas para resolver esas mismas cuestiones.

Al final del texto se incluye una lista de referencias bibliográficas y lecturas recomendadas relacionadas directa o indirectamente con el tema tratado y que tienen como propósito ofrecer al lector la posibilidad de ampliar sus conocimientos sobre el tema o de encontrar aspectos del mismo que por distintas razones no se incluyen aquí. La mayoría de esas referencias provienen de sitios de Internet que han sido rigurosamente revisados por los autores. Como es de esperarse puede suceder que algunos de estos sitios con el tiempo salgan de línea y no puedan ser accedidos.

Siguiendo el modelo de evaluación del curso, este texto contiene también 2 tests de autoevaluación. Los tests pueden ser utilizados para preparar con anticipación los exámenes del curso o para realizar talleres acompañados por instructores y colaboradores. Por razones prácticas no se incluyen aquí la solución a estos tests. Un documento separado (solucionario) puede ser adquirido a través de los mismos instructores.

Muchos de los temas tratados en estos textos requieren una familiaridad mínima con distintas áreas de las ciencias naturales, las matemáticas y la tecnología. Para brindar información básica en tópicos específicos de apoyo y no tratados directamente en las notas se han incluido algunos apéndices. Otros apéndices importantes son incluidos en estas notas.

En muchos de los temas se han incluido unos recuadros que hemos llamado “Lo que poco se cuenta”, donde se comentan, describen y explican aspectos del problema poco discutidos en la literatura básica o divulgativa. Es recomendable siempre revisar el contenido de esos recuadros.

Tabla de Contenido

Presentación de la Colección.....	iii
Notas sobre la estructura de estas notas.....	v
Fundamentos de Astrofísica, una presentación.....	xi
Agradecimientos y dedicatoria del autor.....	xiii

Parte 1

Preliminares.....	1
¿Qué es la Astrofísica?.....	2
Astronomía y Astrofísica.....	3
Concepciones erradas.....	5
Las áreas de la Astrofísica.....	6
Cuestionario del Capítulo.....	7

Parte 2

La Observación en Astrofísica.....	9
Los Instrumentos de la astrofísica.....	10
El Telescopio.....	10
Cámaras Electrónicas.....	18
Espectrómetro.....	21
Observatorios en otras longitudes de onda.....	23
Radiotelescopio.....	24
Telescopios de rayos X y γ	26
Cuestionario del Capítulo.....	27
Técnicas de Observación.....	29
Interferometría.....	29
Óptica Activa o Adaptativa.....	31
Cuestionario del Capítulo.....	35
Las propiedades observacionales de los cuerpos astrofísicos.....	37
Brillo.....	37
Sistemas fotométricos.....	38
Brillo bolométrico.....	40
La escala de magnitudes.....	40
La ley de Pogson.....	43
Cuestionario del Capítulo.....	46
Distancia y Luminosidad.....	48
Las distancias en astrofísica.....	48

Luminosidad.....	56
Magnitud absoluta.....	57
Cuestionario del Capítulo.....	59
El Color de los Cuerpos Astrofísicos.....	61
Índice de Color	62
Cuestionario del Capítulo.....	65
El espectro de los cuerpos astrofísicos.....	66
Composición Química.....	68
Temperatura.....	69
Densidad.....	71
Clasificación Espectral.....	73
Clasificación por luminosidad.....	74
Cuestionario del Capítulo.....	76
El Diagrama H-R.....	78
Cuestionario del Capítulo.....	86
Test 1.....	87

Parte 3

La Física de los Procesos Astrofísicos.....	91
Gases y Plasmas.....	92
¿Qué son los gases y los plasmas?.....	92
Propiedades básicas de gases y plasmas.....	92
La ecuación de estado.....	94
Propiedades especiales de los plasmas.....	96
Cuestionario del Capítulo.....	99
Gravitación.....	101
La “Fuerza” Gravitacional.....	101
Autogravitación.....	103
Equilibrio hidrostático.....	103
Energía Gravitacional.....	109
Cuestionario del Capítulo.....	112
Física Nuclear.....	113
El Núcleo Atómico.....	113
Isótopos Nucleares.....	115
Funcionamiento del núcleo atómico.....	116
Procesos Nucleares.....	119
Decaimiento nuclear.....	119
Fusión Nuclear.....	122
Captura de neutrones.....	125
Cuestionario del Capítulo.....	126
Procesos Nucleares en las Estrellas.....	127
La fusión del Hidrógeno en las estrellas.....	128
La cadena protón-protón.....	128
Ciclo Carbono-Nitrógeno-Oxígeno (ciclos CN/CNO).....	132

Cuestionario del Capítulo.....	134
El Interior Estelar.....	136
El camino de la luz.....	136
El transporte de energía en el interior estelar.....	143
Convección.....	144
La estructura interior de una estrella.....	146
El Núcleo.....	146
La zona radiativa.....	146
La zona convectiva.....	146
La fotosfera.....	148
La atmósfera estelar.....	151
Cuestionario del Capítulo.....	152

Parte 4

Evolución Estelar	153
La Formación Estelar.....	155
El Medio Interestelar.....	155
Colapso de las nebulosas oscuras y la formación estelar.....	162
Protoestrellas.....	165
Fase de presecuencia principal.....	166
La masa de las estrellas.....	172
Cuestionario del Capítulo.....	176
Madurez Estelar.....	178
Duración de la vida estelar.....	178
La madurez estelar en el diagrama H-R.....	180
Estadísticas Interesantes.....	182
Cuestionario del capítulo.....	182
Vejez y muerte de las estrellas.....	184
Vejez y muerte de estrellas livianas.....	184
Física de la materia densa.....	189
Los flashes del Helio y la muerte de la estrella.....	192
Los residuos de la muerte estelar.....	193
Vejez y muerte de estrellas masivas.....	195
Nucleosíntesis de los elementos pesados.....	196
El colapso del núcleo de “Hierro”.....	198
Fotodesintegración y neutronización.....	200
Una explosión de Supernova.....	200
Remanentes de la muerte de estrellas masivas.....	204
Epílogo: el nacimiento de los agujeros negros.....	207
Test 2.....	211

Material Complementario

Apéndices.....	214
----------------	-----

Matemáticas Básicas.....	214
Escala angular, puntos decimales y separadores de mil.....	214
Entendiendo los diagramas cartesianos.....	214
Notación científica.....	217
Múltiplos y submúltiplos de 10.....	217
Elementos de Física.....	218
Unidades.....	218
Constantes Físicas.....	219
Propiedades de las partículas.....	220
Propiedades de algunos cuerpos astrofísicos.....	220
El Espectro Electromagnético.....	221
Física de la Luz.....	223
Calor y luz.....	225
Luz y materia.....	228
El alfabeto griego.....	231
La tabla periódica.....	232
Las estrellas más brillantes.....	233
Enlaces de Interés.....	234

Fundamentos de Astrofísica, una presentación

El curso de Fundamentos de Astrofísica es para quienes organizamos y realizamos los Cursos de Extensión en Ciencias Espaciales de la Universidad de Antioquia el punto de entrada natural al estudio básico de la Astrofísica. Pero ¿por dónde comenzar? Es importante que antes de comenzar a hablar de nubes interestelares, reacciones nucleares en las estrellas o agujeros negros, todos aquellos que se inician en la astrofísica a través de el ejercicio que proponen estos cursos entiendan qué es exactamente esta disciplina científica.

¿Por qué hablamos de Astrofísica aquí y no de astronomía como era de esperarse?, ¿cómo encaja en el marco de la física?, ¿cómo se relaciona con otras áreas de esta última y con otras ciencias?. Estas cuestiones aunque no hacen parte del objeto de estudio mismo de la astrofísica son importantes para ayudar a localizarla en el marco general del gran esfuerzo humano por entender la naturaleza y también de alguna manera para justificar y entender por qué usa los métodos de los que se vale para estudiar su objeto de estudio.

La Astrofísica se basa fundamentalmente en la utilización de la luz como prácticamente el único recurso “experimental” para entender sus objetos de estudio. Los astrofísicos son capaces de extraer la información más increíble de unas cuantas partículas de luz, con las cuales, difícilmente, se podría hacer una imagen discernible de algo. Por ello una parte importante de una buena introducción a la astrofísica esta en entender tanto como sea posible cómo se obtiene, procesa y analiza la información que nos llega en forma de luz del cielo. Casi todos sabemos por ejemplo que la mayor parte de esa luz la obtienen grandes telescopios alrededor del mundo. Muchos sabemos también cómo funcionan de forma elemental estos instrumentos. Sin embargo debemos ahondar un poco en algunos aspectos del funcionamiento del telescopio para comprender qué es exactamente lo que les da el poder para recoger la información necesaria para comprender como funciona el Universo, cuáles son las limitaciones que enfrentan los telescopios en Tierra y como lo resuelven los telescopios en el espacio, cómo funcionan los telescopios en otras longitudes de onda, entre otras cosas. En el camino conoceremos las nuevas maneras como los astrofísicos capturan finalmente la luz que tragan los telescopios, usando para ello cámaras electrónicas y espectrógrafos. Pero hoy los telescopios no se usan como se usaban hace 50 años. Formas ingeniosas y de la más avanzada tecnología se han ideado para explotar todo el poder de telescopios y cámaras electrónicas. Hace 10 años esas técnicas como la interferometría y la óptica adaptativa eran novedosas formas de hacer astronomía. Hoy por hoy esas avanzadas técnicas son fundamentales en casi todos los aspectos de la investigación en astrofísica.

Pero la Astrofísica como cualquier área de la física estudia el Universo

cuantificandolo. Es necesario ponerle números a lo que se observa si se quieren aplicar las leyes de la física para describirlos y explicarlos. La formación más elemental en Astrofísica requiere entonces comprender exactamente como se cuantifican y miden cantidades tan importantes como el brillo, el color y la luminosidad, pero más importante aún es entender como ellas se relacionan con otras propiedades de los objetos astrofísicos que se estudian. Este es el secreto detrás del poder explicativo de muchos de los más increíbles modelos astrofísicos.

La Astrofísica se vale de las más diversas áreas de la física para construir sus explicaciones sobre los fenómenos que vemos en el cielo. Una formación básica en astrofísica requiere entonces entender algunas de las más importantes leyes y principios físicos que se aplican para entender como funcionan las estrellas, los planetas o el medio interestelar. Por un momento nos convertimos en físicos para entender cómo funcionan los plasmas y el Sol por ahí derecho, la gravedad y el fenómeno autogravitacional que mantiene unida la materia de las estrellas o la física nuclear que nos permite entender como se produce la energía que ilumina las estrellas y cómo se crean los elementos químicos.

Las estrellas son los átomos del Universo. Comprender todos los detalles de su estructura, funcionamiento, origen, evolución y muerte es central al iniciarse en el estudio de la Astrofísica. El curso de fundamentos de astrofísica es el curso para conocer los detalles de la teoría de evolución estelar, una de las teorías científicas más exitosas y sorprendentes de todos los tiempos. La teoría explica lo que pasa con una estrella desde que nace hasta que devuelve una fracción importante de su materia (en parte reprocesada) al medio interestelar. Todo con lujo de detalles y explicando las propiedades de las estrellas que vemos en el cielo y en otras galaxias. Lo sorprendente de la teoría es que se refiere a sistemas astrofísicos que viven mínimo algunos millones de años, es decir, en toda la historia de la humanidad no hemos tenido tiempo para notar cambios evolutivos apreciables en la mayoría de las estrellas que vemos en el cielo. La teoría de la evolución estelar es entonces una teoría que se vale de instantáneas de la vida de muchas estrellas y de mucha física para comprender un proceso que supera con creces cualquier escala de tiempo humana.

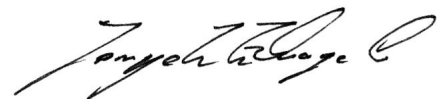
Así es pues el curso de fundamentos de astrofísica cuyas notas esta a punto de empezar a estudiar. Al final de este ejercicio quienes organizamos y dictamos el curso esperamos que tenga elementos para entender mejor y más profundamente esta excitante área de la física. Este texto (y el curso que apoya) es sólo el primer paso hacia un conocimiento más profundo del Universo.

Agradecimientos y dedicatoria del autor

Desde aquí quiero extender mis más sinceros agradecimientos a mi amigo Jorge Johnson sin cuya inteligente intervención y revisión de este texto, el resultado habría sido muy pobre en presentación y contenido. Igualmente a mi amigo Pablo Hernández por su genuino interés e insistencia para ver materializado este texto, en especial por su valiosa colaboración con la transcripción de los archivos de audio de las clases. A Andrés Pérez, que con paciencia soporto varios años las labores más pesadas de los cursos lo que me permitió liberarme de las preocupaciones pequeñas para trabajar en otras más interesantes, incluyendo la depuración constante de las presentaciones del curso, de donde se derivan finalmente estas notas. A Juan Carlos Muñoz (que debería aparecer como coautor en este texto pero que por su compromiso académico para concluir su maestría no pudo hacerlo). Finalmente le quiero agradecer al Doctor Martiniano Jaime quien fue originalmente, como amante de la Astronomía como somos todos los involucrados en este proyecto, el impulsor original de esta idea. Gracias a Martiniano por llamarme la atención, cada vez que me veía, por no dedicar el tiempo que merecía esta empresa. Aquí esta Martiniano, por fin, el comienzo de ese proyecto del que tanto hablamos.

Al Instituto de Física le debo su apoyo, en todas las condiciones, por permitirme dedicarle un buen tiempo durante los últimos 5 años a divulgar la astrofísica usando los recursos del mismo Instituto.

Todo este trabajo se lo dedico a mi familia, mis muñecos; fueron ellos los que me vieron “sudar la gota gorda” y cargar con unas buenas ojeras por trasnochar durante unas largas vacaciones mientras preparaba el manuscrito. Besos para ellos.



Jorge I. Zuluaga
Enero de 2008

Parte1.

Preliminares

Antes de empezar a hablar de Astrofísica es necesario clarificar algunos conceptos y términos de gran importancia. ¿Qué es exactamente la astrofísica? ¿qué diferencia a la astronomía de la astrofísica? ¿qué relación guardan la astronomía y la astrofísica con otras disciplinas? ¿cuáles son las áreas en las que se divide la astrofísica? En esta primera parte de las notas nos dedicaremos un momento a resolver estas y otras preguntas sobre esta disciplina, preguntas que que aunque están más allá de lo que queremos estudiar aquí, surgen normalmente cuando comenzamos a estudiar la astrofísica.

Capítulo 1.1. ¿Qué es la Astrofísica?

Una definición simple diría que la Astrofísica es la física de los cuerpos celestes. Pero ¿a qué llamamos exactamente un “cuerpo celeste”? En primera instancia esta designación no parece muy adecuada, ni por lo de “cuerpo”, que denota algo limitado en el espacio, con una forma definida y discernible, y menos por lo de “celeste”. Muchas de las cosas que pueden verse en el cielo, a las que aplicaríamos el calificativo de celeste, no son realmente cuerpos astronómicos. Un satélite artificial por ejemplo no debería catalogarse de esta manera. El término cuerpo astronómico, como será claro más adelante, tampoco parece conveniente y mucho menos el popular término de “astro”.

Hablaremos aquí de un “sistema astrofísico”, entendido como cualquier sistema físico no artificial (construido por el hombre) que se encuentre mas allá de la atmósfera de nuestro planeta. Estarían incluidos aquí la Luna en primer lugar, todos los demás cuerpos del sistema solar (incluyendo el medio interplanetario, aparentemente vacío, que forma por si mismo un sistema astrofísico bien reconocido), y por supuesto todo lo que hay más allá de sus fronteras. Pero ¿no es la Tierra un miembro más del Sistema Solar? si se rige por las mismas leyes físicas que determinan la estructura y comportamiento de los demás planetas ¿por qué no considerarlo también un sistema astrofísico? Haremos con la Tierra como planeta, una excepción especial, en tanto su estudio es una tarea de un mucho más amplio abanico de ciencias conjuntamente conocidas como Ciencias de la Tierra. La Astrofísica será entonces de forma un poco más precisa, la física de los sistemas astrofísicos.

Lo que poco se cuenta: *¿Qué es la física?*

Si de definir exactamente de lo que hablamos se trata, será necesario entonces aclarar de una vez que entendemos aquí por “física”. Sin embargo, como sucede con la mayoría de las ciencias, tratar de definir la física parece más difícil que estudiarla.

Aquí llamaremos física al estudio de la composición material, la estructura, el comportamiento y la interacción a un nivel fundamental de las componentes básicas un sistema natural, entendido este último como una colección de objetos materiales interrelacionados o no.

La palabra clave aquí es “fundamental” que hace referencia a la incansable búsqueda de la física de los elementos básicos, tanto materiales (piezas primarias del mundo), como de comportamiento (las leyes físicas), que caracterizan a un sistema natural. La física busca encontrar, al margen de la inmensa diversidad de lo que vemos en el mundo natural, aquellas cosas que subyacen lo que nos parece distinto en él. Al hacerlo encuentra maneras fundamentales de explicar y describir fenómenos aparentemente desconectados.

Como un ejemplo traído propiamente de la Astrofísica podríamos pensar en la manera como ven y estudian a la Luna un geólogo y un astrofísico. Para el geólogo, la Luna es un cuerpo extremadamente complejo, hecho de una gran diversidad de minerales, que forman su interior, corteza y superficie. Estos minerales se formaron en complejos procesos químico-físicos durante la evolución de nuestro satélite y se han modificado por distintos eventos geológicos a lo largo

Lo que poco se cuenta: ¿Qué es la física?

de su historia. Para el astrofísico, la Luna es un inmenso cuerpo en estado sólido, cuya densidad varía de punto a punto de acuerdo a como se organizan los átomos de las que esta hecha. Su forma no es completamente regular y rota sobre si misma con un período cada vez menor. Se mueve alrededor de la Tierra en una compleja órbita determinada por su interacción principalmente con la Tierra y el Sol. Si bien ambas son descripciones básicas del mismo sistema natural, el enfoque e interés de cada una es ciertamente diverso.

La Astrofísica es un área de especialidad de la física. Existe la física de los átomos y las moléculas (física atómica y molecular), la física de los materiales (física del estado sólido), la física de los sistemas vivos (biofísica), entre muchas otras. Todas ellas comparten algo en común: son “usuarios” de los principios y leyes fundamentales que constituyen el corazón mismo de la física que aplican para describir o explicar distintos tipos de sistemas físicos particulares. Las leyes de la radiación, las interacciones fundamentales, el movimiento, la energía, los fluidos entre muchas otras, son aplicadas de diversas maneras en las áreas de especialidad de la física incluyendo la Astrofísica.

La Astrofísica es una disciplina intelectual altamente multidisciplinar. No solo se vale de muchas otras áreas de la física (física atómica, física nuclear, física de fluidos, gravitación, etc.) sino que además se apoya de otras ciencias como la química, la geología, las ciencias de la computación y hasta la biología. Igualmente muchas disciplinas técnicas convergen en la Astrofísica en tanto para obtener datos adecuados de sistemas físicos tan remotos son necesarios instrumentos y técnicas que están en la frontera del desarrollo tecnológico.

La Astrofísica es una ciencia de mucho ingenio. Debe tenerse una gran cantidad de creatividad e ingenio para lograr desvelar los secretos de sistemas físicos que se encuentran a distancias descomunales y de las cuales nos llegan tan solo unas pocas partículas de luz.

Otra de las características fundamentales de la Astrofísica es que tras la búsqueda de respuestas por el funcionamiento de lo que vemos en el cielo, los astrofísicos se aproximan a la respuesta de muchas preguntas fundamentales. ¿cómo se formó la Tierra? ¿cuál es el futuro a largo plazo de nuestro planeta y del sistema solar? ¿qué posibilidades reales tenemos los seres humanos de expandir nuestros dominios más allá del sistema solar? ¿existen amenazas para nuestra existencia que pueden llegar del cielo? ¿de qué esta hecho el mundo y cuál es el origen de la gran diversidad material que observamos en el mundo? El conocimiento detallado que la Astrofísica ha acumulado sobre el Universo, nos ofrece las más cercanas respuestas a estos y muchos otros interrogantes fundamentales.

1.1.1. Astronomía y Astrofísica

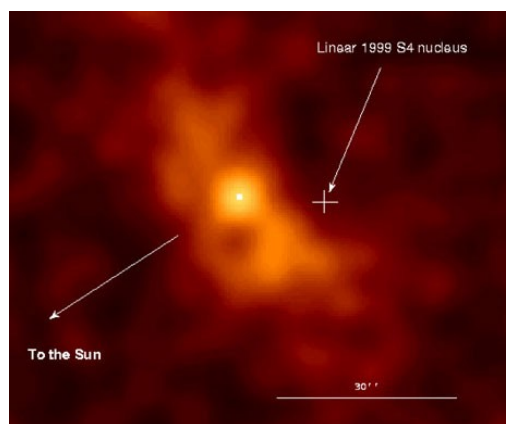
¿Por qué se habla de Astrofísica y no simplemente de Astronomía? La denominación

de Astrofísica probablemente tiene su origen en los importantes éxitos que la aplicación de la física moderna (la teoría de la relatividad, la teoría cuántica y todos sus derivados) tuvieron durante el siglo XX en el entendimiento de los objetos astronómicos. Si bien la física se ha aplicado desde tiempos de Newton en la comprensión del cosmos, sólo durante ese siglo de iluminación se reconoció claramente cómo algunas de las disciplinas más específicas de la física le daban realmente el contenido formal completo a lo que en un momento fue apenas una parte del conocimiento astronómico: el entendimiento de la naturaleza, origen y evolución de los objetos que vemos en el cielo. Los términos Astronomía y Astrofísica se usan en distintos contextos de distintas maneras. Algunos reconocen diferencias importantes entre ellos, otros los consideran sino sinónimos, partes del mismo esfuerzo intelectual por comprender el Universo.



[<http://apod.oa.uj.edu.pl/apod/ap040420.html>]

a) La astronomía registra lo que vemos en el cielo sin ocuparse a fondo de su naturaleza precisa (imagen: fotografía del cometa Hale-Bopp)



[<http://www.xtec.es/recursos/astronom/hb/index.htm>]

b) La Astrofísica estudia a profundidad las propiedades de esos mismos objetos recurriendo a imágenes que no son artísticamente atractivas, pero que brindan mucha información específica (imagen: fotografía en rayos X del cometa Linear 1999)

Figura 1. Ilustración de las diferencias entre astronomía y astrofísica tal y como se asumen en este texto.

En algunas partes los términos de Astronomía y Astrofísica parecen tratarse indiferentemente: la Unión Astronómica Internacional es la asociación más grande de profesionales de la Astrofísica, existen posgrados de Astronomía en los que se forman Astrofísicos profesionales y los observatorios astronómicos son las principales fuentes de datos para los astrofísicos. En otras partes los términos parecen claramente diferenciados. Existe el Departamento de Astronomía y Astrofísica de la Universidad Católica de Chile, una de las más importantes publicaciones del mundo se llama "Astronomy and Astrophysics", se habla de aficionados a la astronomía (*Amateur Astronomers*) pero nadie habla de aficionados a la astrofísica.

Algunos han tratado de definir de forma clara la distinción entre ambas, todo por fuera de una discusión académica de fondo. El tema no parece revestir ninguna preocupación para la mayoría de los profesionales que hacen lo suyo sin preocuparse

mucho si los llaman astrónomos o astrofísicos.

Aquí les proponemos a todos acordar una verdadera distinción entre ambas, la distinción que como mencionamos arriba se reconoce por fuera de círculos académicos y que repetimos poco o nada impacta el quehacer científico de los profesionales en ella. La distinción busca sin embargo definir claramente lo que diferencia los métodos de la astrofísica de cualquier otra aproximación al conocimiento del cielo.

Acordemos en entender a la astronomía como la suma de las disciplinas científicas y técnicas que se ocupan de observar y registrar lo que vemos en el cielo. El descubrimiento y seguimiento de la posición y propiedades observacionales de un cometa que se ve en el cielo es menester del astrónomo. La determinación exacta de las coordenadas celestes de una estrella cercana y su variación en el tiempo es tarea también de la astronomía. La definición de las escalas de tiempo y las referencias usadas para registrar el paso del tiempo, una variable fundamental para marcar el registro de lo que se ve en el cielo es también un trabajo de la astronomía. Los aficionados a la astronomía se encargan de algunos de los aspectos artísticos del trabajo astronómico. Registrar y seguir lo que vemos en el cielo, un eclipse o un nuevo cometa y crear de esos objetos registros bellos son tareas comunes de los aficionados a la Astronomía. Dar seguimiento permanente y masivo de eventos astronómicos que son difíciles de registrar en observatorios muy grandes es también un trabajo que realizan con esmero los astrónomos aficionados. En ocasiones esos registros tienen para la astrofísica un valor igual o comparable con el realizado por observatorios profesionales. Otra tarea fundamental de la astronomía es la de definir los sistemas y estándares utilizados para nombrar lo que vemos en el cielo.

La astrofísica de otra parte se ocupa de entender a fondo lo que vemos en el cielo. Más allá de sus apariencias y eventualmente de su belleza la astrofísica tiene por misión develar la maquinaria física detrás de los cuerpos que registra la astronomía. No existen propiamente astrofísicos aficionados en tanto la práctica de la astrofísica requiere el dominio de las que a veces son complejas áreas de la física o de técnicas científicas que se adquieren a través de la formación profesional. La astrofísica entiende el funcionamiento de los cuerpos astronómicos (que pasan a ser sistemas astrofísicos) mediante la creación de modelos (teóricos o computacionales) de esos sistemas. Aplicando los principios y leyes de la física a esos modelos más simplificados (y a veces no tanto) de una realidad remota o de una escala que escapa a cualquier pretensión experimental se busca entender al menos teóricamente como funcionan los sistemas astrofísicos. Esos mismos modelos deben ser constantemente cotejados con los datos provenientes de observaciones astronómicas. El astrofísico debe ser un conocedor también de los instrumentos y técnicas que usa la astronomía para adquirir los datos que sirven para validar sus modelos.

En la figura 1 se ilustra con dos fotografías el tipo de aproximación que la astronomía (en este caso la de los aficionados) y la astrofísica, como se las distingue aquí, hacen al mismo tipo de cuerpo astronómico.

1.1.2. Concepciones erradas

Astronomía = Astrofísica = Astrología. Puede parecer una broma de mal gusto pero no es raro encontrar quienes confunden a la astrología con la astronomía y con la astrofísica. Nada sin embargo es más incorrecto que esto. La astrología es una práctica mágica como la lectura del tarot y otras llamadas “artes” adivinatorias que no tienen naturalmente ningún soporte científico. Esta práctica mágica se basa en la creencia de que la posición relativa de planetas, Luna y Sol, y de otros aspectos simbólicos del funcionamiento del cielo están relacionados con (e incluso determinan) los asuntos humanos. Naturalmente estas creencias carecen de cualquier soporte científico y si bien existe un factor común con la Astronomía en el sentido de que en principio las mismas leyes que permiten a los astrónomos predecir y seguir la posición de los cuerpos celestes le dan a los astrólogos la herramienta fundamental para sus interpretaciones y predicciones, ninguna de las ideas de la astrología son aceptadas por la astronomía o la astrofísica y al contrario las contradicen.

También es cierto que el desarrollo de la astronomía como ciencia le debe mucho a la práctica astrológica durante la antigüedad y en tiempos históricos. No significa naturalmente ello que la una se derive de la otra. La confusión de la astronomía con la astrología, o de un astrónomo con un astrólogo, es simplemente evidencia de una profunda ignorancia de ambas disciplinas o simplemente puede resultar de un descuido de alguien que poco o nada tiene que ver con ellas.

Astronáutica = Astronomía. Menos común pero también posible es la confusión de la astronomía con la astronáutica o la concepción de que esta última hace parte de la primera. Esta es también una concepción errada en tanto la astronáutica hace parte de la ingeniería y la técnica y poco o nada tiene que ver con el conocimiento del universo. Si bien la astronáutica (que es la rama de la ingeniería que se ocupa de estudiar las máquinas diseñadas para salir o trabajar por fuera de la atmósfera terrestre) se apoya en áreas de la física comunes con la astrofísica (la gravitación o la física de la atmósfera de los planetas) y sus resultados son utilizados para lanzar instrumentos astronómicos al espacio o enviar sondas robóticas a otros planetas, astronomía y astronáutica no tienen ningún objeto de estudio en común.

1.1.3. Las áreas de la Astrofísica

Como cualquier disciplina científica, la astrofísica se divide en áreas y sub áreas, una división que permite localizar profesionalmente una especialidad, clasificar un artículo o un libro u organizar la enseñanza de la misma disciplina. Las áreas en las que normalmente se divide la astrofísica son diversas y dependen de los criterios utilizados para clasificar. Tres podrían considerarse los criterios básicos con los que se definen las áreas de la astrofísica: el objeto de estudio, el método utilizado para estudiar uno o varios objetos de estudio y la relación con otras disciplinas científicas. La tabla 1 enumera las distintas áreas resultantes de aplicar estos criterios.

Objeto	Método	Relación
Astrofísica Estelar	Astrofísica Numérica (Astrofísica Computacional)	Astrofísica de Partículas (Astropartículas)
Astrofísica Galáctica	Astrofísica Observacional	Astrobiología
Astrofísica Planetaria (Planetología, Ciencias Planetarias)	Astrofísica Teórica	Cosmoquímica
Astrofísica del Medio Interestelar [Cosmología]	Astrofísica Experimental	Geología Planetaria

Tabla 1: Las distintas áreas de la astrofísica clasificadas de acuerdo a su objeto, método y relación con otras ciencias

Como ocurre en todas las ciencias las áreas en las que se divide la astrofísica se superponen y relacionan de manera íntima. Un mismo trabajo o especialidad puede inclusive pertenecer a distintas áreas si ellas pertenecen a los grupos definidos por los criterios definidos aquí. Por ejemplo un trabajo puede ser de astrofísica estelar, astrofísica numérica y astrofísica de partículas, si estudia las estrellas usando modelos numérica o computacionales para analizar por ejemplo la emisión de partículas elementales desde estos sistemas astrofísicos.

1.1.4. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. Discuta cómo puede ser la astrofísica útil para resolver las más fundamentales preguntas humanas.
2. A continuación se listan algunos tópicos de investigación. Trate de clasificarlos en una o varias áreas de la astrofísica de acuerdo a lo que le parecen:
 - a. Estudio de agrupaciones estelares y la fracción de estrellas binarias contenidas en ellas.
 - b. La determinación de distancia a galaxias remotas.
 - c. El estudio de la formación de agujeros negros en explosiones estelares.
 - d. La determinación de la cantidad de energía producida por agujeros negros en el centro de los cuasares.

Consultas

3. Investigue el origen (etimología) de las siguientes palabras: astronomía, astrología, astronáutica.

4. Busque en Internet definiciones alternativas, diferencias entre la astronomía y la astrofísica.

Parte 2.

La Observación en Astrofísica

Observación se encuentra entre las actividades fundamentales de la investigación científica. Por observación entendemos la recolección de información que nos llega de los objetos de estudio a través de distintos tipos de señales, fundamentalmente luz. En muchas ciencias a la observación pasiva de la luz que producen, reflejan o dispersan los cuerpos se la complementa con la investigación experimental. Pero en astrofísica, casi ninguna investigación experimental puede hacerse en tanto la inmensa mayoría de los objetos que se estudian se encuentran a distancias enormes, lejos de cualquier instrumento que pueda acceder directamente a ellos. Casi toda la información que tenemos sobre el universo y de allí el conocimiento sobre él, se deriva directamente de la observación. Más que en ninguna ciencia, la observación, la recolección de la luz de los objetos astrofísicos y su estudio es fundamental para la investigación astrofísica. Por eso hemos dedicado una parte completa de este curso al estudio de los distintos instrumentos, técnicas y variables involucrados en el trabajo de observación de la astrofísica.

Capítulo 2.1. Los Instrumentos de la astrofísica

2.1.1. El Telescopio

Como es bien sabido el telescopio es el instrumento básico de la astrofísica. Más allá de ser un instrumento que nos permite ver “más cerca” las cosas que están lejos (de allí el origen de su nombre, tele=lejos, skopien=ver), los modernos telescopios cumplen una serie de funciones fundamentales que les permiten a los astrofísicos estudiar objetos en los confines del universo.

Funciones básicas

Tres son las funciones básicas del telescopio:

- **Poder de aumento.** Esta es la función que todos conocemos de un telescopio. De allí viene precisamente su nombre. Los telescopios por su configuración óptica tienen capacidad para hacernos ver un cuerpo más “grande” que como lo vemos a simple vista. Por ejemplo la Luna aparece ante nuestros ojos con un tamaño angular de medio grado. Si se la observa por un telescopio, el instrumento puede aumentar el tamaño aparente de ella para ser por ejemplo de 10 grados. Diríamos en este caso que el telescopio tiene un aumento de 20X. La Luna por supuesto no está más cerca porque se vea angularmente más grande. Lo que es cierto es que si estuviéramos cerca de 20 veces más cerca a la Luna la veríamos de 10 grados como lo hacemos a través del telescopio en el ejemplo anterior.

Lo que poco se cuenta: El Tamaño Angular

En la observación del cielo las expresiones “tamaño de la luna”, “ancho de una nebulosa” pueden parecer confusas. Cuando hablamos del tamaño aparente de un cuerpo astronómico nos referimos al ángulo que forman dos líneas dirigidas a los extremos del cuerpo. El tamaño aparente es entonces un ángulo. También se lo conoce como tamaño angular. El tamaño angular de un cuerpo (α) está relacionado con su tamaño real (t) y distancia (d) a través de la fórmula (ver figura):

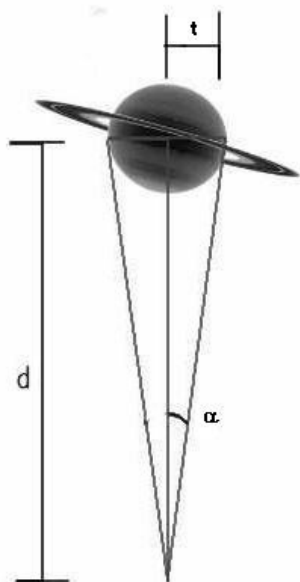
$$\alpha = \frac{t}{D} \quad (\text{Ec. 1})$$

Cuando se observa a través de un telescopio, el tamaño angular de un cuerpo se modifica a través del aumento. El cuerpo a través del telescopio se ve ahora más grande en apariencia, o lo que es lo mismo su tamaño angular aparente aumenta.

El poder de aumento de los telescopios más grandes puede ser enorme. Factores de aumento 1,000 o 10,000 * pueden ser comunes en algunas observaciones

* Para entender la manera como se manejarán en este documento los puntos decimales y separadores de miles ver apéndice

astronómicas de interés profesional. En observaciones con telescopios de aficionados, aumentos entre 10 y 300 son comunes. Pero el aumento no lo es todo como explicaremos a continuación.



[<http://www.astronomyforbeginners.com/astronomy/howknow.php>]



[<http://apod.nasa.gov/apod/ap061228.html>]

Figura 2. El ángulo entre las líneas de vista dirigidas de un extremo al otro de un cuerpo astronómico es su tamaño angular. El tamaño angular depende de su tamaño real (t) y de la distancia (d). No debe confundirse el concepto de tamaño angular con el del tamaño real del objeto. A la derecha se muestra como 2 objetos muy disimiles (la Luna y la Galaxia de Andrómeda) tienen tamaños angulares similares.

- **Poder de separación.** A pesar de que un telescopio puede tener grandes poderes de aumento existe un límite para la capacidad que el tiene para percibir detalles en los objetos que observa. La capacidad para ver detalles esta directamente relacionada con el que se conoce como el poder de separación. El poder de separación es el ángulo más pequeño por el que pueden estar separados dos objetos puntuales en una imagen (estrellas por ejemplo) para que puedan ser vistos como objetos distintos.

El poder de separación se mide entonces con un ángulo θ que se relaciona con la longitud de onda, λ , y el diámetro de el objetivo del telescopio (la abertura por la que entra la luz), D , a través de la fórmula:

$$\theta = 0,25 \text{ arcsec} \frac{\lambda(\mu m)}{D(m)} = 4 \text{ arcmin} \frac{\lambda(mm)}{D(m)} \quad (\text{Ec. 2})$$

Dónde arcsec y arcmin son medidas angulares muy pequeñas, segundos de arco y minutos de arco respectivamente (ver Apéndice A).

Ejemplo 1: Calcular el poder de resolución de un telescopio de un diámetro de 1 m

cuando se observa una imagen con luz amarilla ($\lambda = 0.55 \mu\text{m}$) *.

Sol./ el poder de resolución será $\theta = 0.14 \text{ arcsec}$. Este límite es puramente ideal porque como veremos más adelante muchos otros factores alteran la capacidad de un telescopio para resolver dos imágenes.

Ejercicio 1.1. a) Calcular el poder de resolución con el mismo tipo de luz si el diámetro del telescopio es de 10 cm (telescopio de aficionado) b) Repetir el cálculo para el ojo $D=5 \text{ mm}$, c) Calcular el poder de resolución para el caso de la luz azu.

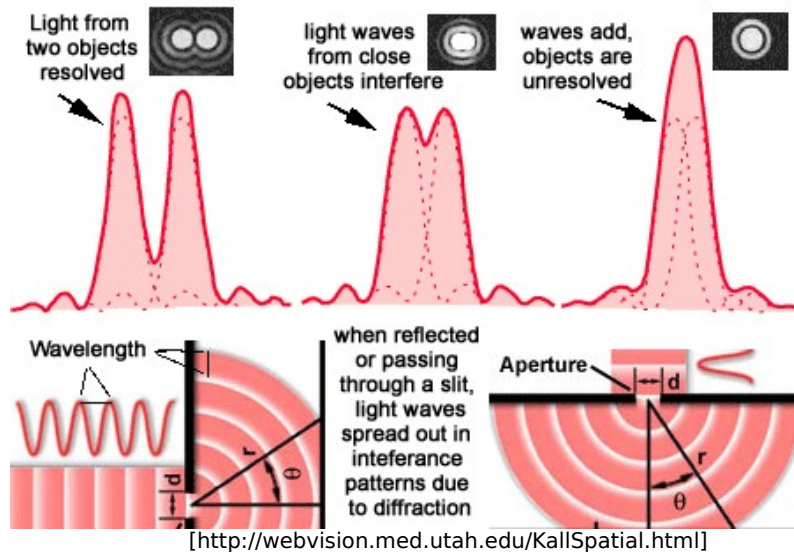


Figura 3. Ilustración del fenómeno de difracción responsable de la limitación en el poder de resolución de los instrumentos astronómicos. La curva roja representa la intensidad de la luz en el plano de la imagen. Cuando las imágenes están bien separadas se ven claramente distintas (arriba, izquierda) cuando las imágenes están muy cerca (arriba, derecha) se confunden en una sola. Abajo se muestra el fenómeno mismo de difracción que le da a la luz la capacidad para rodear obstáculos.

Si dos objetos puntuales están separados por un ángulo menor que el poder de separación sus imágenes se confundirán y le parecerán al observador una sola. La razón de este fenómeno estriba en el hecho de que cuando una onda de luz que viene de una fuente puntual lejana pasa a través de una abertura, la onda se distorsiona y la imagen que se percibe del cuerpo ya no es un punto. Este fenómeno se conoce como difracción y se relaciona con la capacidad de la luz para rodear los obstáculos que se le interponen.

Sin una abertura a través de la que pase la onda (o con una abertura muy grande) la imagen que veríamos del cuerpo sería un punto ideal. Pero debido a la distorsión de la onda producida al entrar en el instrumento se produce una imagen borrosa, un diminuto disco rodeado de anillos de luz. Así cuando los cuerpos que vemos están lo suficientemente separados los discos de luz de ambos cuerpos producidos por la difracción no se tocarán y percibiremos dos imágenes distintas. Pero cuando los cuerpos están muy cerca angularmente los discos se tocan y

* Para una lista de las longitudes de onda de distintos tipos de luz ver apéndice B, sección 5.

terminan confundándose.

Pero no todo lo que vemos en el cielo son estrellas. ¿Cómo se aplica esto a otros objetos? El poder de separación se relaciona en objetos extensos con la “nitidez” de la imagen o nuestra capacidad para ver los detalles más pequeños. Se puede magnificar muchísimo una imagen: Júpiter podría parecer del mismo tamaño angular aparente a través de dos telescopios, pero a través del más grande se verán idealmente más nítidos los detalles. La imagen por ejemplo de dos pequeños remolinos en la atmósfera de Júpiter separados por una distancia inferior a 0.14 arcsec puede o no verse dependiendo de la abertura del telescopio y no de el aumento. Dos telescopios de 1 y 0.5 m podrían amplificar la imagen de Júpiter hasta hacerla muy grande y del mismo tamaño en ambos instrumentos. Sin embargo a través del telescopio de 1 metro los remolinos se podrán percibir como manchas separadas. El telescopio de 0,5 metros tendrá una sola imagen confusa de los dos remolinos ampliada muchísimo pero sin el poder de ver los detalles del telescopio mayor.

- **Poder de recolección de luz.** La tercera función de un telescopio es la de recoger una cantidad mayor de luz. La cantidad de luz recogida por un instrumento depende directamente del brillo del objeto observado b y del área de la abertura del telescopio (πD^2):

$$I = b\pi D^2 \quad (\text{Ec. 3})$$

Es decir un telescopio con un diámetro el doble de otro tendrá 4 veces más poder de recolección.

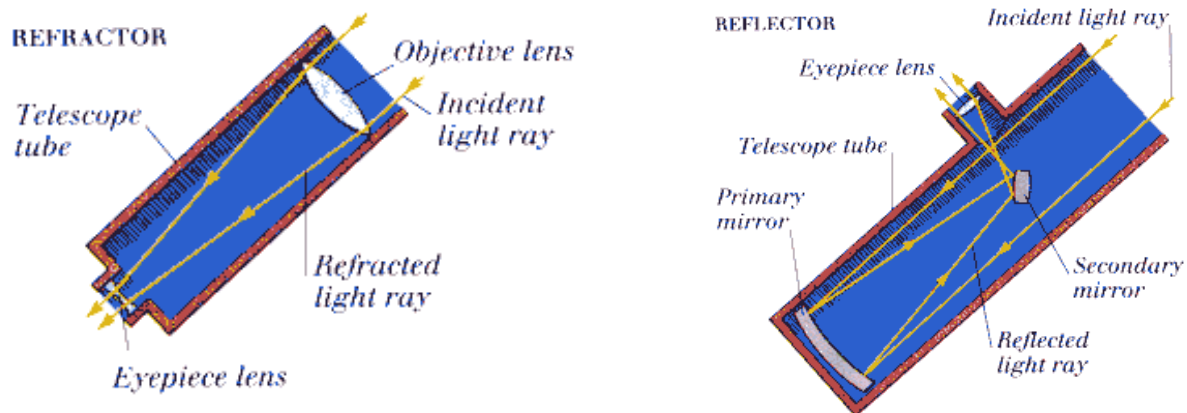
El poder de recolección es la razón por la que se busca cada vez construir instrumentos más grandes. Esta función del telescopio es también la que permite que podamos ver objetos muy tenues que no podríamos percibir a simple vista porque la cantidad de luz que llega de ellos es muy pequeña como para estimular nuestras retinas.

- Ejercicio 1.2.** a) ¿Cómo se compara el poder de recolección de un telescopio de aficionado ($D=10$ cm) con el del ojo humano ($D=5$ mm)? b) ¿Cómo se compara el poder de recolección del telescopio más grande del mundo ($D=10$ m) con el de un telescopio de aficionado? c) ¿Cómo se compara el poder de recolección de luz del telescopio más grande del mundo con el del ojo humano?

Componentes básicas y funcionamiento

Un telescopio profesional normalmente esta hecho de una gran cantidad de componentes ópticas, mecánicas, eléctricas y electrónicas que permiten la ejecución de las funciones descritas antes. De todas ellas sin embargo unas pocas juegan el papel central en el funcionamiento del instrumento.

- **Objetivo:** el objetivo es la componente óptica central del telescopio. Su función básica es la de colectar la luz que entra al instrumento y concentrarla en un sitio para su registro y análisis.



[<http://www.einsteins-emporium.com/universe/telescope/ut105.htm>]

Figura 4. Los tipos de telescopio según la naturaleza de su objetivo, refractor (izquierda) y reflector (derecha).

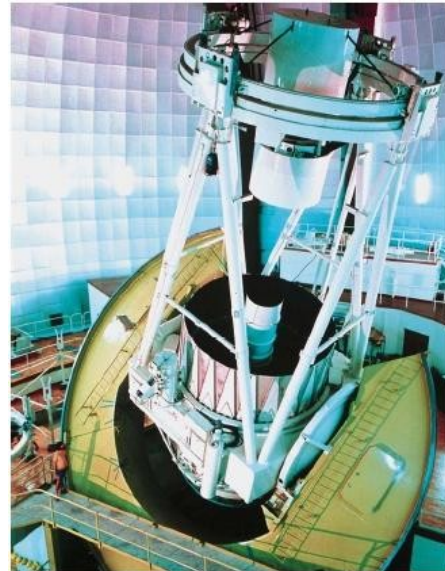
Los objetivos de los telescopios pueden ser de dos tipos: lentes o espejos. Cuando el objetivo es una lente (o una compleja combinación de ellas) decimos que el telescopio es refractor. Si el objetivo es un gran espejo (espejo primario) decimos que el telescopio es reflector.

La gran mayoría de los telescopios profesionales en operación en el mundo son telescopios reflectores. La razón fundamental es que la construcción de un telescopio de gran apertura de tipo refractor implica problemas muy grandes. Pulir una gran mole de cristal transparente con la precisión deseada y evitando que su peso la deforme es muy difícil. El telescopio refractor más grande del mundo tiene algo más de 1 metro de diámetro. La construcción de un gran espejo, aunque también tiene retos, implica menos limitantes: el cuerpo del espejo no tiene que ser transparente lo que permite que se construya con materiales más livianos y versátiles que el cristal, solamente una de las superficies debe ser pulida con gran precisión. La fabricación de un espejo es normalmente una tarea muy compleja que dura muchos meses. Normalmente se fabrican vaciando el material del espejo sobre un molde rotatorio sobre el que se deja enfriar el material a lo largo de muchos días.

Los espejos de grandes observatorios tiene la forma de un "paraboloide de revolución" en lugar de ser simples concavidades esféricas. Un paraboloide de revolución es la superficie que se genera al rotar alrededor de su eje una parábola. La razón de ello es que cuando la onda de luz proveniente de un objeto muy lejano se refleja sobre esta forma geométrica, prácticamente toda la luz se concentra en un "foco".

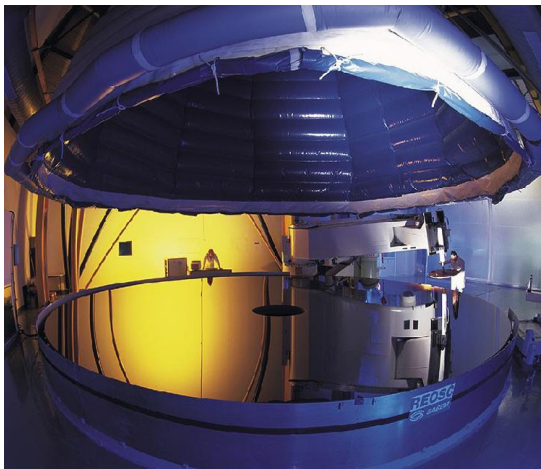


[<http://www.klima-luft.de/steinicke/ngcic/persons/barnard.htm>]



[<http://www.astro.caltech.edu/palomar/hale.html>]

Figura 5. Dos telescopios profesionales de tipos distintos. A la izquierda el telescopio refractor más grande del mundo (observatorio Yerkes en Chicago, EU). Su objetivo es una lente de 1,2 metros de diámetro. A la derecha el que fuera por más de 40 años el telescopio más grande del mundo (telescopio Hale en Monte Palomar, California, EU). Su objetivo es un espejo monolítico de 5,2 metros de diámetro.



The Polished Fourth VLT 8.2-m Mirror at REOSC

Photo: SAGEM

ESO PR Photo 44/99 (11 December 1999)

European Southern Observatory



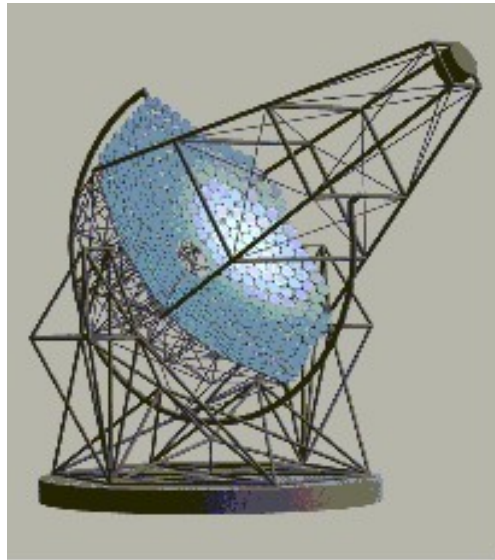
[<http://www.space.com/images/google.html>]



[<http://hubblesite.org/gallery/spacecraft/22/>]

Figura 6. Los espejos usados como objetivos en telescopios profesionales. A la izquierda el espejo monolítico de 8,2 metros de uno de los telescopios del VLT (Very Large Telescope) mientras es construido en un enorme horno giratorio. A la derecha el objetivo del telescopio espacial Hubble.

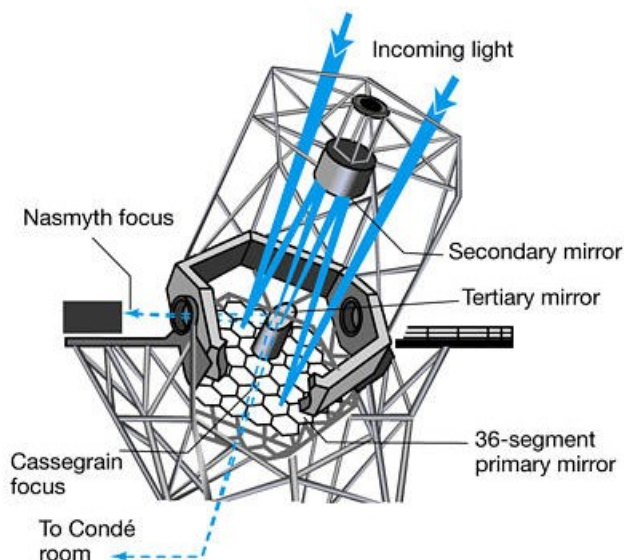
Para facilitar la fabricación y operación de grandes telescopios es muy común actualmente fabricarlos por “pedazos”. Se los llama objetos compuestos y normalmente se hacen uniendo unidades más pequeñas normalmente de forma hexagonal y con una forma exacta de modo que al unirse forman la concavidad parabólica del espejo.



[<http://wwwmagic.mppmu.mpg.de/introduction/factsheet/>]

- *Figura 7. Los más modernos y grandes telescopios del presente y del futuro son construidos usando espejos segmentados. La unión de una gran cantidad de segmentos hexagonales que forman la curvatura perfecta del objetivo.*
- **Foco.** La luz recogida por el objetivo es concentrada en el foco del telescopio. El foco es el lugar donde se colocan diversos tipos de instrumentos científicos para registrar y analizar la luz que llega al telescopio. En telescopios pequeños y en el pasado en el foco de los grandes telescopios se colocaba un “ocular”. El ocular es un dispositivo óptico que como un microscopio es capaz de ampliar las imágenes formadas por el objetivo creando al final la imagen definitiva del telescopio. El ocular es quien completa la magia del telescopio de magnificar las imágenes observadas. En la actualidad en el foco se colocan normalmente cámaras electrónicas (que juegan hoy por hoy el papel de los ojos del astrónomo cumpliendo la doble función de mostrar prácticamente en tiempo real lo que se “ve” por el instrumento y de registrar las imágenes), espectrómetros y otros instrumentos. La ubicación del foco de un telescopio es muy importante. Existen distintos tipos de focos. El foco primario es aquel en el que se concentraría la luz del objetivo de no existir más espejos o lentes. El foco Newtoniano es un foco ubicado a un lado de la estructura del telescopio y donde va a parar la luz después de reflejarse en un segundo espejo en el interior del telescopio. Este tipo de foco es muy común en telescopios pequeños. Otro foco muy común es el foco Nasmyth, que utiliza un espejo secundario dirigido directamente al objetivo y uno terciario que envía la luz directamente a través de uno de los ejes del telescopio. El foco Cassegrain es el

más común y se ubica en la parte posterior del espejo donde va a parar la luz después de reflejarse en un espejo secundario interior directamente dirigido al objetivo y atravesar un agujero practicado en ese mismo objetivo. Una vez la luz sale de la estructura del telescopio es transportada hasta los instrumentos de registro o bien por otros espejos (foco coudé) o usando por ejemplo fibra óptica.



[<http://www.astro.virginia.edu/class/oconnell/astr121/guide14-s04.html>]

Figura 8. Un diagrama esquemático de la ubicación de algunos de los focos en un gran telescopio profesional. Pueden apreciarse claramente el foco Cassegrain y el foco Nasmyth.

- **Montura.** A pesar de no ser precisamente una componente óptica la montura es una parte fundamental del telescopio. La montura le da el sustento a todo el telescopio, le permite a sus partes moverse para apuntar a distintos sitios y da también la estabilidad para que las imágenes sean nítidas. Toda montura tiene al menos 2 ejes de rotación: uno para la rotación vertical del telescopio (que le permite barrer el horizonte por ejemplo) y otra para la rotación vertical (que le permite ascender y descender por el cielo).

Existen 2 tipos de monturas. La montura altacimutal que tiene el eje horizontal apuntando directamente hacia arriba y el eje vertical paralelo al suelo. El movimiento del telescopio en este caso es como el de una cámara de video sobre un trípode. Las monturas ecuatoriales orientan sus ejes en dirección del eje de rotación de la Tierra (eje horizontal) y en dirección al ecuador celeste (eje vertical). Esta última configuración permite que con un sólo movimiento el telescopio sea capaz de seguir a un objeto que se mueve en el cielo. Con la montura altacimutal es necesario desplazarse horizontalmente y verticalmente al mismo tiempo para que un cuerpo se mantenga permanentemente enfocado.

Los telescopios profesionales modernos usan monturas altacimutales dotadas de sistemas electromecánicos y control computacional que les permite movimientos suaves muy complejos y precisos de seguimiento de los objetos que observan. Aunque la montura ecuatorial esta más predispuesta para el trabajo observacional

en astronomía, este tipo de montura es mucho más compleja de construir que la montura altacimutal que por otra parte necesita mecanismos de control más sofisticados. Esta es una de las razones por la que se prefiere a la segunda en los modernos observatorios.



[http://www.castfvg.it/zzzz/panorami/chi/chi_001.htm]



[http://es.wikipedia.org/wiki/Telescopio_Hale]

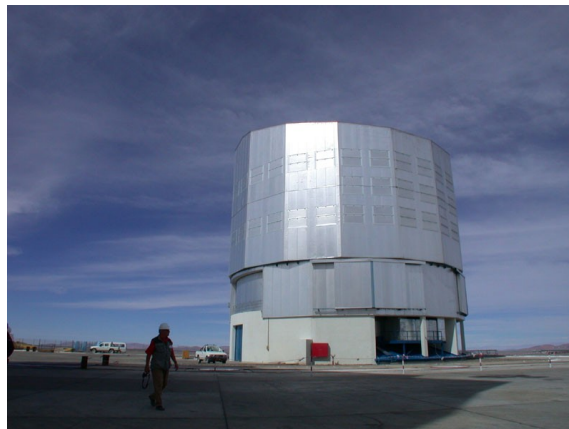
Figura 9. Los dos tipos diferentes de monturas. La montura altacimutal de uno de los telescopios del VLT (izquierda). La enorme montura ecuatorial del gran telescopio Hale (derecha).

- **Edificio y cúpula.** A pesar de no hacer parte de las componentes ópticas, electrónicas o mecánicas el edificio y la cúpula de un telescopio son vitales en su funcionamiento. El edificio brinda un ambiente protector para el telescopio contra los elementos. Normalmente el ambiente dentro del edificio debe estar en las mismas condiciones que el exterior durante las observaciones para evitar que el aire que entra y sale del mismo afecte la calidad de las imágenes. La cúpula es aún más importante. La mayoría de las cúpulas tienen sistemas de control acoplados con el movimiento del telescopio de modo que al moverse este último ellas lo sigan también. Además la cúpula sirve como protección contra las corrientes de aire que podrían hacer vibrar al instrumento. Muchas cúpulas tienen formas esféricas (domos) pero otras formas menos comunes pueden encontrarse (cúpulas aproximadamente cilíndricas o rectangulares). Las cúpulas tienen además que tener propiedades aerodinámicas precisas para que los vientos que pueden afectar el telescopio se deslicen suavemente a su alrededor sin causar muchos remolinos en la abertura, lo que de nuevo puede afectar la calidad de las imágenes observadas.

2.1.2. Cámaras Electrónicas



[<http://www.ifa.hawaii.edu/images/aerial-tour/kecks-50b.jpg>]



[<http://www.astrosurf.com/maury/photo/VLT/coupole.jpg>]

Figura 10. Dos tipos de cúpula distintos. A la izquierda el clásico diseño en forma de domo de los grandes observatorios (observatorio Keck en Hawaii, EU) y los diseños modernos más fáciles de construir y mantener en forma aproximadamente cilíndrica de uno de los telescopios del VLT en Chile. Pueden apreciarse las ventanas cerradas que tiene esta segunda cúpula y que se abren antes de una observación para igualar las condiciones del clima afuera y adentro de la cúpula para disminuir los efectos de diferencias ambientales que alteran las imágenes.

Las cámaras electrónicas son hoy por hoy el sustituto del ojo humano en la observación a través del telescopio. Además de ello ellas pueden crear registros permanentes de las imágenes observadas para su posterior análisis.

En el pasado prácticamente todos los registros permanentes se hacían utilizando “películas fotográficas químicas” que convertían la información de las imágenes en manchas dibujadas sobre sustancias químicas. Hoy por hoy ese registro se hace mediante la excitación electrónica de materiales y el registro de esa excitación.

El dispositivo más común de registro electrónico de la astronomía moderna es el denominado CCD (*Charge Coupled Device*) o simplemente Cámara CCD.

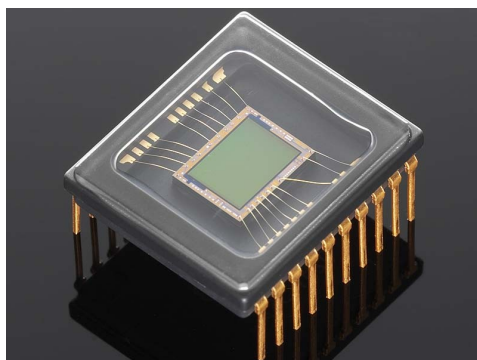
Componentes y funcionamiento básico

Una cámara CCD es la suma de una serie compleja de componentes electrónicos, protección y aislamiento y refrigeración térmica.

- Chip. El chip de la CCD es el corazón de la cámara. Se trata de un dispositivo hecho de materiales semiconductores y formado por el arreglo rectangular de pequeños dispositivos electrónicos responsables de crear cada elemento de la imagen o pixel (Picture Element).

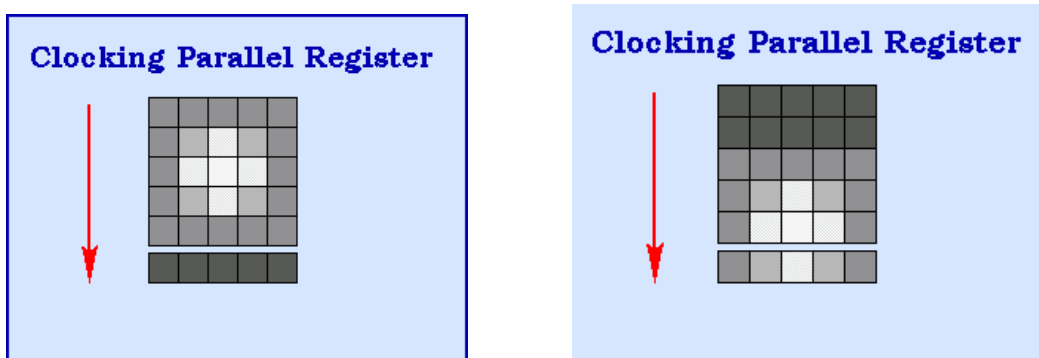
Cuando la luz incide sobre el chip induce una carga eléctrica en cada elemento. Los elementos que terminan con más carga eléctrica son los que recibieron más luz. De ese modo la información en luz sobre el plano de la imagen se transfiere al chip en la forma de carga eléctrica: se crea una copia eléctrica de la imagen. Una vez formada la imagen “eléctrica” un circuito externo drena las cargas

eléctricas de los píxeles de forma ordenada. Al final una sucesión de valores de carga eléctrica codifican la imagen recibida por el chip.



[<http://javiervallas.es/wp-content/uploads/2006/03/ccd.jpg>]

Figura 11. Fotografía del diminuto chip en el centro de una cámara CCD.



[<http://micro.magnet.fsu.edu/primer/digitalimaging/concepts/images/pixelbinningfigure1.jpg>]

Figura 12. Ilustración del mecanismo usado por los sensores electrónicos para leer las cargas eléctricas producidas por la luz. Las cargas de cada fila en el sensor son transferidas a una "cinta" transportadora (banda abajo) que las extrae del sensor para ser procesadas y leídas por circuitos externos.

Las propiedades del chip son dos: su sensibilidad a distintos tipos de luz (respuesta espectral) y su resolución (número de píxeles). Los chips de CCD normalmente tienen respuestas principalmente en el visible, pero también existen sensores capaces de percibir luz ultravioleta e infrarroja. El número de píxeles en los sensores CCD usados por aficionados es del orden de 256x256 (65,000 píxeles) mientras que los usados en cámaras profesionales como las que tiene el telescopio espacial Hubble tienen resoluciones de hasta 2024x2024 (4 mega píxeles).

La tecnología de las cámaras CCD para astronomía es distinta de las utilizadas en cámaras electrónicas personales. En estas últimas se utiliza más frecuentemente los denominados sensores CMOS que se valen de mecanismos relativamente distintos para registrar la luz.

- Encapsulamiento y sistema de refrigeración. Normalmente el chip de una CCD y la electrónica asociada son dispositivos electrónicos altamente sensibles a efectos

externos. Por ello deben estar apropiadamente encapsulados para evitar daños potenciales durante su uso.



[<http://www.teleskop-service.se/produkter/eng/atikpics/start/mit-rgb-2.jpg>]

Figura 13. Cámara CCD usada por aficionados. Puede verse el juego de filtros usados para registrar imágenes a color de los objetos.

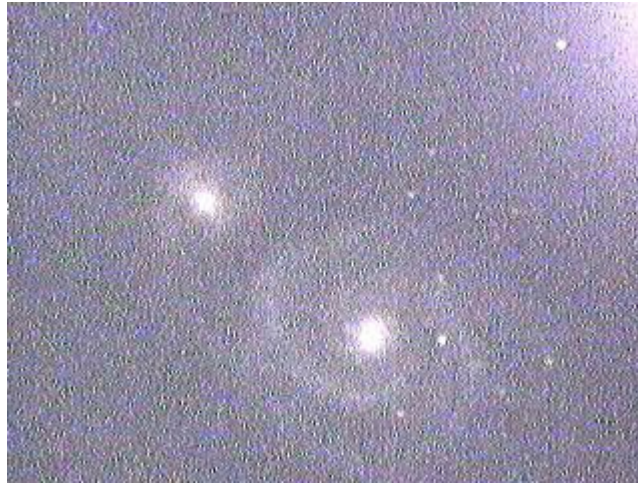
Adicionalmente la inmensa mayoría (sino todos) las cámaras CCD usadas profesionalmente, deben estar dotadas de un sistema de refrigeración que mantiene tan bajo como sea posible el chip. La razón de esto es que la electricidad en la superficie del chip puede ser producida tanto por la luz como por el calor del chip mismo. De no refrigerarse la electricidad producida por las más tenues imágenes se confundiría con la pequeña electricidad aleatoria producida solo por el calor de la cámara. Existen maneras de reducir el “ruido térmico” de una cámara CCD pero en lo posible un buen control de la temperatura mantiene ese mismo ruido debajo de niveles que imposibiliten el registro.

- Juego de filtros. Una importante propiedad de muchas cámaras electrónicas usadas en astronomía, es su incapacidad para registrar el color de la luz de las imágenes. Aunque existen sensores CCDs sensibles al color, normalmente la información de color de una imagen en astronomía se obtiene observando el mismo objeto a través de distintos filtros de color. La reunión de las imágenes de los objetos en esos filtros produce las espectaculares imágenes a todo color que vemos todos de esos objetos. Todas las cámaras CCD usadas profesionalmente en astronomía vienen dotadas de un completo juego de filtros para lograr ese y otros propósitos.

2.1.3. Espectrómetro

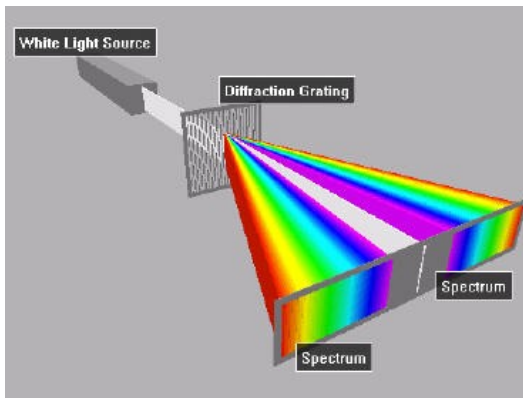
La luz de los cuerpos astrofísicos tiene dos propiedades: intensidad y color. El color está relacionado con la composición de la luz de distintas longitudes de onda. El estudio de esa composición en colores ofrece pistas fundamentales sobre el origen de esa misma luz. El espectrómetro (espectrógrafo o espectroscopio) es el instrumento

capaz de realizar la tarea de conocer la composición en colores de la luz de los objetos astronómicos.

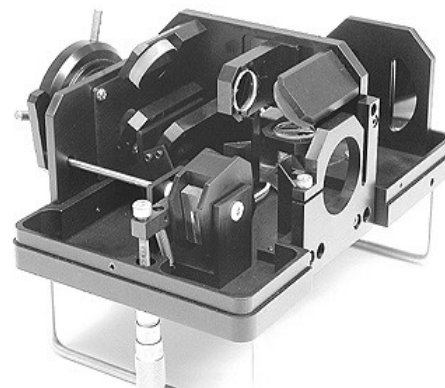


[<http://www.qsimaging.com/images/FFT/qsi504biasb.gif>]

Figura 14. Uno de las limitaciones de las cámaras electrónicas es que al funcionar con cargas eléctricas diminutas, otros efectos pueden producir esas cargas distintas a la luz llenando de ruido las imágenes. Para reducir ese efecto los astrónomos “refrigeran” el chip.



[http://des.memphis.edu/lurbano/vpython/matter_interactions/spectrum/spectrum_02.jpg]



[<http://www1.phys.uu.nl/wwwmbf/New%20pictures/spectrograph.jpg>]

Figura 15. A la izquierda una ilustración del principio de funcionamiento de una “rejilla de difracción” A la derecha un moderno espectrómetro de rejilla. En realidad los espectrómetros usan una combinación de prismas y rejillas para conseguir la máxima resolución espectral.

Componentes y funcionamiento básico

- Rejilla de difracción. La separación en colores de la luz de un cuerpo astrofísico se logra cuando la luz se hace pasar a través de un juego de las denominadas rejillas de difracción. De manera muy sencilla la rejilla es una lámina transparente con miles a decenas de miles de microscópicas líneas opacas dibujadas sobre la superficie. Al atravesar la luz la rejilla del otro lado, la difracción e interferencia

de las ondas que pasan entre las líneas produce un reconocido patrón de colores que puede ser analizado para entender el contenido de colores de la luz analizada.

El poder de un espectrómetro se mide por su resolución, R , esto es la capacidad del espectrómetro para distinguir luz de colores sutilmente distintos. Si λ es la longitud de onda de la luz observada y $\Delta\lambda$ es la diferencia con la siguiente longitud de onda que puede ser registrada como un color distinto, la resolución R esta dada por: $R=\lambda/\Delta\lambda$. Si un espectrómetro tiene un poder de resolución de 1,000 entonces cuando descompone el amarillo ($\lambda= 550 \text{ nm}$) se podría percibir un color distinto de él en tan solo medio nanómetro. En espectrómetros profesionales la resolución puede llegar a ser de hasta 30,000.

Los espectrómetros normalmente son ubicados en cuartos aparte a las instalación del telescopio donde se hace llegar la luz a través del sistema de foco o por ejemplo usando fibra óptica.

La información producida por un espectrómetros puede estar en dos formas típicamente: una fotografía directa de la descomposición de la luz o un gráfico mostrando la intensidad de la luz en distintas longitudes de onda en función de la longitud de onda.

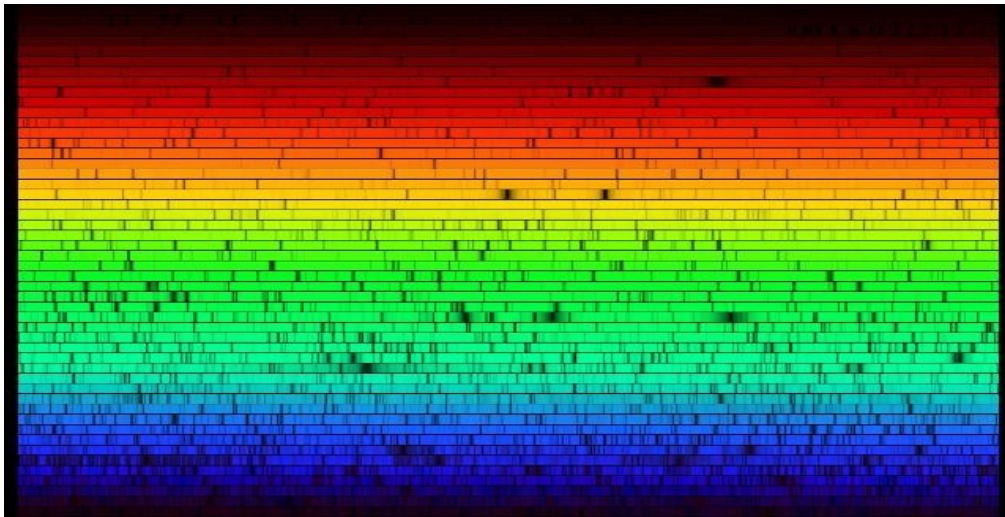
2.1.4. Observatorios en otras longitudes de onda

Estamos acostumbrados a pensar que cuando se habla de observar el universo se habla de recibir la luz “visible” que nos llega de estrellas, galaxias o nebulosas. Sin embargo la casi totalidad de los sistemas astrofísicos pueden emitir otras formas de luz “invisibles” (no pueden ser percibidas por la retina) que como se ha probado pueden brindarnos información de inmenso valor para entender los objetos observados.

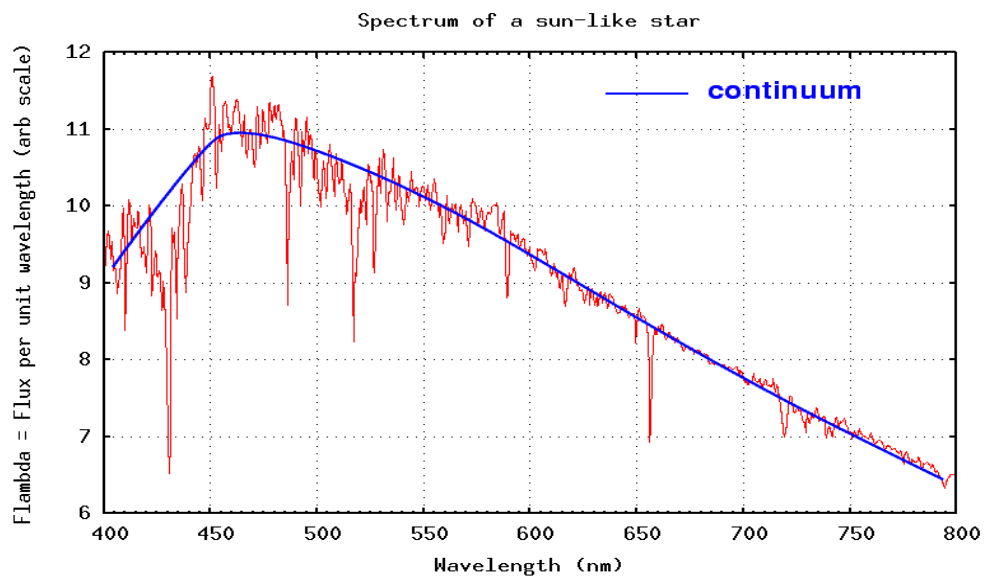
La observación en otras longitudes de onda utiliza principios similares a la observación en el visible. Esto es especialmente cierto cuando se habla de observar en el ultra violeta y en el infrarrojo (las formas de luz más “cercanas” a la luz visible). Para observar en esas longitudes de onda también se usan telescopios ópticos como los descritos anteriormente y los sensores electrónicos son similares. Hay pequeñas diferencias como por ejemplo la que tiene la observación en el infrarrojo en la que se requieren sensores especiales y refrigerados a temperaturas extremadamente bajas para que el pequeñísimo calor residual no excite los sensibles dispositivos electrónicos.

Otra de las limitantes de la observación en el ultravioleta y en el infrarrojo es que estos tipos de luz son fuertemente absorbidos por la atmósfera. Por ello es necesario colocar los telescopios en estas bandas o a gran altura (telescopios infrarrojos) o incluso en el espacio.

Secciones especiales se merecen los instrumentos que permiten observar formas de luz mucho más lejanas a la luz visible, las ondas de radio o los rayos X por ejemplo.



[http://chinook.kpc.alaska.edu/~ifafv/lecture/miscell/fraunhof/sun_spectrum.jpg]



[<http://s94958815.onlinehome.us/angryastronomer/absorptiongraph.gif>]

Figura 16. La información entregada por un espectrómetro puede ser de dos tipos: O bien el espectro puede ser fotografiado produciendo un resultado como el mostrado en el panel de arriba (espectro de gran resolución de la luz solar; cada línea en la fotografía muestra un segmento del espectro que si se colocará a lo largo se saldría de la página y continuaría por varios metros). La otra posibilidad es obtener una "curva espectral" (línea amarilla) en la que se indica la intensidad de la luz que llega en cada longitud de onda. Los picos en la curva indican una cantidad mayor de luz.

2.1.4.1. Radiotelescopio

El radiotelescopio es el instrumento que nos permite observar ondas de radio procedentes de los sistemas astrofísicos. La observación en ondas de radio fue la

primera incursión en el universo invisible hecha por los humanos.

Componentes básicas y funcionamiento



[http://www.cosmosmagazine.com/system/files/20070824_VLA.jpg]



[<http://www.telefonica.net/web2/efellorca/Arecibo.jpg>]

Figura 17. Ejemplo de dos radiotelescopios. A la izquierda las enormes antenas de más de 30 metros de diámetro del VLA (Very Large Array). A la derecha el radio telescopio "monolítico" más grande del mundo, el radiotelescopio de Arecibo con un objetivo "inmóvil" de 300 metros de diámetro.

- **Objetivo.** Como sucede con los telescopios convencionales la parte central de un radiotelescopio es su objetivo. Los objetivos de los radiotelescopios son en su casi absoluta mayoría reflectores parabólicos. Los objetivos de los radiotelescopios son distintos a los de los telescopios convencionales. No tienen que ser pulidos con la extrema precisión de los telescopios ópticos. Normalmente se construyen sobre una estructura armada hueca uniendo paneles curvilíneos hasta formar la superficie reflectora. Por la gran longitud de onda de la radio el reflector se puede alivianar aún más practicando agujeros en el objetivo o fabricándolo con una malla.

El tamaño de los reflectores parabólicos es normalmente enorme. Dos razones explican este hecho: la intensidad de las ondas de radio es muy pequeña por lo que es necesaria una gran área de recolección (el radio telescopio más grande del mundo, Arecibo ($D=300\text{m}$), tiene el potencial para recoger 900 veces más luz que el telescopio óptico más poderoso del mundo. La otra razón es el poder de resolución. Siendo la longitud de onda de la radio muy grande (milímetros a metros) el poder de resolución está muy reducido (ver Ec. 2):

$$\theta = 0,7^\circ \frac{\lambda(\text{cm})}{D(\text{m})}$$

Ejemplo 2: Calcular el poder de resolución del radio telescopio de Arecibo ($D=300\text{ m}$) para la observación del Hidrógeno neutro en el medio interestelar ($\lambda= 21\text{ cm}$).

Sol./ el poder de resolución será $\theta = 0,7^\circ \times 21 / 300 = 0,049^\circ = 3\text{ arcmin}$. Nótese que el poder de resolución de un radiotelescopio tan grande es apenas comparable con el del ojo humano (ver ejercicio 1.2)

Si todas las estrellas fueran una fuente de radio, un radio telescopio de 1 metro (un tamaño bastante decente para un telescopio óptico) no podría distinguir como distintas las estrellas de las Pléyades y haría falta un radio telescopio de 10 metros para siquiera ver las Lunas de Júpiter.

- Sistema de detección. En el objetivo del reflector del radiotelescopio y en su base y centro de control se encuentra un sistema de detección que supera en complejidad al utilizado en los telescopios ópticos. No se utilizan más aquí las cámaras. Las débiles ondas de radio que son concentradas en el foco del radio telescopio son percibidas por antenas supersensibles. Las ondas de radio inducen en esas antenas pequeñísimas corrientes eléctricas que para ser manipuladas por otras partes del sistema de recepción deben ser poderosamente amplificadas (factores de más de 1,000 billones son normales en estos sistemas de amplificación). La señal superamplificada sufre otras transformaciones antes de convertirse en lo que será finalmente el registro de la señal de radio procedente de un punto en el espacio.

Las imágenes formadas por los radio telescopios se construyen sumando la intensidad medida de las ondas de radio en distintas direcciones. Muy distinto a lo que sucede en un telescopio normal donde una imagen completa es percibida con una sola observación. Uno de los grandes inconvenientes de este sistema de registro es que al amplificar la señal que recibe el radio telescopio se amplifica también “ruido eléctrico” producido por diversas fuentes no astronómicas. La antena misma es una fuente de ruido. Por ello los instrumentos de registro deben ser enfriados a temperaturas muy por debajo de cero.

Es posible tomar espectros usando un radio telescopio. Ello se consigue cambiando la frecuencia en la que observa el instrumento. Es como sintonizar en otra frecuencia el sistema astrofísico.

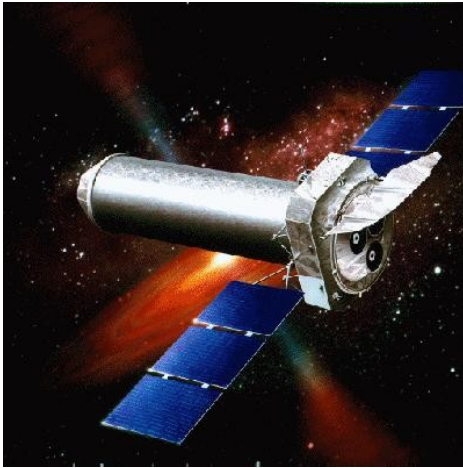
2.1.4.2. Telescopios de rayos X y γ

Los otros instrumentos que merecen un tratamiento separado son los telescopios que trabajan en bandas como los rayos X y los rayos gama. Ambas formas de luz son emitidas por los sistemas astrofísicos más violentos y calientes del universo. Los telescopios de rayos X y gama se han convertido en tiempos recientes en poderosas herramientas para penetrar en secretos nunca antes conocidos.

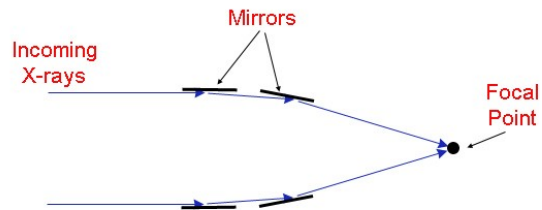
Componentes básicas y funcionamiento

- Reflector. Podría pensarse que esta es una componente común a todos los tipos de telescopios (luz visible, radio y rayos X y gama). Sin embargo los reflectores que se utilizan como objetivos en los telescopios de rayos X son increíblemente diferentes a los utilizados en otros telescopios. Al tener un gran poder de penetración los rayos X y gama podrían atravesar o ser absorbidos sin problemas por un reflector parabólico. Para resolver este inconveniente se diseñan espejos rasantes en el que la luz de alta energía apenas si toca la superficie reflectiva desviándose sutilmente hasta alcanzar el foco.

Este tipo de forma es la que da a los telescopios de este tipo su forma alargada y cónica.



[http://www.newscientist.com/data/images/ns/cms/dn4346/dn4346-1_552.jpg]



[<http://cache.eb.com/eb/image?id=4635&rendTypeld=4>]

Figura 18. La forma de los telescopios de Rayos X y gama es muy curiosa debido a la muy especial condición de su espejo objetivo que debe ser muy alargado para que la reflexión de estos tipos penetrantes de radiación sea efectiva y la luz no atraviese simplemente el espejo.

- Dispositivo de registro. Si el reflector es distinto los mecanismos de registro de los rayos X y gama lo son más. No es posible en este caso utilizar simples cámaras electrónicas porque el poder de los fotones de rayos X y gama las destruirían sin producir el resultado esperado. Además la configuración del objetivo no sirve sino para recoger la luz sin la capacidad de formar una imagen. Normalmente se colocan en el foco de estos telescopios sustancias sensibles al paso de los rayos X y gamma y se registra ese paso. En el caso por ejemplo de los rayos gama se usan varias capas de un material que al paso del fotón gama emite luz. Sensores electrónicos registran los lugares de paso de los fotones por las distintas capas y al final producen una idea de la energía y dirección de proveniencia del fotón.

Una de las grandes limitaciones del sistema de recolección y registro de los telescopios de rayos X y gama esta en que la dirección exacta de las fuentes de luz no puede establecerse con precisión tan alta como con telescopios ópticos e inclusive con ondas de radio. Esto hace borrosas las imágenes de este tipo de telescopios.

2.1.5. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. ¿Qué significa la palabra telescopio?.
2. Si la galaxia de Andrómeda tiene un mismo tamaño angular de unas 3 veces el tamaño angular de la luna (30 arcmin) y se encuentra ubicada a 2 millones de años luz, ¿cuál es su tamaño real?

3. Cuando nos encontramos en la oscuridad nuestras pupilas aumentan de tamaño. Discuta la razón por la cuál el ojo sufre esta respuesta a las condiciones de oscuridad.
4. Discuta las ventajas y desventajas que puede tener hacer fotografías astronómicas usando sensores electrónicos en lugar del clásico sistema de registro usando películas fotográficas químicas.

Consultas

5. Investigar cuáles son los 4 observatorios más grandes del mundo. Hacer de cada uno una ficha técnica incluyen tipo de telescopio, diámetro del objetivo, tipo de montura, ubicación geográfica, características especiales, fotografías del instrumento y si es posible una imagen astronómica obtenida con ese telescopio.

Capítulo 2.2. Técnicas de Observación

Disponer de los instrumentos es apenas la condición inicial para realizar observaciones exitosas de los objetos. Distintas limitaciones técnicas y físicas pueden hacer que aún los instrumentos más poderosos queden incapacitados ante limitaciones relativamente simples.

La solución a estos inconvenientes y otros que aparecen en la observación profesional en astrofísica es la de valerse de técnicas especiales donde se combinan diversos instrumentos, tecnologías de última generación y computadores para producir resultados observacionales increíbles.

Existen dos limitaciones importantes que buscan solventar las técnicas avanzadas de observación: el poder limitado de resolución de los telescopios que nos impediría ver objetos extremadamente pequeños angularmente (el disco de una estrella por ejemplo), o extremadamente cercanos unos de otros (un planeta alrededor de una estrella); el efecto perturbador de la atmósfera sobre la luz que nos llega de los objetos astrofísicos que deriva en una reducción considerable de su calidad.

Describimos aquí 2 técnicas desarrolladas para resolver estos dos problemas.

2.2.1. Interferometría

La idea básica detrás de la interferometría es que si se unen apropiadamente la información de varios instrumentos sobre un mismo cuerpo observado simultáneamente y en el mismo lugar de la Tierra entonces el resultado es como si se lo observara con un único instrumento muy grande. La unión de varios telescopios para producir una sola imagen de un cuerpo no solo tiene ventajas porque la cantidad de energía percibida es mayor sino que además, como veremos abajo, produce un incremento increíble en el poder de resolución de los instrumentos.

La interferometría ha sido utilizada desde casi el principio de la radioastronomía y apenas esta empezando a ser utilizada en la luz visible.

La idea básica de la interferometría es la siguiente. Dos telescopios (o radio telescopios) separados entre sí por una distancia d sincronizan de forma precisa su movimiento y posición para observar un objeto astronómico al mismo tiempo. En todo momento la luz tiene que viajar una distancia más larga (pero por muy poco) antes de llegar a un telescopio que al otro. Esta pequeña diferencia en la llegada de la luz hace que las ondas arriben a los dos instrumentos con una diferencia de "fase".

Si el observador une de algún modo la luz recibida por un telescopio y la recibida por el otro en un punto intermedio entre ambos, dependiendo de la diferencia de fase, las luces de ambos telescopios interferirán (se sumaran o restaran de acuerdo a la distancia entre los telescopios y la dirección en la que apuntan). Por ejemplo si la luz en el primer telescopio llega retrasada del segundo una distancia de media longitud

de onda entonces al unirse las dos señales se destruirán y producirán un extraño estado de oscuridad en la imagen.

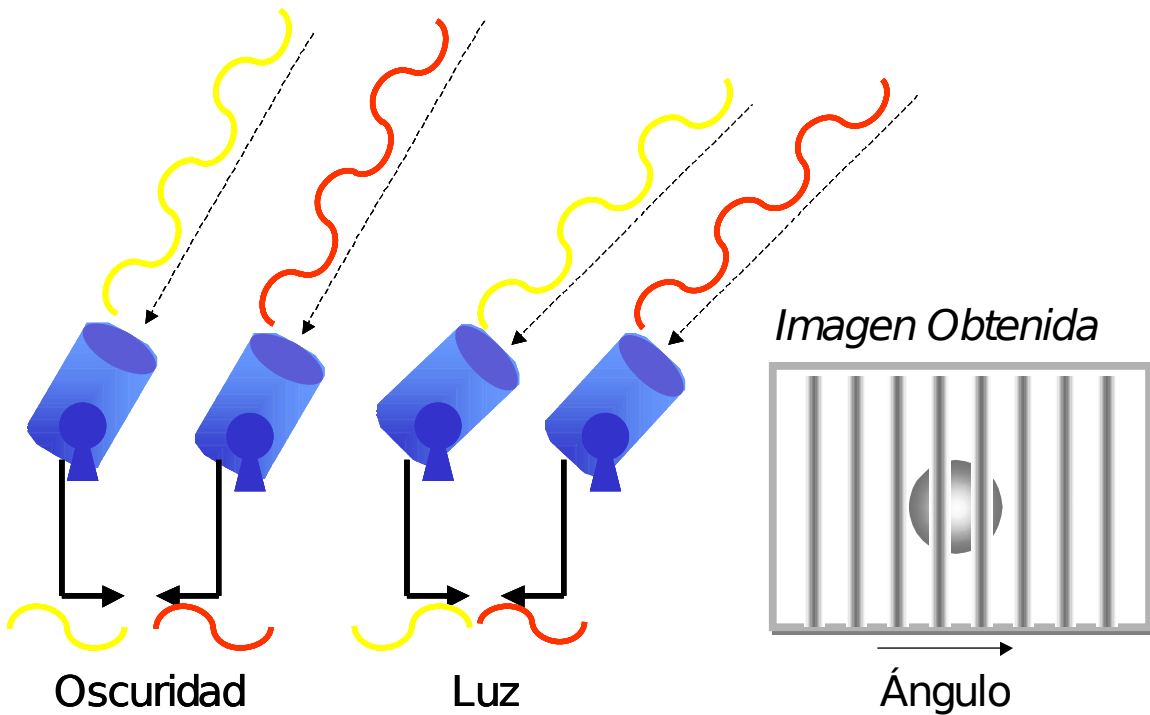
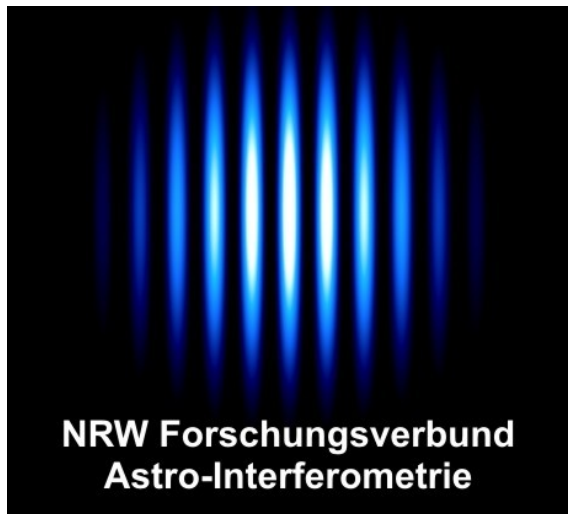


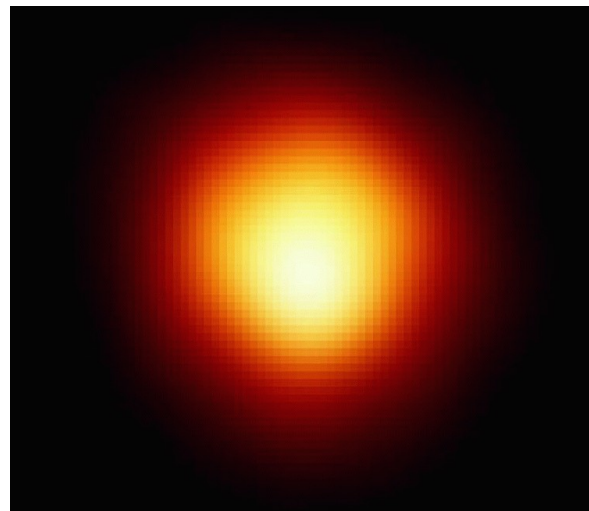
Figura 19. Ilustración del principio de funcionamiento básico de la técnica interferométrica.

Si se rotan MUY SUTILMENTE los dos telescopios apuntando ahora a un lugar muy cercano angularmente entonces puede que las ondas al llegar a la abertura de los telescopios lo hagan ahora en fase. En el lugar de interferencia entre las señales se producirá la suma de la luz de los dos telescopios. El movimiento que deben hacer los instrumentos es increíblemente pequeño para pasar de un estado de oscuridad total a otro de luz. Al repetir el procedimiento el resultado será una sucesión de luz y oscuridad como si observáramos a través de los barrotes de una celda. La diferencia es que la distancia entre barrote y barrote, angularmente hablando, será muy pequeña.

El resultado final es que cualquier objeto por pequeño que sea cuyo tamaño sea comparable o mayor al de los "barrotes" aparecerá revelado detrás en la imagen interferométrica. El efecto neto será el de aumentar el poder de resolución de los telescopios uniéndolos. Es posible probar que el poder de resolución resultante de esta unión en un arreglo interferométrico es equivalente al que tendría un telescopio con una abertura similar a la distancia entre los telescopios. Así si se une un grupo de telescopios ópticos situados a 100 metros de distancia entre sí, entonces el arreglo funcionará como un gran telescopio de 100 metros de abertura.



[http://www.ph1.uni-koeln.de/workgroups/nrw_interferometry/icons_logos/Logo_Astro-Interferometrie.jpg]

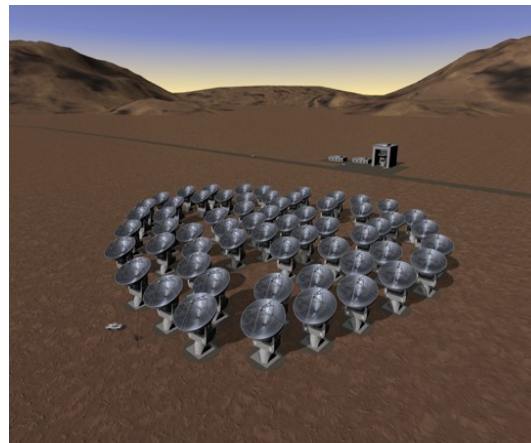


[http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/limb/betelgeuse_resolved.gif]

Figura 20. Imágenes reales producidas usando interferometría óptica. A la izquierda una imagen en el "formato" original entregado por el interferómetro. A la derecha una imagen reconstruida a partir de información como la de la izquierda (imagen del disco de la supergigante roja Betelgeuse.)



[<http://ssc.spitzer.caltech.edu/fls/extragal/vla-air.jpg>]



[http://hubblesite.org/explore_astronomy/skywatch/db/99/images/large.jpg]

Figura 21. Algunos instrumentos modernos y futuros que usan y usarán la interferometría. De izquierda a derecha, de arriba a abajo: los "gemelos" Keck (Hawaii, EU), el observatorio VLT (Chile), el VLA (EU) y el futuro radiointerferómetro ALMA (Chile).

2.2.2. Óptica Activa o Adaptativa

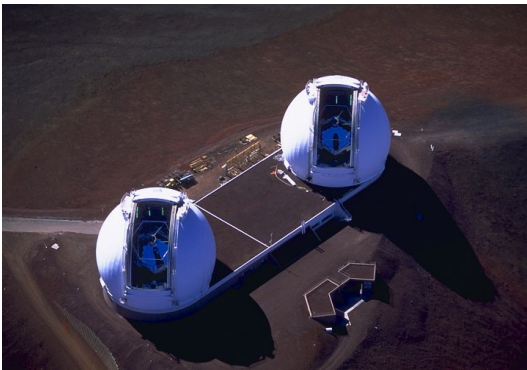
La atmósfera de nuestro planeta es la gran enemiga de las observaciones astronómicas. No solo por los fenómenos climáticos que transportan nubosidad, lluvias a los sitios de observación sino porque la luz visible aunque logra llegar a los

instrumentos en Tierra es distorsionada en la atmósfera cambiando la información que transporta.

¿Pero cómo resolver este problema? La solución natural a este inconveniente fue por muchos años una sola: construir los telescopios en el espacio. Hace algunas décadas sin embargo se desarrolló una técnica que prometía reducir considerablemente el efecto de la atmósfera sin requerir el transporte de pesados y costosos equipos al espacio. La técnica que se conoce como “Óptica Adaptativa” es hoy por hoy utilizada por los más grandes observatorios del mundo y junto a la Interferometría esta siendo capaz de producir las más refinadas observaciones del Universo jamás realizadas.

Conceptos relacionados

Antes de describir la técnica en sí es necesario conocer algunos conceptos relacionados con los efectos de la atmósfera sobre las imágenes astronómicas que nos permitirán entender mejor la manera como la óptica adaptativa ayuda a resolverlos.



[<http://btc.montana.edu/CERES/html/MtnQuest/images/keck2.jpg>]



The VLT Array on the Paranal Mountain

ESO PR Photo 14a/00 (24 May 2000)

© European Southern Observatory

[http://www.cida.ve/~briceno/cursos/astrof_observ/clase4/VLT_view.jpg]

Figura 22. Dos grandes observatorios que usan interferometría óptica: Keck, VLT.

- **Seeing.** Este es el término que se da en general al efecto distorsionador que produce la atmósfera sobre las imágenes. Cuando la luz proveniente de un objeto remoto llega a la alta atmósfera, su onda tiene una forma casi perfecta. Al entrar en la atmósfera y atravesar regiones de aire con distinta temperatura, aire en movimiento la onda se deforma muy rápidamente en el tiempo de manera incontrolable y variable. El efecto de esta deformación se nota a simple vista con el reconocido “centelleo” de las estrellas. Sobre la imagen la deformación se nota porque lo que debería aparecer como un punto (una estrella por ejemplo) aparece como una mancha difusa y caótica que cambia rápidamente con el tiempo. Estos

efectos se conocen conjuntamente como el "Seeing".

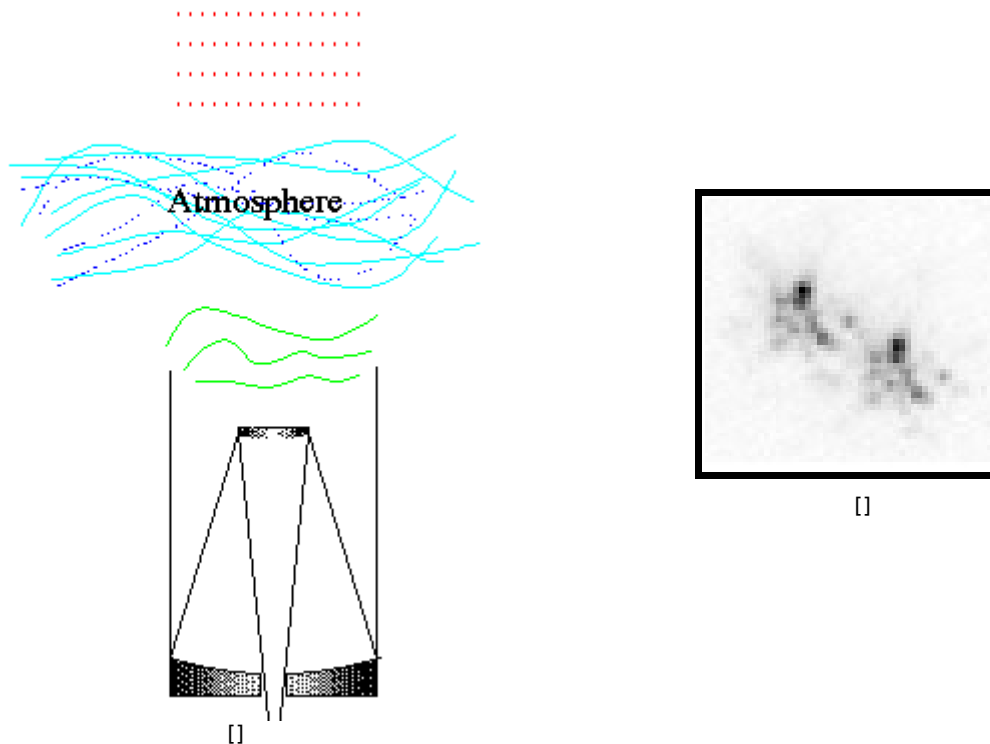
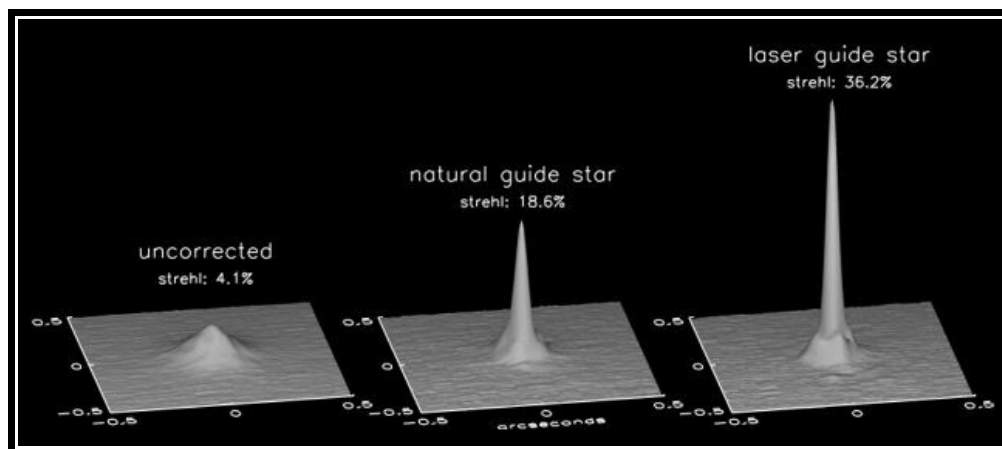


Figura 23. Los efectos de una atmósfera turbulenta sobre las imágenes astronómicas. A la izquierda una onda "plana" (línea punteada roja) llega a la parte alta de la atmósfera. Al entrar distintos puntos de la onda encuentran distintas partes de una atmósfera turbulenta y se distorsiona (líneas verdes). La imagen de un par de estrellas se ve terriblemente distorsionada.

- Función de dispersión de punto (FDP). Si se hace una gráfica del brillo de la imagen de un objeto puntual (una estrella por ejemplo) sobre el plano de observación, aparece un característico montículo que se denomina técnicamente en astrofísica la "función de dispersión de punto o FDP" (en inglés *point spread function*). La forma, tamaño y altura de este montículo define la calidad de una imagen. Dos propiedades básicas tiene esta función: el ancho y el alto. El ancho es una medida del grado de perturbación de la atmósfera y por tanto del seeing. En condiciones atmosféricas típicas ese ancho es cercano a 1-0.4 arcsec.

Una primera observación interesante que se deduce de examinar este valor es que es mucho mayor que el poder de resolución de cualquier telescopio con un diámetro mayor a unos 10 cm. Es decir la imagen de una estrella se ve mucho más ancha solo por efecto de la atmósfera que el poder de resolución del telescopio. De nada sirve pues (al menos en lo que tiene que ver con el poder de resolución) tener telescopios muy grandes porque nada de lo que se gana en resolución compite con la pérdida de nitidez producida por el Seeing.



[http://www.aero.org/publications/crosslink/summer2004/images/05_06.gif]

Figura 24. La función de dispersión de punto para la imagen de una estrella puntual. A la izquierda la imagen original afectada por la atmósfera. En el centro y la derecha la imagen corregida. La altura de la función indica la intensidad de la señal y su "ancho" indica lo difusa que aparece la imagen.

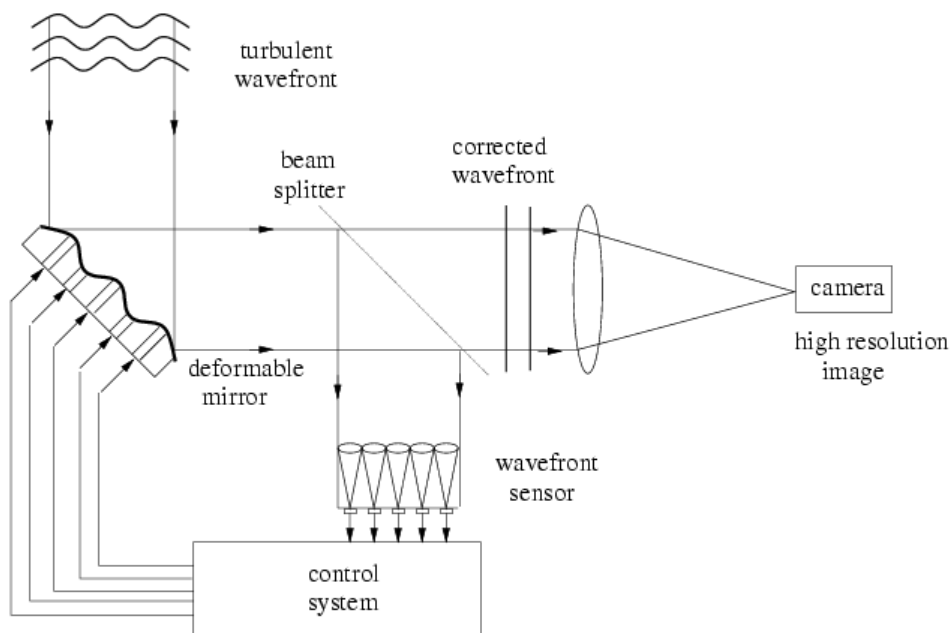
La segunda propiedad tiene que ver con el alto de la FDP. Si no existiera atmósfera la FDP tendría una altura grande y un pequeño ancho. Definimos la *razón de Strehl* como la división entre el alto de la FDP observada y el que debería tener si no existiera atmósfera. La razón de Strehl se mide en porcentaje donde 0% es una atmósfera y un Seeing extremadamente malo y 100% es una situación ideal sin atmósfera.

Cualquier técnica que usemos para mejorar la observación desde la Tierra debe buscar reducir el Seeing a su mínima expresión, o lo que es lo mismo reducir el ancho de la FDP y aumentar tanto como sea posible la razón de Strehl.

Para lograrlo los astrónomos se han ideado una solución ingeniosa. Normalmente la combinación de una onda de luz imperfecta (como la que llega a la superficie después de atravesar la atmósfera) y un instrumento de registro perfecto, conduce a la obtención de imágenes imperfectas. Pero si reuniéramos luz imperfecta con un instrumento imperfecto también (una imperfección calculada y controlada) podríamos obtener una imagen perfecta de lo que estamos observando. ¿Cómo hacer imperfecto el telescopio?

La idea detrás de la óptica adaptativa es ingeniosa y se ilustra en la figura 25. La luz imperfecta que llega de la atmósfera es reflejada en el objetivo del telescopio que esta dotado de un conjunto de actuadores mecánicos capaces de deformar su perfecta superficie. La luz que se refleja en el objetivo es dividida posteriormente en dos: una parte va a los receptores y otra se dirige a una componente que analiza la imagen. De acuerdo a la calidad de la imagen, da instrucciones a los actuadores para deformar sutilmente el objetivo. Cuando la onda de luz imperfecta se refleja sobre un objetivo deformado las imperfecciones se compensan y la calidad de la imagen mejora sustancialmente. El proceso se repite muchas veces cada minuto para

corregir las variaciones rápidas de la atmósfera.

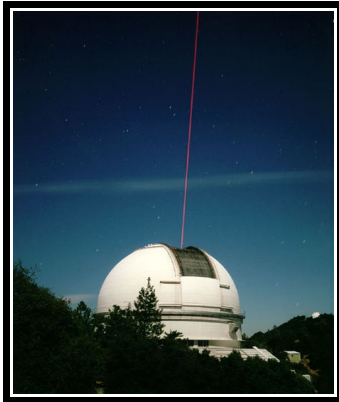


[<http://www.onera.fr/conferences-en/naos/images/principe-optique-adaptative.gif>]

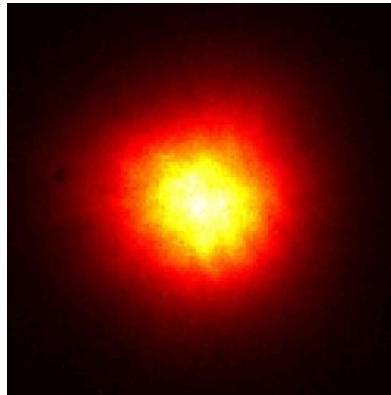
Figura 25. Ilustración de los principios de funcionamiento básicos de la Óptica Adaptativa. No todos los sistemas de óptica adaptativa funcionan con exactamente la misma configuración pero la idea de fondo es la misma (ver explicación en el texto)

Un problema surge en este punto: ¿cómo sabe el sistema de corrección cuál es la forma óptima del espejo para corregir las imperfecciones de la onda que llega? La única manera que tiene de hacerlo es sabiendo exactamente que espera observar. Si se dirige el telescopio hacia cualquier lugar del cielo y se ve una mancha o un grupo de manchas no se puede descartar que el objeto sea real y por lo tanto no se puede saber si esta deformada o no la imagen. Es necesario entonces que en el mismo campo de visión del objeto observado haya algo cuya apariencia se conoce. Existen dos salidas para este problema: la observación de una estrella de características conocidas que se encuentre en la misma región del cielo que el objeto observado (estrella de referencia). Esta es normalmente una tarea complicada y a veces sencillamente imposible. También se ha probado que el uso de estrellas de referencia podría no entregar beneficios tan altos como los esperados. Como una segunda opción (no tan barata ni tan sencilla) esta la creación en la región de observación de un punto de luz suspendido a una gran altura sobre en la atmósfera. La manera de resolver el problema es con la emisión de un rayo láser suficientemente potente para alcanzar la atmósfera alta (más arriba del seeing) y producir la emisión de átomos de sodio suspendidos a esa altura. A este procedimiento se lo llama la creación de una estrella artificial y ha probado ser en muchos casos el mejor método para la óptica adaptativa usada hoy por hoy en un número creciente de observatorios profesionales.

2.2.3. Cuestionario del Capítulo



[<http://www.sciencedaily.com/images/2004/02/040227071826.jpg>]



[http://athene.as.arizona.edu/~lclose/AC_HER_small.jpg]

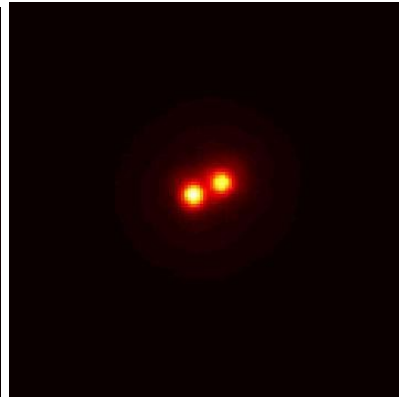


Figura 26. A la derecha una imagen real de un observatorio del que emerge la luz laser del sistema de óptica adaptativa. En el centro la imagen de un cuerpo astronómico sin corrección de óptica adaptativa a la izquierda al utilizar la óptica adaptativa se revela su naturaleza como un sistema binario.

Preguntas

1. Discuta e investigue las razones del por qué entre más separados estén los telescopios de un sistema interferométrico mejor es la resolución del sistema.
2. Discuta por qué los telescopios de arreglos interferométricos de más de 2 instrumentos no están en línea sino que se configuran en forma de “Y” o en circunferencias.
3. Si la estrella alfa del Centauro (distancia 4.2 a.l.) tuviera un planeta del tamaño de Júpiter en una órbita de 750 millones de kilómetros, ¿cuál sería la separación angular entre ellos? ¿Si pudiéramos percibir la luz del planeta, se podría usar óptica adaptativa para verlo o sería necesaria la interferometría?
4. Explique qué es la “razón de de Strehl”.
5. ¿Por qué aún utilizando la óptica adaptativa la imagen de una fuente puntual no se obtiene una función de dispersión de punto perfectamente puntiaguda?

Consultas

6. Consulte al menos 3 proyectos de interferómetros que esperan ser construidos en el futuro, tanto en Tierra como en el espacio.

Capítulo 2.3. Las propiedades observacionales de los cuerpos astrofísicos

Toda la información que recibimos de los objetos astrofísicos proviene de la luz. Exceptuando aquellos sistemas a los que hemos tenido un acceso directo (algunos planetas, la Luna, cometas, asteroides y el Sol) prácticamente todo lo que sabemos sobre el universo lo hemos deducido de lo que hemos aprendido “midiendo” la luz.

Para lograrlo, los astrofísicos (como todos los físicos) han definido cantidades matemáticas que permiten cuantificar distintas propiedades de la luz. Usando distintas leyes de la física, el valor de esas cantidades puede relacionarse con propiedades intrínsecas de esos cuerpos (su tamaño, temperatura, composición y hasta su edad!), para así comprender como funcionan. Así es como funciona en general la física. Es necesario cuantificar el mundo para poder comprender su maquinaria.

En estos capítulo conoceremos las cantidades (y cualidades) asociadas a la luz. Entenderemos la manera como se miden usando los instrumentos y técnicas que conocimos en los capítulos anteriores. De manera muy importante nos familiarizaremos con las relaciones que guardan esas mismas cantidades con las propiedades física intrínsecas de los objetos que emiten esa luz. Nos concentraremos en estudiar como caso particular pero muy importante para la Astrofísica a las estrellas, los átomos del universo.

2.3.1. Brillo

El brillo es la propiedad básica de la luz que nos llega de un cuerpo astrofísico. El brillo es una medida de cuanta energía en forma de luz nos llega del cuerpo.

De forma precisa, el brillo (b) es la cantidad de energía recibida sobre la superficie de un detector puesto de “frente” a la luz (superficie perpendicular a la dirección de procedencia de la luz) que tiene un área de una unidad (1 metro cuadrado por ejemplo) y ha estado expuesto una unidad de tiempo (por ejemplo 1 segundo).

El brillo de algunos cuerpos astrofísicos es:

$$\begin{aligned} b (\text{Sol}) &= b_{\text{Sol}} = 1240 \text{ j/s/m}^2 = 1240 \text{ W/m}^2 \\ b (\text{Sirio}) &\approx 10^{-7} \text{ W/m}^2 \\ b (\text{Plutón}) &\approx 10^{-17} \text{ W/m}^2 \end{aligned}$$

El brillo era normalmente medido usando un instrumento conocido como fotómetro fotoeléctrico. Hoy por hoy el brillo de los objetos en astrofísica (al menos en luz visible, UV e infrarrojo) se obtiene directamente de las imágenes tomadas con cámaras electrónicas usando una técnica que se conoce como fotometría CCD.

Un cuerpo astrofísico puede emitir muy diversos tipos de luz y nuestros receptores

pueden ser también sensibles a distintos tipos de radiación. Por ello hablar de la cantidad de energía recibida en forma de luz de modo general es bastante impreciso. Es necesario señalar tan exactamente como podamos que tipo de luz se esta recibiendo en el detector para entender en que forma nos esta llegando esa energía.

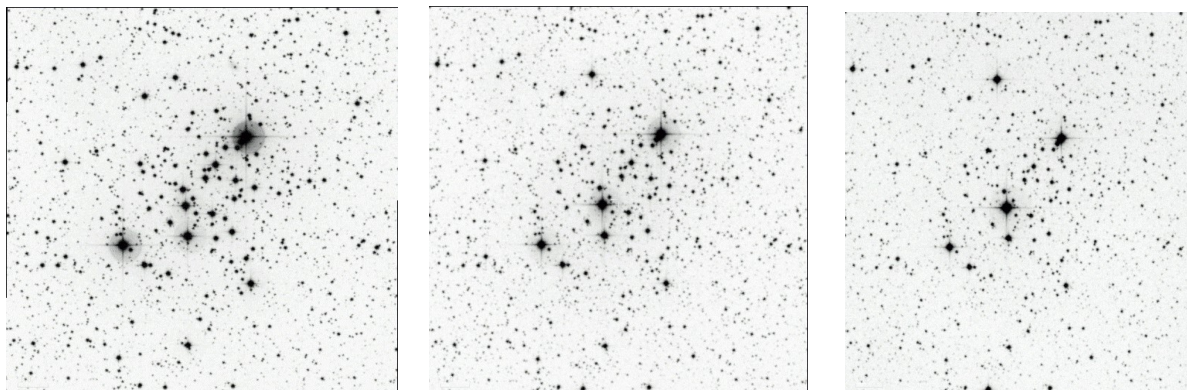


Figura 27. El mismo objeto astrofísico observado en 3 bandas distintas del espectro visible. Rojo, verde y azul, respectivamente. Puede notarse el distinto brillo que las estrellas exhiben en distintas bandas y como esa característica varía de estrella a estrella. Por ejemplo la estrella más brillante del conjunto presenta un brillo mayor en el rojo, pero la estrella que se encuentra arriba a la izquierda por encima de ella es más brillante en la banda azul.

2.3.2. Sistemas fotométricos

Dada la necesidad de indicar el tipo de luz en la que se esta midiendo el brillo de un objeto, se acostumbra en astrofísica restringir de forma anticipada el tipo de luz que llega a los receptores usando “filtros”.

Un filtro es normalmente un material semitransparente que permite el paso de solo un cierto tipo de luz o más precisamente que sólo es transparente a luz en un intervalo conocido de longitudes de onda.

Pero no se puede usar cualquier juego de filtros. Dos condiciones deben cumplirse. La primera que los filtros utilizados por distintos observatorios coincidan de modo que cuando se reporta el brillo de un cuerpo a través de un filtro todos los demás profesionales conozcan de que filtro se trata. La segunda condición es que el conjunto de filtros elegidos permitan medir el brillo en un conjunto de “bandas” independientes aunque un poco solapadas (no sirve de mucho tener 2 filtros en una banda cercana al verde).

A un conjunto de filtros que cumplen las condiciones anteriores se los llama en astrofísica un “Sistema Fotométrico” (de forma más precisa el sistema fotométrico son las reglas para crear los filtros, cuáles bandas deben cubrir, cuánto deben solaparse filtros parecidos, etc.)

Algunos sistemas fotométricos de uso frecuente en astrofísica se describen en la figura 28. De ellos el sistema fotométrico más utilizado especialmente en

investigaciones teóricas es el Sistema fotométrico de Johnson o UBV.

System	Band	Effective Wavelength	Bandwidth (FWHM)
		Å	Å
visual	m_v	~ 5500	-
photographic	m_{pg}	~ 4250	-
Johnson-Morgan	U	3650	680
	B	4400	980
	V	5500	890
	R	7000	2200
	I	9000	2400
Strömgen	u	3500	340
	v	4100	200
	b	4670	160
	y	5470	240
		μm	μm
<i>JHKLM</i>	J	1.25	0.38
	H	1.65	0.48
	K	2.2	0.70
	L	3.5	1.20
	L'	3.8	0.6
	M	4.8	5.70

[<http://xoomer.alice.it/hrtrace/Immagine/SpePhot/PhotSys.png>]

Figura 28. Algunos de los sistemas fotométricos usados en astrofísica. La primera columna indica el nombre del sistema. La segunda columna es el nombre de cada filtro del sistema. La tercera es la longitud de onda central a la que es transparente el filtro. La tercera es el ancho en longitud de onda del filtro. Por ejemplo el filtro V del sistema de Jonson-Morgan es transparente a luz de longitud de onda 5500

Sucede que muchos instrumentos astronómicos específicos tiene su propio sistema de

filtros que obedecen o no a los sistemas estándar. Es el caso por ejemplo del sistema de filtros del telescopio espacial que no es exactamente igual a ningún sistema fotométrico estándar pero sus filtros se asemejan a los del sistema de Johnson.

Una característica muy importante de los sistemas fotométricos es la definición de cuál es exactamente la luz que dejan pasar sus filtros. Cuando hablamos del filtro V por ejemplo en el sistema de Johnson y decimos que solo deja pasar luz con longitudes de onda alrededor de 550 nm con un ancho de banda de 890 nm no significa que toda la luz en ese rango pase con la misma intensidad. En la figura Y se muestra como ilustración el grado de transparencia de cada filtro en algunos sistemas fotométricos comunes. Se puede ver por ejemplo como el filtro 555 del sistema HST/WFPC2 (Telescopio Espacial Hubble/Cámara Planetaria de Campo Amplio) se asemeja en transparencia más o menos con el filtro V.

2.3.3. Brillo bolométrico

¿Qué importancia puede tener cuánta luz nos llega de una estrella a través del filtro R por ejemplo? Como un dato aislado no tiene mucha importancia realmente. Sin embargo cuando se lo compara con el brillo a través del filtro I (Infrarrojo), información importante puede ser obtenida.

En algunos casos, más interesante que saber el brillo de un cuerpo en un determinado filtro puede ser conocer el brillo de un objeto en *todo el espectro electromagnético*.

Al brillo de un cuerpo en todas las longitudes, esto es, a la cantidad de energía que nos llega de un cuerpo astrofísico en cualquier longitud de onda, se la llama el “brillo bolométrico” del cuerpo.

Por ejemplo el brillo bolométrico del Sol es de 1367 W/m^2 . Es decir, si se reuniera toda la energía en forma de luz en todas longitudes de onda proveniente del Sol y que incide sobre 1 metro cuadrado puesto de frente a la luz, entonces podrían encenderse cerca de 100 bombillos! El brillo bolométrico de Sirio es por otro lado $0,0000001 \text{ W/m}^2$.

La medida del brillo bolométrico es una tarea muy difícil. Básicamente no existe ningún instrumento capaz de medir todas las formas de radiación electromagnética de modo que es necesario recurrir a las observaciones hechas por varios instrumentos o utilizar otros artilugios teóricos.

2.3.4. La escala de magnitudes

Las diferencias entre los brillos de distintos cuerpos astrofísicos pueden ser verdaderamente enormes. Por ejemplo el brillo bolométrico del Sol es 10 mil millones de veces más grande que el de Sirio que a su vez es 10 mil millones de veces más grande que el del planeta enano Plutón. El Sol es por tanto 100 trillones de veces más brillante que este último cuerpo.

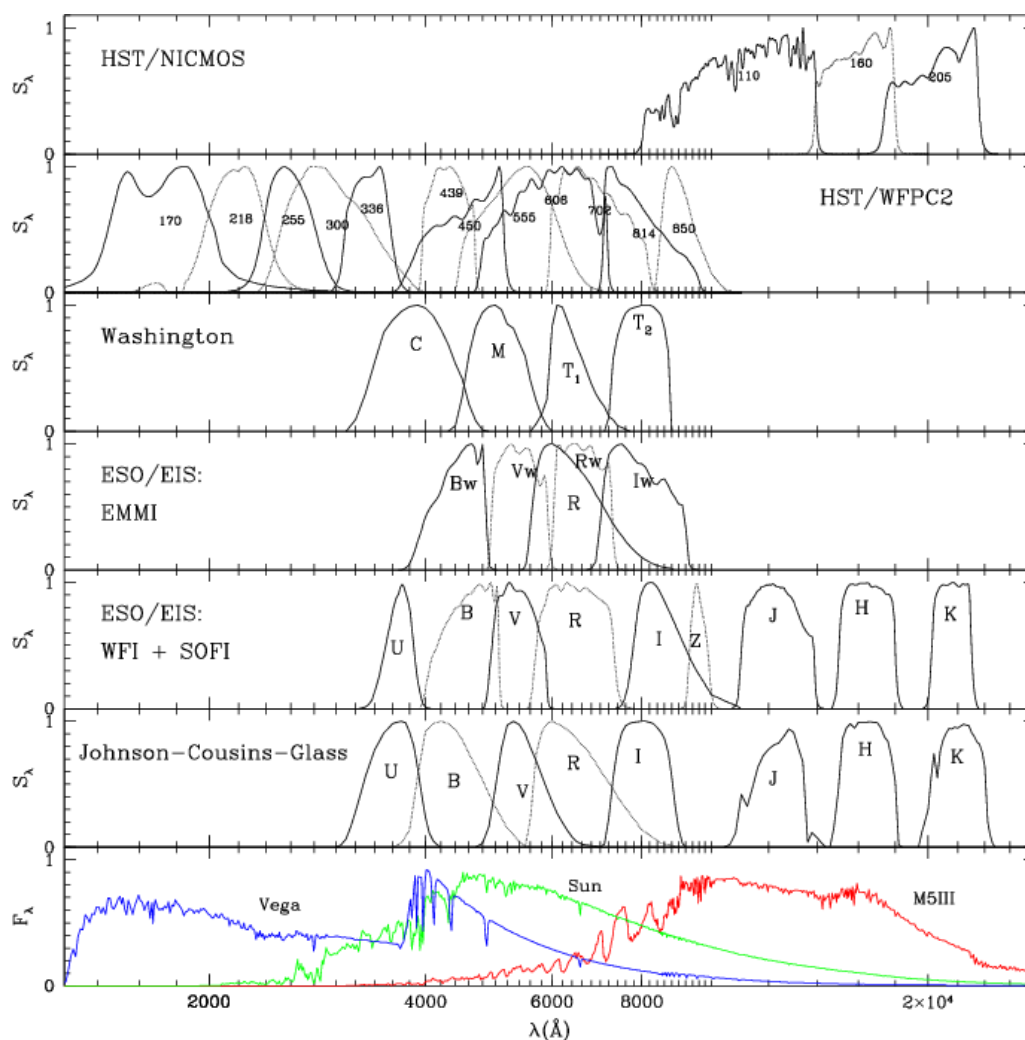


Figura 29. El grado de transparencia de los distintos filtros de los sistemas fotométricos a distintas longitudes de onda. Esta información es utilizada para entender qué tipo de información es capaz de dejar pasar el filtro y cuales filtros se asemejan entre los distintos sistemas fotométricos. En el último panel el espectro de tres estrellas distintas.

En la ciencia cuando una cantidad común puede tener valores tan diferentes (diferencias de muchos múltiplos de 10) es más conveniente definir para medirlo una escala “logarítmica”. La idea de una escala logarítmica no es difícil de entender. Imaginémonos por ejemplo que le asignáramos al Sol en un sistema de unidades cualquiera un brillo de 1 ($=10^0$). Sirio tendrá en ese sistema de unidades un brillo de 10^{-10} y Plutón tendría un brillo de 10^{-20} . Usando una escala logarítmica diríamos que el Sol tiene un “brillo en esa escala” de 0, Sirio tendría -10 y Plutón -20, es decir el exponente del número 10 en las unidades inventadas.

Los números 0, 5, -10, -3 son mucho más sencillos de manipular que las potencias de

10 y allí estriba la ventaja de usar una escala logarítmica. El único cuidado que hay que tener con la escala es que dos “brillos” en esa escala uno de 10 y otro de 5 no corresponderían a un cuerpo uno con un brillo el doble del otro respectivamente. Pequeñas diferencias numéricas (de 10 a 5) corresponden en una escala logarítmica a grandes diferencias de brillo real: en nuestro ejemplo el primer cuerpo sería 100,000 veces más brillante que el segundo.



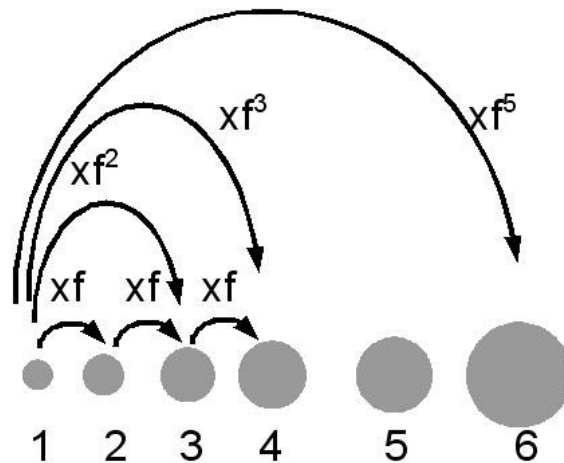
[<http://br.geocities.com/saladefisica9/biografias/hiparco12.jpg>]

Figura 30. Un grabado con una imagen hipotética de Hiparco, creador de la escala de magnitudes estelares.

Curiosamente mucho antes de que los astrónomos siquiera entendieran qué es el brillo, la luz o cualquiera de las cosas que hemos mencionado antes, uno de los astrónomos más grandes de todos los tiempos, Hiparco de Nicea, ya había encontrado una escala logarítmica para medir el brillo de las estrellas.

La escala que se conoce como Escala de Magnitudes, y aunque tiene más de 2,000 años, todavía es utilizada en astronomía y astrofísica.

Originalmente la escala de magnitudes creada por Hiparco se usaba para clasificar el brillo de una estrella en una escala de 6 niveles. En el primer nivel (primera magnitud) ponía Hiparco a las estrellas más brillantes y en el sexto estaban las estrellas más débiles (sexta magnitud). La escala de magnitudes de Hiparco es entonces engañosa porque le da un número pequeño (1) a estrellas con gran brillo y un número grande a estrellas con pequeño brillo. Como sucedería en una carrera atlética: el más rápido tiene el número 1.



$$f^5 = 100$$

$$f = 100^{1/5} = 10^{2/5} = 2.512$$

Figura 31. Explicación de la deducción del factor 2.512 que diferencia el brillo de estrellas de magnitudes vecinas en la escala de magnitudes de Hiparco.

Esta es la primera peculiaridad que debe entenderse del sistema de magnitudes: entre más grande el número menos brillante es el cuerpo. Algunas magnitudes de objetos conocidos son para el Sol $m=-27$, Vega $m=0$ y Plutón de $m=+15$.

Sin saberlo Hiparco estaba definiendo una escala logarítmica de brillos un descubrimiento hecho por Norman Robert Pogson (1829-1891). Pogson descubre que cuando se pasa de una magnitud a la siguiente el brillo se incrementa en un factor aproximadamente igual (llamémoslo f). Así, una estrella de primera magnitud es f veces más brillante que una de segunda. Una de segunda es f veces más brillante que una de tercera. De ese modo una de primera es $f \times f = f^2$ veces más brillante que la de tercera magnitud. Para encontrar el valor del factor f Pogson mide de forma precisa la diferencia de brillo de una estrella de primera y una de quinta magnitud y descubre que el factor es de 100. Como muestra la figura 31 esto implica que el valor de f es de 2.512.

2.3.5. La ley de Pogson

Sabiendo esto resulta entonces relativamente sencillo saber cuál es la “diferencia” de brillo de dos cuerpos astrofísicos si se conocen sus magnitudes. Por ejemplo si una estrella tiene una magnitud de $+0.5$ y otra tiene una magnitud de $+1.5$ entonces la primera será 2.512 veces más brillante que la segunda (porque la diferencia aritmética de magnitudes es exactamente de 1 magnitud.) Si la segunda estrella tiene una magnitud de $+3.5$ entonces la diferencia de brillo con la primera será un factor de $2.512 \times 2.512 \times 2.512 = 2.512^3$ porque la diferencia de magnitudes es de 3.

Este aparentemente sencilla relación se puede cuantificar con la fórmula:

$$\frac{b_2}{b_1} = 2.512^{(m_1 - m_2)} = 10^{(m_1 - m_2)/2.5} \quad (\text{Ec. 4})$$

A esta relación se la llama la ley de Pogson.

Ejemplo 3: a) Si la magnitud de Venus es de -5 y la de Vega es de 0, ¿cómo se comparan los brillos de estos cuerpos? b) Repetir el mismo calculo para Venus y una galaxia con una magnitud de +10.

Sol./

$$a) m_2(\text{Venus}) = -5, m_1(\text{Vega}) = 0.0 : b_2(\text{Venus}) = 10^{[0 - (-5)]/2.5} b_1(\text{Vega}) = 10^2 b_1(\text{Vega})$$

$$b) m_2(\text{galaxia}) = +10, m_1(\text{Venus}) = -5:$$

$$b_2(\text{galaxia}) = 10^{[(-5) - (+10)]/2.5} b_1(\text{Venus}) = 10^{-6} b_1(\text{Venus})$$

Ejercicio 3.1. Una estrella variable sufre cambios de brillo que hacen que su magnitud cambie de magnitud +3.2 a magnitud +1.5. ¿Cuánto varía su brillo?

La figura 32 ilustra gráficamente la ley de Pogson.

Bueno; la ley de Pogson permite encontrar la diferencia de brillo entre dos cuerpos conocidas sus magnitudes. La pregunta ahora es ¿cómo se conocen en primer lugar las magnitudes?

Hiparco usaba un ingenioso instrumento para estimar las magnitudes de las estrellas. Se dice que a una lámina de bronce le practicaba agujeros de distinto diámetro y observaba una vela a través de cada agujero. Cuando quería estimar la magnitud de una estrella comparaba el brillo de la estrella con el de la vela a través de los agujeros y le asignaba la magnitud correspondiente al agujero respectivo.

Hoy los astrónomos aficionados se valen de su experiencia de la observación del cielo y el conocimiento previo de la magnitud de algunos cuerpos de referencia para "estimar" la magnitud de los cuerpos que ven.

Pero en astrofísica es necesario valerse de procedimientos muy precisos. La manera para determinar la magnitud de un cuerpo astrofísico es precisamente valerse de la medida científica de su brillo (usando por ejemplo fotometría CCD) y de una forma modificada de la ley de Pogson.

Si se sabe el logaritmo en base 10 a ambos lados de la ley de Pogson (Ec.4) se obtiene:

$$2.5 \log(b_2/b_1) = (m_1 - m_2)$$

$$m_2 = m_1 - 2.5 \log(b_2/b_1) \quad (\text{Ec. 5})$$

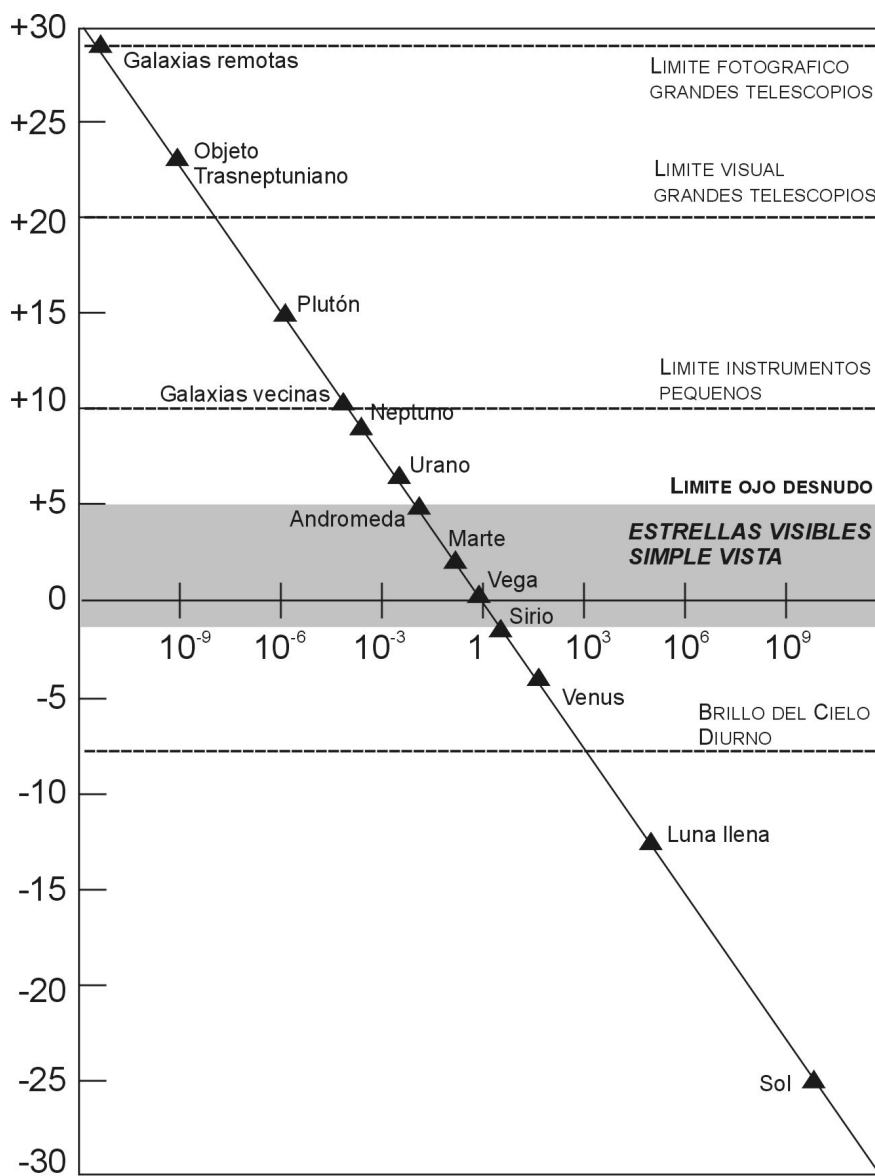


Figura 32. Ilustración gráfica de la ley de Pogson. Si se toma la magnitud de un cuerpo y se lo ubica sobre la línea continua, el valor que se lee en la escala vertical es el factor del brillo respecto a un cuerpo de magnitud 0. Por ejemplo la Luna llena que tiene magnitud 13 tiene un brillo aproximadamente 100,000 veces (10^5) más grande que de una estrella de magnitud 0.

Esta última es la forma más común de la ley de Pogson.

¿Cómo se mide entonces la magnitud? Se escoge un objeto de referencia (objeto 1). Se supone que para ese objeto se conoce la magnitud m_1 . Se mide la diferencia de brillo entre el objeto cuya magnitud es desconocida (objeto 2, m_2) y el objeto conocido. Conociendo b_2/b_1 y m_1 se calcula m_2 usando la ley de Pogson.

Ejemplo 4: Se observa un cometa que es tiene un brillo de una milésima parte del brillo de Vega. Cuál es su magnitud ?

Sol./

$$m_1(\text{Vega}) = 0.0, \quad b_2(\text{Cometa}) / b_1(\text{Vega}) = 10^{-3}$$

$$m_2(\text{Cometa}) = +7.5$$

Ejercicio 4.1. El brillo de un cometa que tiene una magnitud inicial de +13 aumenta en un factor de de 10,000 cuando se aproxima al Sol. Cuál es su magnitud al aproximarse al Sol.

Como sucede con el brillo al hablar de magnitudes, es necesario especificar que tipo de luz se esta registrando. De nuevo hay que recurrir a los sistemas fotométricos para definir exactamente a que tipo de magnitud nos estamos refiriendo en casos específicos.

Normalmente la magnitud en un filtro específico se la denota con la letra minúscula m y el símbolo del filtro como un subíndice m_U, m_V, m_I , etc. Más común en astrofísica es usar simplemente el nombre del filtro para referirse a la magnitud de un cuerpo en ese filtro. Así la magnitud U es la magnitud en el filtro U , m_U , que presenta el cuerpo.

La magnitud más común usada para describir a muchos cuerpos en astrofísica es la magnitud en el filtro V , m_V . En astronomía se la llama la "magnitud aparente" del cuerpo.

Si se hace una medida bolométrica del brillo obtenemos entonces la magnitud bolométrica m_{bol} del cuerpo.

2.3.6. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. Discuta por qué la escala de magnitudes es mejor para cuantificar el brillo de los cuerpos.
2. ¿Qué es el brillo bolométrico?
3. De dónde proviene el factor 2.5 que aparece en el exponente de la Ecuación 4.
4. Usando la figura 32 calcule la "diferencia" entre el brillo de un objeto apenas visible a simple vista (límite ojo desnudo) y el brillo de la Luna llena.
5. Si una estrella es rojiza como se comparan las magnitudes m_B con m_R . ¿Cuál es mayor, cuál es menor?

Consultas

6. Consulte los detalles de funcionamiento del instrumento o el método utilizado por Hiparco para medir la magnitud de las estrellas.
7. Consulte la biografía de Robert Pogson.

Capítulo 2.4. Distancia y Luminosidad

¿Puede el brillo de un cuerpo astrofísico brindarnos información completa sobre sus características físicas inherentes (tamaño, potencia, etc.)? ¿son los objetos más brillantes también los más potentes?

Creo que todos estaremos de acuerdo en decir que la respuesta es un rotundo no. La razón fundamental de esta negativa es la distancia. Dos cuerpos pueden parecer tener un brillo muy distinto pero debido a que están situados a distancias muy diversas de nosotros: un cuerpo muy poderoso situado a una distancia enorme podría tener un brillo miserable al compararlo con un cuerpo mucho más pequeño pero situado a una distancia mucho menor.

2.4.1. Las distancias en astrofísica

El problema de la determinación de las distancias a los cuerpos astrofísicos es uno de los problemas más fundamentales y a la vez de los más complicados que enfrenta esta disciplina. Todos los cuerpos que vemos en el cielo parecen estar situados a la misma distancia. No percibimos ninguna sensación de perspectiva en Astronomía. Esa es fundamentalmente la razón por la que se habla de una “esfera celeste” que no es más que el reflejo de la sensación que nos da contemplar el cielo y ver un montón de cuerpos adheridos a una superficie oscura muy grande.

Los métodos usados en astronomía y astrofísica para determinar la distancia a la que se encuentran los cuerpos astrofísicos dependen fundamentalmente del tipo de cuerpos que estemos estudiando y del rango de distancia en el que se encuentran. No es lo mismo encontrar la distancia a un cuerpo como la Luna situado a una distancia pequeña que la distancia a una estrella que además de ser muy distinta a esta primera esta situada a una distancia increíblemente superior.

Describiremos aquí algunos de los métodos utilizados por la astronomía y la astrofísica para conseguir este increíble propósito.

Métodos de Eco

Uno de los métodos más sencillo para determinar la distancia a objetos físicos muy alejados es el de enviar una señal (sonido o luz) que viajando a gran velocidad vaya hasta el objeto en cuestión y regrese después. La medida del tiempo de ida más el de vuelta sumado al conocimiento de la rapidez de la señal permite sin problemas determinar la distancia al cuerpo.

El caso más reconocido del uso de “ecos” para medir una distancia astronómicas es el utilizado en el caso de la Luna. Las misiones Estadounidenses y Soviéticas que llevaron sondas tripuladas y no tripuladas a la Luna, instalaron en ellas arreglos de espejos que apuntan directamente a la Tierra. Enviando de forma muy precisa pulsos de luz intensos a los lugares donde están localizados esos arreglos es posible

contabilizar cuánto tiempo tarda la luz en ir y venir y determinar así la distancia muy precisa a nuestro satélite.



[http://physics.ucsd.edu/~tmurphy/apollo/moon_annotate.jpg]

[http://www.anthonares.net/laser_apollo_llre.jpg]

Figura 33. A la izquierda la ubicación en la Luna de los puntos de alunizaje de las misiones americana Apolo (A11, A15, etc.) y rusas Lunik (L17, L22). A la derecha uno de los sistemas de espejos colocados por las misiones Apolo para las medidas precisas de la distancia usando ecos de luz visible. Los espejos están directamente dirigidos hacia la Tierra.

Lo que poco se cuenta: Distancia a la Luna medida con Láser

Las medidas son hechas usando pulsos de luz láser. Para alcanzar a llegar a la Luna los pulso son muy breves y deben alcanzar en los momentos de mayor poder una potencia de 1 giga vatio. Al viajar hasta la Luna el haz láser que en el lugar de emisión tiene unos milímetros de ancho llega a su destino convertido en un haz de hasta 2 km de ancho. De regreso a la Tierra el haz se puede haber expandido tanto como unos 15 km (el tamaño de una ciudad!) De la energía emitida se recupera tan solo una mil millonésima parte lo que es suficiente para hacer la medida.

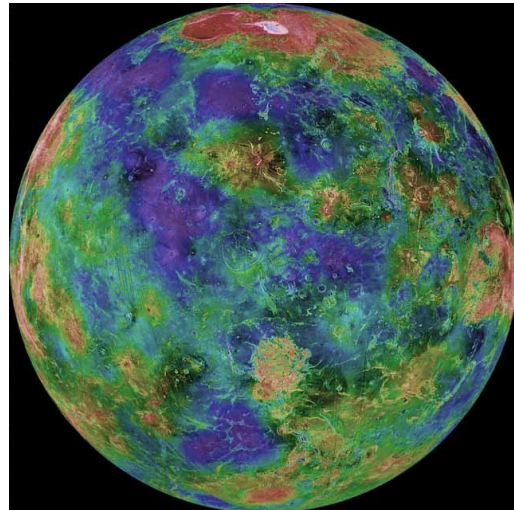
El método de los ecos de luz nos ha permitido determinar la distancia media a la Luna en 384,402 km (valor redondeado a kilómetros) con errores del orden de los centímetros. Una precisión de un par de centímetros para un cuerpo situado a una distancia de decenas de millones de centímetros es un logro espectacular.

Otro de los métodos de eco usados para determinar la distancia a cuerpos astronómicos se vale de ondas de radio, de la misma manera que lo hace el sistema de radar. La idea es la misma: una poderosa señal de radio es producida por un enorme radiotelescopio (funcionando como fuente en lugar de receptor) en la

dirección del cuerpo cuya distancia se quiere determinar. Se mide el tiempo que tarda la señal en viajar de ida y vuelta y de allí se deduce la distancia.



CREDIT: A. Hollouay, University of Manchester
[http://www.nro.nao.ac.jp/~kotaro/RTs/Images/jodrell_bank.gif]



[<http://www.cv.nrao.edu/course/astr534/images/venusradar.jpg>]

Figura 34. La primera medida usando el método de ecos de radar fue realizada por el gran radiotelescopio de 76 metros en Jodrell Bank. Más adelante combinando información de ecos de radar hechos con el poderoso radiotelescopio de Arecibo y la sonda espacial Magallanes se construyó un mapa detallado de la topografía del planeta Venus.

El método fue por primera vez utilizado en 1961 para medir la distancia al planeta Venus. La señal fue producida por uno de los más grandes radiotelescopios del mundo, el radiotelescopio en Jodrell Bank. La señal tomó cerca de 4 minutos en ir y venir al planeta, y la medida produjo la primera determinación precisa de la posición de un cuerpo en el espacio interplanetario.

Llevado a un extremo, el método de los ecos de radar ha sido utilizado no solo para conocer la distancia con gran exactitud de cuerpos en el sistema solar. También el método ha sido utilizado para conocer la forma de la superficie de algunos asteroides o la topografía del planeta Venus.

La medida de distancias precisas en el sistema solar como aquella hecha con los ecos de luz y ondas de radio ha permitido establecer de forma precisa el tamaño del sistema solar. En particular la distancia de la Tierra al Sol que se usa en astrofísica como una referencia para otras distancias y que se conoce comúnmente como Unidad Astronómica ha sido determinada igual a 149'597,870 km. Naturalmente no se recibió un eco de radar del Sol. Esta distancia ha sido determinada por medios indirectos a través de la medida con ecos de la distancia a Venus.

Como debe entenderse de lo anterior el método de los ecos solo puede utilizarse para medir la distancia a cuerpos relativamente cercanos, dentro del sistema solar. Para cuerpos a distancias mayores a algunas unidades astronómicas la señal de retorno sería tan débil que ni los instrumentos más precisos la percibirían al llegar a la Tierra perdiendo así la capacidad para determinar la distancia del recorrido.

Paralaje trigonométrico



[<http://www.computing.edu.au/~bvk/astrometry/HET603/atlas/images/results5.jpg>]

Figura 35. Los efectos aparentes del paralaje. El poste es observado desde dos lugares distintos de la acera.

¿Cómo distingue nuestro cerebro lo que está cerca de lo que está lejos? Existen básicamente 2 mecanismos. El primero (no necesariamente el más certero) se basa en nuestro conocimiento del tamaño de las cosas. Si vemos un árbol de pino mucho más pequeño que una bicicleta nuestro experimentado cerebro tenderá a pensar que el árbol está mucho más lejos que la bicicleta. Este mecanismo es inútil en la Astrofísica en tanto el tamaño real de muchos cuerpos o bien lo desconocemos o simplemente no se percibe porque su extensión aparente es mucho menor que nuestra capacidad para resolverlo, en cuyo caso lo veremos como un punto. Este es precisamente el caso de las estrellas.

El otro método que usa el cerebro se basa en un fenómeno elemental. Puestos en distintos lugares de la cara los dos ojos ven “perspectivas” distintas del mismo paisaje que está delante de ellos. Como muestra la figura X si la posición de un observador se modifica respecto a su entorno entonces el lugar relativo de las cosas que ve frente a él puede cambiar (en este caso al cambiar de posición el edificio parece alejarse de la lámpara). A este fenómeno se lo denomina paralaje.

El paralaje puede ser utilizado para medir la distancia a un determinado cuerpo. En el ejemplo de la figura 35 por ejemplo, el grado de alejamiento de la lámpara respecto al edificio puede permitirnos estimar su distancia al observador e indicar por ejemplo que se encuentra más lejos que la banca que cambia más de posición respecto al edificio.

¿Podemos utilizar el mismo principio en astrofísica?. En principio es posible aunque la distancia a la que tendrían que estar los ojos debería ser enorme para notar los cambios de perspectiva en el panorama estelar en el cielo. Determinemos cuánto deberíamos desplazarnos para poder notar esos cambios de perspectiva.

La relación entre la distancia (d), el ángulo en el que cambia la posición del objeto cuya distancia se quiere determinar (π) y el desplazamiento del observador (B) está dado por:

$$\tan \pi = \frac{B}{d} \quad (\text{Ec. 6})$$

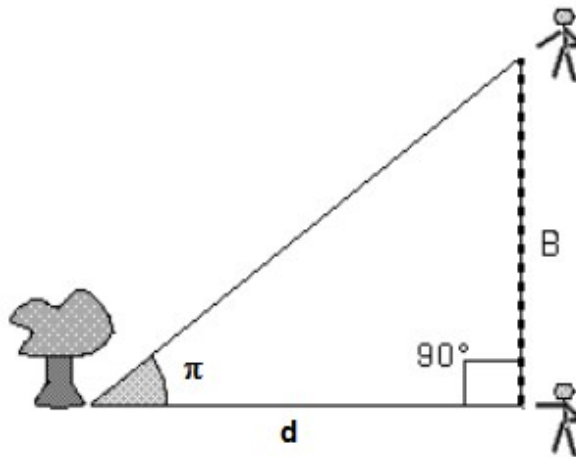


Figura 36. La línea visual dirigida a un objeto dado desde dos lugares distintos cambia en un ángulo π conocido como el ángulo paraláctico.

Como puede confirmarse de la anterior fórmula entre mayor es la distancia al cuerpo, más pequeño es el valor del ángulo paraláctico y más difícil resulta notar el cambio de perspectiva. Este hecho puede aliviarse sin embargo si se aumenta mucho la distancia entre los dos puntos de observación B.

Si pusiéramos por ejemplo un límite para el ángulo paraláctico más pequeño que podemos medir sería posible determinar la distancia más grande a la que podríamos percibir todavía el efecto de perspectiva.

Ejemplo 5: Si el máximo paralaje medible por un instrumento fuera de 1 arcmin, Cuál debería ser la separación mínima entre los puntos de observación si el objeto está situado a una distancia de: a) 1 km, b) 1,000 km, c) 50 millones de kilómetros.

Sol./

a) $d = 1 \text{ km}$, $B = 30 \text{ cm}$

b) $d = 1,000 \text{ km}$, $B = 100 \text{ m}$

c) $d = 50'000,000$ km, $B = 15000$ km!! (Diámetro de la Tierra)

Ejercicio 5.1. Cuál es el paralaje de un árbol situado a 1 kilómetro de distancia cuando se lo observa con un ojo y con el otro ($B = 15$ cm)

Esto último indicaría que si nos colocáramos en extremos opuestos de la Tierra midiendo un ángulo paraláctico de 1 arcmin podríamos percibir el efecto de perspectiva en objetos situados hasta unos 50 millones de kilómetros, es decir la Luna y muchos asteroides cercanos podrían verse en posiciones distintas al observarse desde las antípodas. Si mejoramos sin embargo nuestra capacidad para medir el ángulo paraláctico a por ejemplo 1 arcsec, la distancia a la que veríamos un cambio de posición al ir de un polo a otro se multiplicaría casi por 60, es decir 3,000 millones de kilómetros: prácticamente todo el Sistema Solar.

Paralaje en el Sistema Solar

Precisamente la observación de fenómenos asociados con cuerpos del sistema solar desde distintas locaciones en el planeta ha permitido la determinación de la distancia a esos objetos. Es muy popular por ejemplo el caso de las medidas del paralaje de Venus en su paso por delante del Sol en unos raros eventos que se conocen como tránsitos de Venus. Observando el evento desde distintos lugares en el planeta, el tránsito ocurre por distintos lugares del disco solar y la medida de la diferencia provee de una medida certera del paralaje de Venus y por lo mismo de su distancia.

Paralaje Estelar

¿cuál es la mayor distancia que podría separar a dos observadores humanos para hacer una medida de paralaje? La respuesta es contundente: si se hace una medida de la posición de un cuerpo astronómico en una época del año y después se repite 6 meses después la separación entre las dos observaciones será igual al diámetro de la órbita de la Tierra, es decir unos 300 millones de kilómetros (2 UA) lo que parece una distancia B apreciable para propósitos astronómicos.

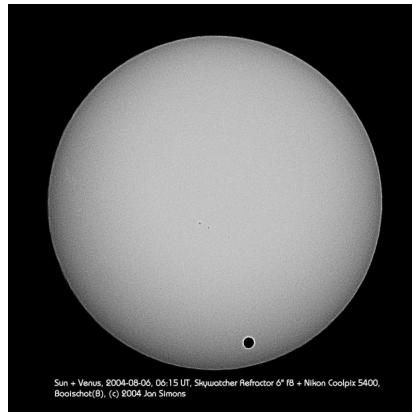
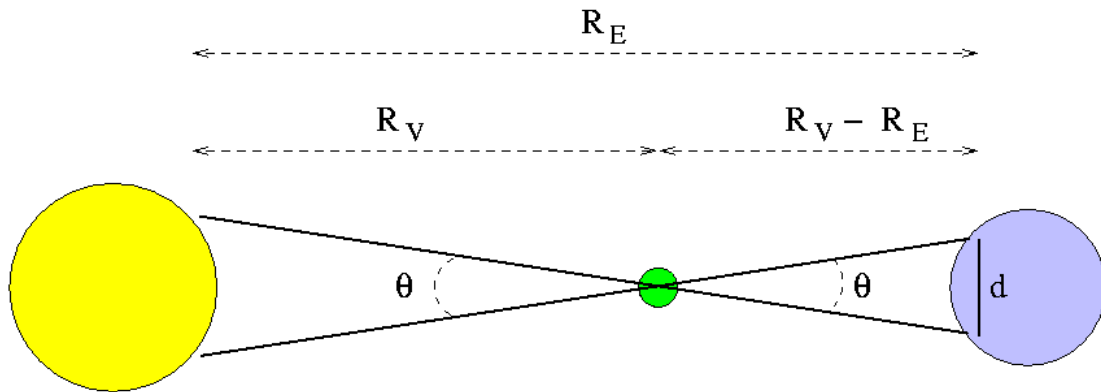
¿Si usáramos observaciones separadas por 6 meses de diferencia y solo pudiéramos percibir un ángulo paraláctico de 1 arcsec, cuál sería la distancia máxima a la que percibiríamos el efecto de perspectiva? En este caso el ángulo paraláctico es tan pequeño que podemos escribir la fórmula de manera aproximada como:

$$d \approx \frac{B}{\pi} \quad (\text{Ec. 7})$$

Usando $B = 1$ UA y $p = 1$ arcsec = 0,00000485 rad se obtiene $d = 206,264$ UA. Esta es una distancia enorme si se tiene en cuenta que el 99% del sistema solar se extiende a no más de unas 300 UA.

Existe una casualidad increíble con este número: convertido a kilómetros $206,264$ UA = 3.08×10^{13} km que es tan solo 3,1626 veces más grande que un año luz. Este último número será muy importante para definir un importante patrón de distancias

en astrofísica.



[http://www.eurielec.etsit.upm.es/~bisho/blog_files/venus_grande.jpg]

Figura 37. El método del paralaje es usado para calcular la distancia a Venus y el Sol usando los tránsitos de Venus sobre el disco solar. Abajo una fotografía real de un tránsito de Venus reciente.

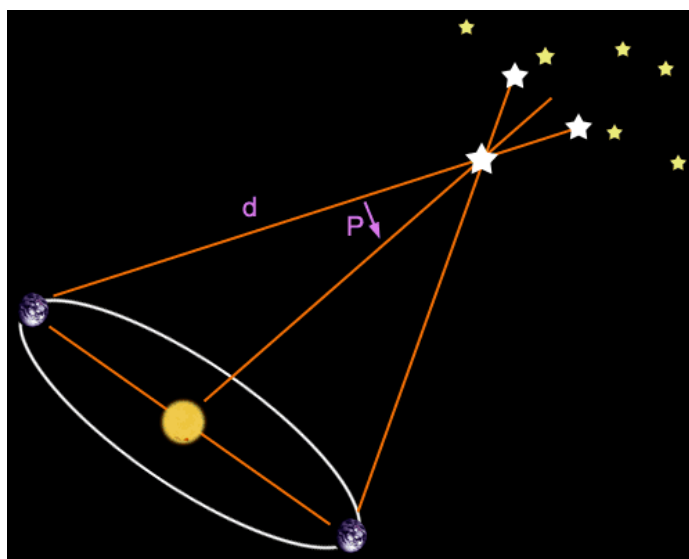
PARSEC (pc):

Distancia a la que está un objeto cuando observado desde puntos separados por 1 UA observan un paralaje de 1 arcsec

$$1 \text{ pc} = 206,000 \text{ UA} = 3.1 \times 10^{13} \text{ km} = 206,000 \text{ UA} = \mathbf{3.26 \text{ a.l.}}$$

Una última simplificación puede hacerse a la fórmula del paralaje si se introduce el patrón definido por el parsec.

$$d = \frac{1 \text{ pc}}{\pi (\text{arcsec})} \quad (\text{Ec. 8})$$



[<http://www.avalon.net/~bstuder/images/parallax.gif>]

Figura 38. Ilustración del fenómeno de paralaje estelar.

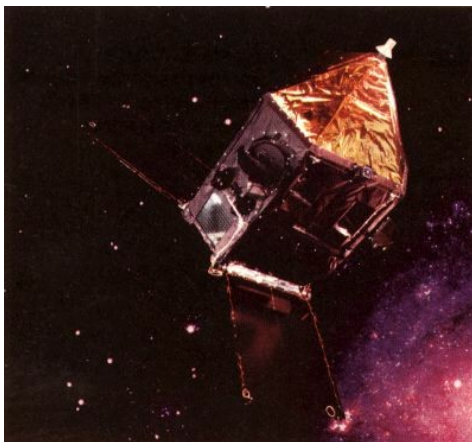
Que se lee “la distancia a un cuerpo en astrofísica es igual a 1 parsec dividido por su ángulo paraláctico expresado en segundos de arco”.

Con estos antecedentes podemos finalmente concluir cómo es que se mide la distancia a objetos tan remotos como las estrellas. Primero se debe registrar con precisión la posición del objeto que se está estudiando en relación con la de las estrellas y otros objetos remotos que lo rodeen en el cielo y durante un período completo de un año. De estar lo suficientemente cerca, el cuerpo parecerá imitar en el cielo y respecto a sus vecinos una trayectoria casi circular. Midiendo el radio de ese “círculo” paraláctico se determina el valor del ángulo π . Con ese valor finalmente se determina la distancia al objeto.

Todo parece sencillo hasta que se lo intenta. Dos son los problemas inmediatos que aparecen. El primero es que la medida de ángulos paralácticos muy pequeños es muy complicada. Es necesario realizar registros fotográficos de gran precisión para obtener valores confiables de esa cantidad. En observatorios en Tierra el límite del ángulo paraláctico más pequeño que puede ser medido es de alrededor de 0,01 arcsec. En el espacio el valor puede reducirse hasta menos de 0,001 arcsec = 1 mas (mas es la abreviatura de “milliarcsecond” o “mili segundo de arco” en español). Debido a este problema existe una distancia máxima a partir de la cuál ya no podría percibirse el efecto de perspectiva. Con los instrumentos en Tierra ese límite máximo sería $d_{\max} = 1 \text{ pc} / 0,01 = 100 \text{ pc}$. Con instrumentos en el espacio el límite podría aumentar hasta $d_{\max} = 500 \text{ pc}$.

El segundo inconveniente es que el fondo que se usa como referencia también puede desplazarse dependiendo de la distancia a la que estén los cuerpos que forman ese fondo. Si por ejemplo observáramos el movimiento de una estrella en un grupo

estelar (cúmulo de estrellas) la medida sería infructuosa en tanto todas las estrellas del grupo se moverían al unísono al cambiar de punto de observación. Las técnicas más modernas de medida del paralaje se valen de fuentes de luz o de radio mucho más allá de los confines de la galaxia o de métodos estadísticos para estimar pequeñísimos ángulos paralácticos.



[<http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/thumb/8/8c/Hipparcos.jpg/250px-Hipparcos.jpg>]

Figura 39. Una representación artística de la sonda HIPPARCOS.

Las más recientes medidas precisas de paralajes estelares las hizo el satélite HIPPARCOS (que es la sigla para *High Precision Parallax Collecting Satellite*). El satélite registro durante varios años la posición exacta de un par de millones de estrellas y pudo determinar con precisión su paralaje entre otros parámetros. Los datos de distancia y demás derivados de los estudios del satélite HIPPARCOS son de los más precisos de todos los tiempos.

El método del paralaje es suficientemente poderoso para determinar la distancia a estrellas en las vecindades del Sol. Más allá de unos miles de años luz (una fracción pequeña de la Galaxia) ni siquiera el movimiento de un extremo al otro de la órbita de la Tierra produce el movimiento aparente de la imagen de los cuerpos.

Para distancias mayores a unos 500 pc entonces debemos valernos de otros métodos.

2.4.2. Luminosidad

Si se conoce ahora el brillo de un cuerpo astrofísico y su distancia es posible comenzar a derivar alguna información sobre sus propiedades intrínsecas. La primera de esas propiedades es la potencia intrínseca o luminosidad.

Se define la Luminosidad (L) de un cuerpo astrofísico como la cantidad total de energía en forma de luz en todas las longitudes de onda (bolométrica) que emite un cuerpo astrofísico en una cantidad unitaria de tiempo (1 segundo por ejemplo). La luminosidad de algunos cuerpos astrofísicos conocidos es $L(\text{Sol}) = 4 \times 10^{26} \text{ W}$, $L(\text{sirio}) = 10^{28} \text{ W}$.

Si el cuerpo emite luz en todas las direcciones de la misma manera (emisión isotrópica) la luminosidad, la distancia y el brillo del cuerpo pueden relacionarse de forma sencilla a través de la expresión:

$$b = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (\text{Ec. 9})$$

La razón de esta fórmula es sencilla. Siendo el brillo la cantidad de luminosidad que cae en una cantidad unitaria de área, el brillo que pasa por una esfera de radio d (distancia) será entonces la cantidad de luminosidad total (igual a la emitida) dividido por el número de unidades de área sobre la esfera (área de la esfera).

De la anterior relación se deduce la expresión que nos permitiría encontrar la luminosidad o el poder intrínseco de una fuente conociendo su brillo y distancia:

$$L = 4\pi d^2 b \quad (\text{Ec. 10})$$

Ejemplo 6: El brillo de sirio es $b(\text{sirio}) = 10^{-7} \text{ W/m}^2$ y su paralaje $\pi(\text{sirio}) = 0.379 \text{ arcsec}$ (ver tabla de estrellas brillantes en el apéndice E), calcular la luminosidad de la estrella.

Sol./

$$d = 1 \text{ pc} / 0.379 = 2.64 \text{ pc} = 8.61 \text{ a.l.} = 8.61 \times (9.46 \times 10^{12}) \times 10^3 = 8.1 \times 10^{16} \text{ m}$$

$$L(\text{Sirio}) = 4\pi d^2 b = 8.2 \times 10^{27} \text{ W} = 21 L(\text{Sol})$$

Ejercicio 6.1. Usando los datos de la tabla de estrellas brillante del apéndice E verifique el valor de la luminosidad allí contenida para las estrellas: a) Betelgeuse, b) Deneb, c) Spica.

2.4.3. Magnitud absoluta

Como sucede con el brillo, el uso de una escala física normal para medir la luminosidad de los cuerpos astrofísicos no es práctica y es incómoda. Por esa razón se utiliza aquí la misma estrategia que se usó en ese caso de definir una escala logarítmica que permita cuantificar con números pequeños el valor de la luminosidad.

Siendo la escala de magnitudes de Hiparco una escala bien conocida por todos en astronomía y astrofísica, la elección más práctica de una escala logarítmica para la luminosidad sería la de esa misma escala. Pero ¿cómo puede utilizarse en este caso si la escala de magnitudes fue creada al comparar los brillos de los cuerpos astrofísicos? Una extrapolación elemental permitiría escribir la ley de Pogson en el caso de la magnitud absoluta (la luminosidad en escala logarítmica) y la luminosidad:

$$M_2 = M_1 - 2.5 \log(L_2/L_1) \quad (\text{Ec. 11})$$

La única diferencia en este caso es que en lugar de comparar los brillos estamos comparando luminosidades.

Surge sin embargo un inconveniente: ¿cómo asignarle un valor de magnitud absoluta a la primera estrella que se use para determinar la magnitud absoluta de todas las demás?

La solución a este cuestión depende del tipo de objeto que se esta estudiando. En el caso por ejemplo del Sistema Solar y para ser precisos en el caso de los cometas por ejemplo, se define la magnitud absoluta de un cometa como su magnitud aparente cuando la distancia a la Tierra es de exactamente 1 UA.

En el caso de las estrellas la magnitud absoluta de una estrella se toma arbitrariamente como igual a la que tendría si estuviera ubicada a una distancia de 10 pc de nosotros en lugar de la distancia d a la que esta realmente.

Notese que esta definición de magnitud absoluta implicaría que si una estrella tiene una magnitud aparente m y esta situada a una distancia menor de 10 pc entonces su magnitud absoluta será mayor que m (puesto que si la corremos a una distancia mayor su brillo disminuiría y por lo tanto su magnitud aumentaría). Y al contrario si la estrella esta a una distancia mayor de 10 pc su magnitud absoluta será entonces menor.

La elección de los 10 pc es completamente arbitraria y no debe producir ninguna confusión.

¿Cuál es entonces las magnitud absoluta por ejemplo del Sol? ¿qué magnitud tendría el Sol si en lugar de estar situado a 1 UA estuviera a 2'060,000 UA (=10 pc)? Podemos calcular esa magnitud si usamos la ley de Pogson haciendo m_1 : magnitud aparente del Sol, b_1 : brillo actual del Sol ($=L/4\pi d^2$), m_2 : magnitud absoluta y b_2 : brillo del Sol si estuviera a 10 pc ($=L/4\pi 10^2$). Al reemplazar se obtiene:

$$M = m - 5 \log(d/10) \quad (\text{Ec. 12})$$

En esta fórmula la distancia d debe reemplazarse por su valor en parsecs. En el caso del Sol: $M_{\text{sol}} = +4.76$.

Ejemplo 7: Calcular la magnitud absoluta de la estrella Betelgeuse ($m = +0.45$, $\pi = 0.0076$ arcsec)

Sol./

$$d = 131 \text{ pc}$$

$$M = +0.45 - 5 \log(131/10) = -5.14$$

Ejercicio 7.1. Calcular la magnitud absoluta del Sol usando lo que sabemos sobre su brillo (constante solar) y distancia.

Curiosidad: Si Betelgeuse y el Sol estuvieran a la misma distancia (10 pc), Betelgeuse sería tan brillante como Venus y el Sol apenas se vería!

En la figura 40 se ha elaborado un diagrama similar al de la figura 32 pero aplicado al

caso de la relación entre la magnitud absoluta y la luminosidad. En esa misma figura puede apreciarse el valor tipo de magnitud absoluta para algunos cuerpos astrofísicos de interés.

Volviendo sobre el asunto inicial, la magnitud absoluta es entonces la manera de cuantificar la luminosidad usando una escala logarítmica. La relación entre estas dos cantidades que se deriva de la ley de Pogson puede invertirse para ofrecernos una manera de determinar la luminosidad de un cuerpo si es conocida la magnitud absoluta. La fórmula es idéntica a aquella que usamos para determinar el brillo de un cuerpo astrofísico conocida su magnitud aparente:

$$\boxed{\frac{L_2}{L_1} = 10^{(M_1 - M_2)/2.5}} \quad (\text{Ec. 13})$$

Ejemplo 8: La magnitud absoluta de Deneb es aproximadamente -9 mientras que la del Sol es aproximadamente +5. ¿Cómo se comparan sus luminosidades?

Sol./

$$M_V(\text{Deneb}) = -9, \quad M_V(\text{Sol}) = +5, \quad L_V(\text{Deneb}) / L_V(\text{Sol}) = 4 \times 10^5$$

Ejercicio 8.1. Repetir el ejemplo anterior para el Sol y la estrella Betelgeuse.

2.4.4. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. ¿Por qué si nuestros ojos no pueden percibir el efecto del paralaje más allá de unos metros por su corta separación, podemos saber que un árbol está más cerca que unos edificios muy lejanos?
2. Discuta por qué no sería posible medir la distancia a otra galaxia usando el método del paralaje.
3. ¿Cuánto tiempo tarda la luz de un láser en ir y venir a la Luna?
4. Calcular a cuántos años luz equivale 1 parsec.
5. ¿Cuál sería el brillo de una explosión de supernova si ocurriera a 1,000 pc de distancia?

Consultas

6. Investigue la magnitud absoluta y la magnitud aparente de 10 estrellas situadas a menos de 10 parsecs del sistema solar. ¿qué regularidades puede observar?

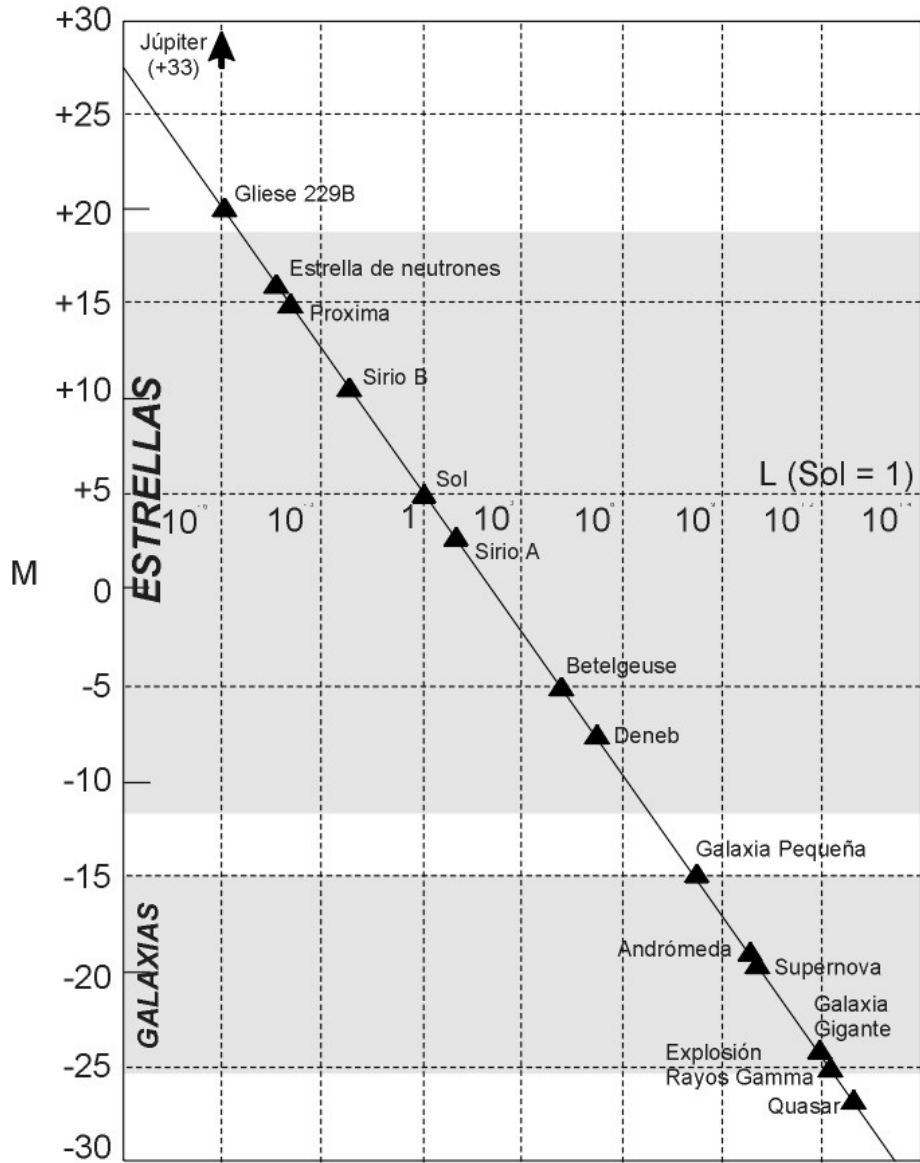


Figura 40. Ilustración gráfica de la relación entre la magnitud absoluta y la Luminosidad de los objetos astrofísicos. El diagrama funciona de manera similar al diagram de la figura 32 .

Capítulo 2.5. El Color de los Cuerpos Astrofísicos

La casi totalidad de los sistemas astrofísicos emiten muchos tipos de luz. En la porción visible del espectro las diferencias entre la luz emitida en unas longitudes de onda respecto a otras determina el color con el que el cuerpo aparecerá al ser fotografiado u observado.

Si bien el color de los cuerpos parecería ser una característica puramente estética, en astrofísica es una propiedad más que puede contarnos secretos increíbles sobre los objetos que observamos.

El color que nuestro cerebro asigna a un cuerpo es sin embargo el resultado de una compleja interacción entre nuestro sistema de percepción de la luz (la retina), el cerebro, que procesa las señales producidas por ese órgano, y nuestro entrenamiento y educación. No parece entonces una propiedad sencilla de cuantificar. Debemos entonces clarificar desde ya que la idea de “color” que se utiliza para denotar las propiedades que describiremos a continuación distan mucho en algunos puntos de las ideas convencionales sobre el color e incluso las que existen en otras áreas sobre este mismo concepto.

Como lo hemos venido haciendo y haremos a lo largo de este texto, concentrémonos en particular en el problema de definir, cuantificar y relacionar el color de las estrellas con otras de sus propiedades físicas.

Preguntémonos entonces: ¿qué es lo que determina el color de las estrellas?

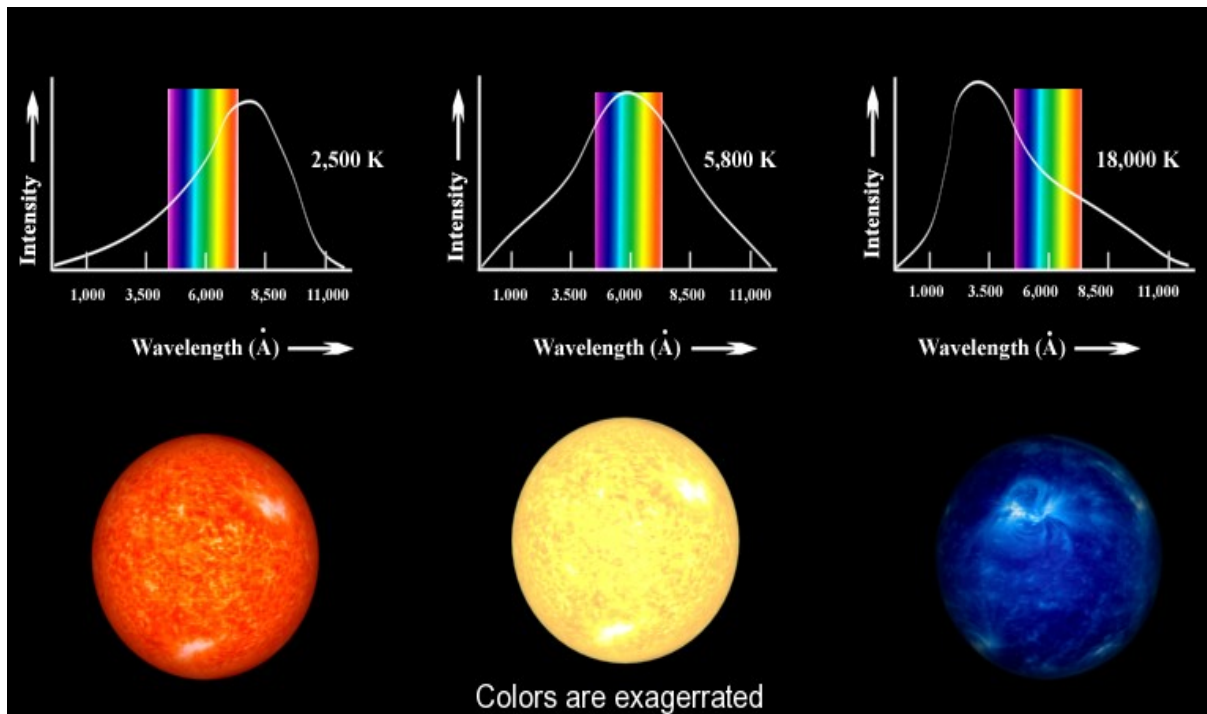
Las estrellas son inmensas esferas de plasma muy caliente (gas donde los átomos han perdido algunos o todos los electrones). Alrededor de la región desde la que la mayor parte de la luz de la estrella es emitida (la fotosfera) la temperatura del plasma es aproximadamente constante. Se dice que allí la materia está en equilibrio térmico local. Adicionalmente los procesos en el plasma permiten que se emitan en un continuo todas las longitudes de onda del espectro electromagnético. Se dice que las estrellas producen un espectro continuo de radiación.

Bajo esas condiciones es de esperarse que la luz emitida por la estrella tenga las propiedades de otros cuerpos que emitiendo un continuo están también en equilibrio térmico. Es el caso por ejemplo del filamento en una bombilla o el metal caliente en una fundición. La luz emitida por este tipo de cuerpos obedece el que se conoce como el “Espectro de Planck” (ver apéndice).

Una propiedad importante tiene este tipo de espectro: la longitud de onda en la que el cuerpo emite la mayor cantidad de luz está en proporción inversa con su temperatura: a mayor temperatura menor es la longitud de onda.

Este es el hecho básico que determina el color con el que aparecerán las estrellas. Las estrellas con altas temperaturas en la fotosfera tendrán un espectro con un

contenido alto de luz de longitud de onda corta. Esto implicará que en la región visible del espectro electromagnético la estrella emitirá más luz azul que luz roja y por la misma razón percibiremos la estrella con una tonalidad azul. Al contrario las estrellas con una baja temperatura superficial tendrán emisiones importantes en longitudes de onda más largas lo que implica que parecerán más rojas. En el intermedio entre ambos extremos encontramos estrellas amarillas, naranjas y verdes.



[<http://www.astro.washington.edu/larson/Astro101/LecturesFraknoi/graphics/blackbody.jpg>]

Figura 41. El origen del color de las estrellas reside en la diferente intensidad de la luz en distintas partes del espectro visible. Una estrella roja (izquierda) tiene un espectro que hace que la componente roja sea más intensa que la azul. Una estrella amarilla como el Sol tiene una distribución de intensidades en el espectro visible más o menos equilibrada. Lo contrario a la estrella roja sucede con la estrella azul (derecha)

El color de las estrellas está entonces directamente vinculado con su temperatura fotosférica de una manera que se opone a nuestro sentido común: rojo es frío y azul es caliente.

Observamos entonces que de ser posible cuantificar y medir el color podríamos acercarnos a la determinación de una propiedad física intrínseca de las estrellas, esto es su temperatura fotosférica. Pero volviendo al principio ¿cómo podríamos cuantificar el color? ¿cómo hacerlo de manera que sea posible medirlo con relativa facilidad y usarlo directamente para obtener información sobre la temperatura fotosférica?

2.5.1. Índice de Color

Una posible idea para cuantificar el color podría ser la medida del espectro completo de la estrella (determinación del brillo de la estrella en cada longitud de onda). Al fin al cabo es el espectro mismo el que determina porque la estrella aparece de un color y no de otro. Este procedimiento es sin embargo demasiado elaborado e implica la realización de medidas relativamente complejas.

Hay una alternativa mucho más simple y que se basa precisamente en la manera como entendemos se produce la diferente sensación de color: comparar la cantidad de luz que llega en un extremo de la banda visible con la cantidad de luz que llega en el otro extremo. La comparación del brillo en distintas bandas da pie a la definición de una nueva propiedad física que llamaremos Índices de color.

El Índice de color es la resta de las magnitudes de un cuerpo astrofísico obtenidas en un filtro y en otro consecutivo de mayor longitud de onda, ejemplo B-V, U-B, etc.

Nótese que al tratarse de una diferencia de magnitudes el índice de color se traduce en una "proporción" entre brillos. Así un índice de color de +1 implica que el brillo en la primera banda es 2.512 veces menos intenso que en la segunda, uno de +2 implica una proporción entre los brillos de 2.512x2.512 y así sucesivamente.

El signo y tamaño del índice será un indicio de que lado se encuentra la máxima emisión en el espectro del cuerpo. Así por ejemplo si el índice de color B-V (el más utilizado en astrofísica) es positivo esto implicará que la magnitud del objeto en el azul es mayor y por lo tanto que su brillo en esta banda es menor. La estrella deberá entonces tener una tendencia hacia el rojo. Al contrario si el índice B-V es pequeño o negativo esto será indicativo del hecho que el brillo en el azul es mayor que en otras longitudes de onda del visible. En ese caso el objeto tendrá una tendencia al azul.

El índice de color como manera de cuantificar el color de los objetos astrofísicos ofrece dos ventajas fundamentales: la primera, es muy fácil de medir. Basta con obtener la magnitud del cuerpo en los dos filtros respectivos y el índice de color se calcula. La segunda ventaja es que es posible calcular una relación aproximada entre el índice de color y la temperatura fotosférica:

$$T \approx \frac{7090}{0.71 + (B-V)} \quad (\text{Ec. 14})$$

Es importante indicar que la formula anterior es solo aproximada. Vale cuando la temperatura no es mucho mayor que unos 10,000 grados. Además es calculada suponiendo que todas las estrellas tienen exactamente un espectro de Planck lo que puede sobre estimar o subestimar algunas estrellas. La figura 42 muestra la relación temperatura e índice de color.

Ejemplo 9: Calcular la temperatura aproximada de las siguientes estrellas: a) Sirio B-V=0, b) Sol, B-V=0.62, c) Betelgeuse, B-V=+1.5.

Sol./

Sirio:

B-V = 0.0, T = 10,000 K

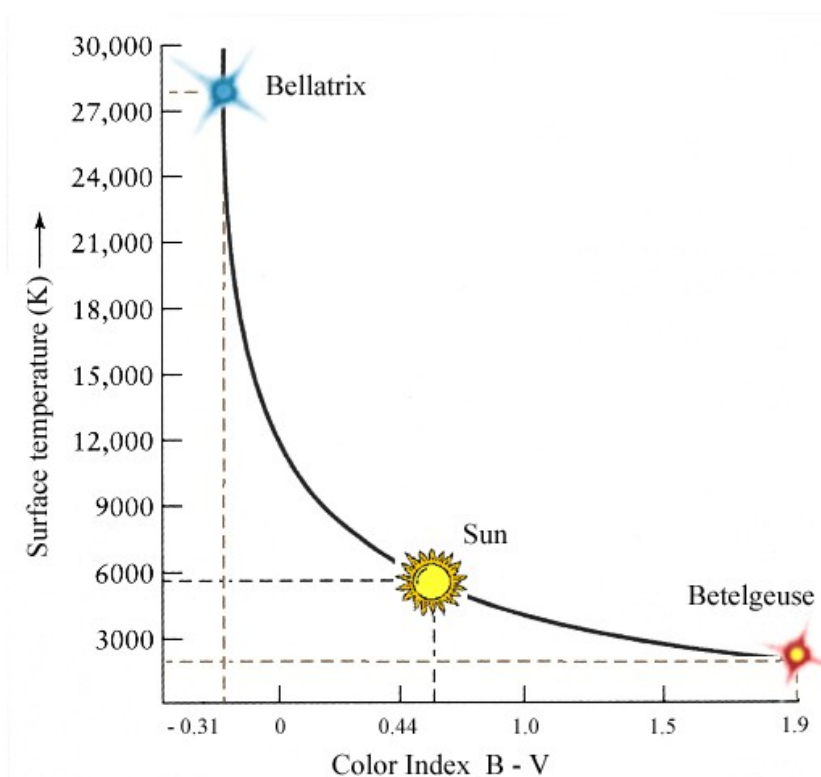
Sol :

B-V = 0.62, T = 5,300 K

Betelgeuse :

B-V = +1.5, T = 3,200 K

Ejercicio 9.1. Cuál sería el índice de color de una estrella cuya temperatura es 2,500 grados.



[http://astro.unl.edu/naap/blackbody/graphics/temp_ub.png]

Figura 42. Curva que muestra la relación entre la temperatura y el índice de color B-V de las estrellas. Como puede verse entre más pequeño es el índice de color mayor es la temperatura.

Al hablar de color es sin embargo difícil liberarse de una referencia a los colores del lenguaje, los que resultan de esa complicada relación entre el cerebro y la retina. ¿Es posible, aunque sea aproximado o meramente indicativo, mostrar una relación entre los índices de color y los colores con los que bajo ciertas condiciones se ven las estrellas a través de un instrumento? De nuevo la respuesta parece un no rotundo. A pesar de ello es común encontrar una clasificación de los colores que vemos en el cielo (especialmente de las estrellas) tal y como lo presentamos en La tabla X. De nuevo los colores consignados allí para cada intervalo son apenas indicativos. El tono puede variar dependiendo de la iluminación de la foto y otros complejos factores físicos relacionados con la visión.

Blanco Azulada:	< -0,1	<i>Amarilla-verdosa:</i>	0.6 – 0.8
Blanca:	0.0 – 0.3	<i>Naranja:</i>	0.8 – 1.5
Blanco-Amarilla:	0.5 – 0.6	<i>Rojiza:</i>	> 1.5



Tabla 2: Una equivalencia aproximada entre índice de color B-V y la tonalidad con la que se vería la estrella.

La mayor parte de lo dicho hasta ahora aplica solamente en el caso de las estrellas. En el caso de otros sistemas astrofísicos existe un amplio espectro de posibilidades.

¿Y cómo es el color de otros cuerpos astrofísicos? Una gran mayoría de los cuerpos astrofísicos emiten luz “no-térmica”, es decir que no sigue la distribución espectral de Planck como sucede con las estrellas. En este caso el color ya no está determinado por la temperatura de los cuerpos sino por otros factores que van desde la composición química hasta el “grado de ionización” de los átomos que los componen.

Un ejemplo clásico es el color de muchas nebulosas que exhiben una tonalidad rojiza oscura producida por la emisión de los átomos de Hidrógeno excitados en el seno de la nebulosa. El color rojizo no implica que su temperatura sea baja o alta, simplemente indica que en estas nubes hay Hidrógeno.

2.5.2. Cuestionario del Capítulo

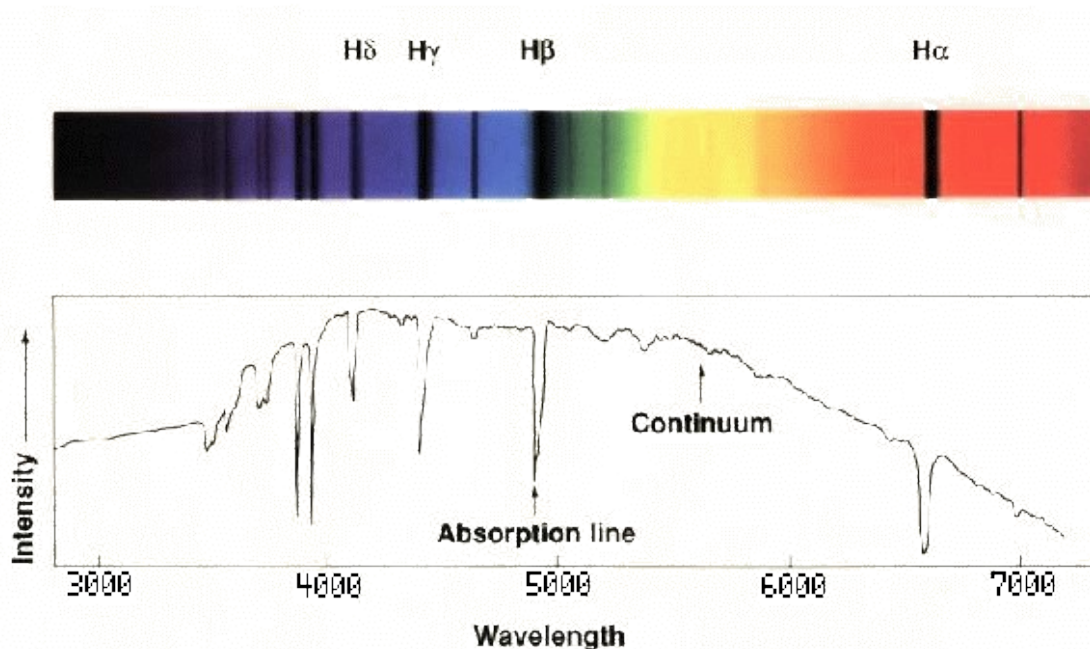
Preguntas

1. ¿Qué es el espectro de Planck?
2. Discuta la siguiente afirmación: si el índice de color B-V de una estrella es negativo entonces el índice de color U-B será también negativo.
3. Las nebulosas tienen un color rojizo. ¿Significa ello que tienen temperaturas entre 2,000 y 4,000 grados?

Consultas

4. Consulte cuál es el mecanismo básico que le permite a nuestros ojos percibir el color de los objetos.

Capítulo 2.6. El espectro de los cuerpos astrofísicos



[http://astroneu.com/plasma-redshift-1/solar-spectrum-from-www-mao-kiev-ua--sol_ukr--terskol--bmv_m.jpg]

Figura 43. Se muestra aquí el espectro real del Sol. Como se había mencionado en el capítulo anterior, la distribución espectral es como la indicada por la distribución de Planck sin embargo aparecen unas características nuevas. En ciertas longitudes de onda falta luz respecto a la que debería llegar, lo que produce las inconfundibles líneas oscuras en la fotografía del espectro, las líneas de absorción.

Recordemos que cuando hablamos del espectro de una fuente de luz nos referimos al conocimiento de cuáles formas de luz simples se han reunido para crearla. En el módulo anterior aprendimos por ejemplo que la luz proveniente de las estrellas obedece al determinado espectro de Planck, es decir para crear un “rayo de luz estelar” hace falta reunir todas las formas de luz aunque en cantidades diferentes. Decimos que el espectro de una estrella es básicamente un espectro continuo. Pero no todos los objetos astrofísicos tienen el mismo tipo de espectro. La luz de una nebulosa por ejemplo está compuesta por la suma de conjuntos compactos de longitudes de onda, es decir las nebulosas sólo emiten luz de ciertos colores y ninguna de otros. Se dice que la nebulosa tiene un espectro discreto o más específicamente un espectro de emisión.

Pero la luz de las estrellas no tiene un espectro tan sencillo como lo muestra la figura 43. A la luz de las estrellas les falta literalmente algunos colores. De forma más precisa cuando se examina el espectro de una estrella llega mucha menos luz de la que debería llegar en ciertas longitudes de onda. Al fotografiar el espectro estos colores ausentes se ven como líneas oscuras sobre un telón continuo de fondo. Se las

llama líneas de absorción.

Hydrogen



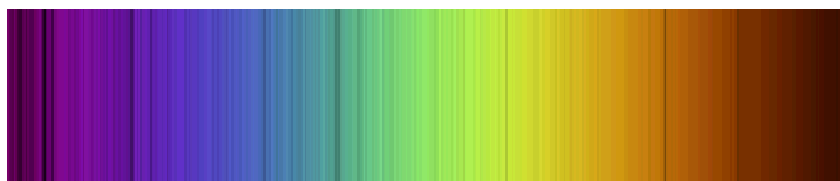
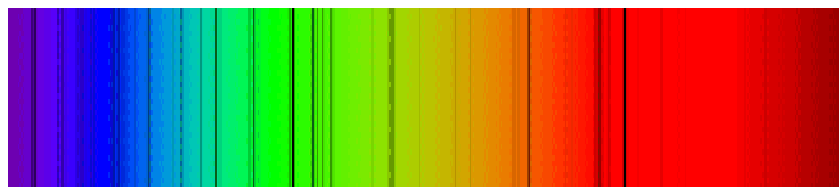
Iron



Calcium



Magnesium



[http://tbn0.google.com/images?q=tbn:xOiG771oj69xwM:http://www.physics.utoledo.edu/~lsa/_p1750/SPlab.jpg]

Figura 44. Las líneas de absorción de algunos elementos en el laboratorio. En los dos paneles inferiores se presentan los espectros reales de dos estrellas. ¿Puede usted identificar algunas líneas espectrales?

Pero ¿qué son y cómo se producen las líneas de absorción? ¿qué información pueden proveernos sobre la estrella y sus propiedades intrínsecas? Cuando la luz de la estrella es producida cerca a la fotosfera, todas las longitudes de onda son emitidas por la materia en equilibrio térmico. Pero antes de salir al medio interplanetario parte

de esa luz es absorbida selectivamente por los mismos gases de la fotosfera y otros gases fríos en la atmósfera de la estrella. Para entender porque un gas absorbe solo ciertos tipos de luz y no otros, es necesario entender la manera como la luz interactúa con los átomos en la materia. Se refiere al lector al apéndice B donde se presenta una explicación del fenómeno. Lo cierto es que esos colores ausentes, esas líneas de absorción contienen las huellas digitales de los átomos presentes en la estrella, son testigos de su composición química.

El estudio de las líneas de absorción es así una de las más importantes herramientas observacionales en la astrofísica. La determinación de la presencia o no de ciertas líneas y de su intensidad (oscuridad) son evidencia de la presencia o no de ciertos elementos químicos y de su abundancia respectivamente. Prácticamente toda la información que tenemos sobre la composición del universo se debe al estudio de los espectros de los cuerpos astrofísicos.

Pero otras piezas de información pueden obtenerse a partir del estudio de esas líneas. La temperatura de los gases, su densidad entre otras informaciones pueden obtenerse a partir de la observación y medida de las características de las líneas espectrales. En las próximas sesiones estudiaremos la información que puede obtenerse usando la espectroscopia. Conoceremos también como los espectros se usan para crear distintos sistemas de clasificación estelar.

2.6.1. Composición Química

La composición química de la estrella es la principal información que puede derivarse del estudio de las líneas de absorción.

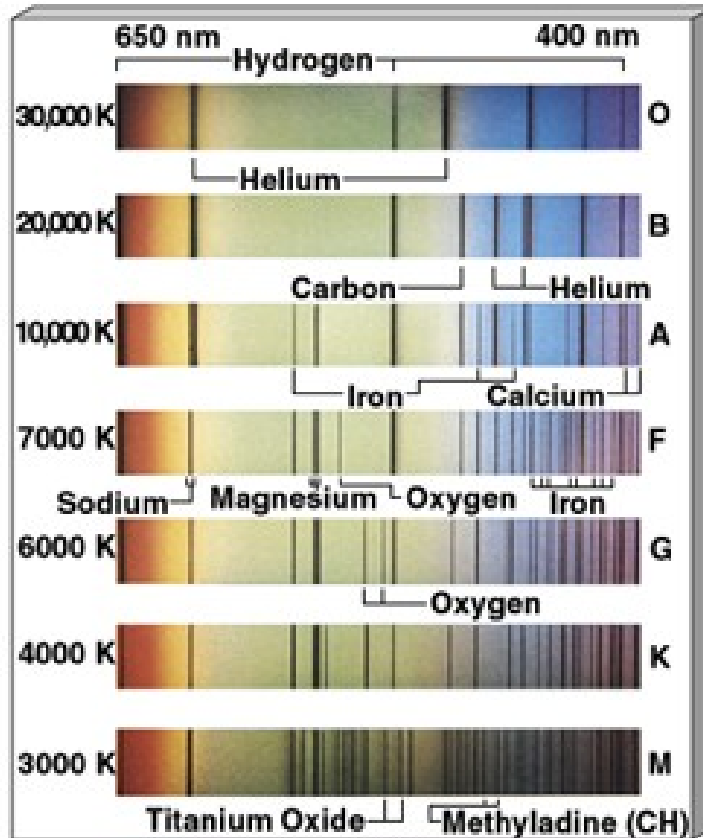
Cada elemento químico produce un conjunto prácticamente único de líneas de absorción (o de emisión) que permiten identificar su presencia en un gas.

Cuando se registra un espectro estelar dos tipos de análisis iniciales se realizan. El primero consiste en buscar en enormes listas de espectros de distintos átomos las líneas de absorción presentes en el espectro de la estrella. El trabajo es realmente complicado porque los distintos conjuntos de líneas de diversos átomos se encuentran mezcladas entre sí en un aparente desorden. Algunas líneas pueden ser identificadas inmediatamente por su intensidad y posición característica pero otras requieren de un análisis más profundo. La presencia de unas cuantas líneas de un determinado átomo indican la presencia de esa sustancia en la estrella.

El segundo análisis consiste en estudiar la “intensidad” de las líneas. Entre mayor es el número de átomos de un elemento presentes en la estrella mayor es la cantidad de luz que falta en una determinada línea de absorción. El ancho de las líneas es también un indicativo de la cantidad de un determinado elemento presente en la atmósfera de la estrella.

Es estudiando el espectro de las estrellas que los astrofísicos han descubierto que la mayor parte de la materia convencional del universo esta hecho de Hidrógeno. Aproximadamente un 75% de la masa de las estrellas esta hecha de Hidrógeno. Fue también estudiando las líneas de absorción que los astrofísicos descubrieron el Helio

(el nombre de este elemento proviene precisamente del nombre griego del dios Sol). 25% de la masa de las estrellas esta hecha de este elemento. La masa restante, algo menos de un 1%, esta hecho de los restantes elementos químicos conocidos.



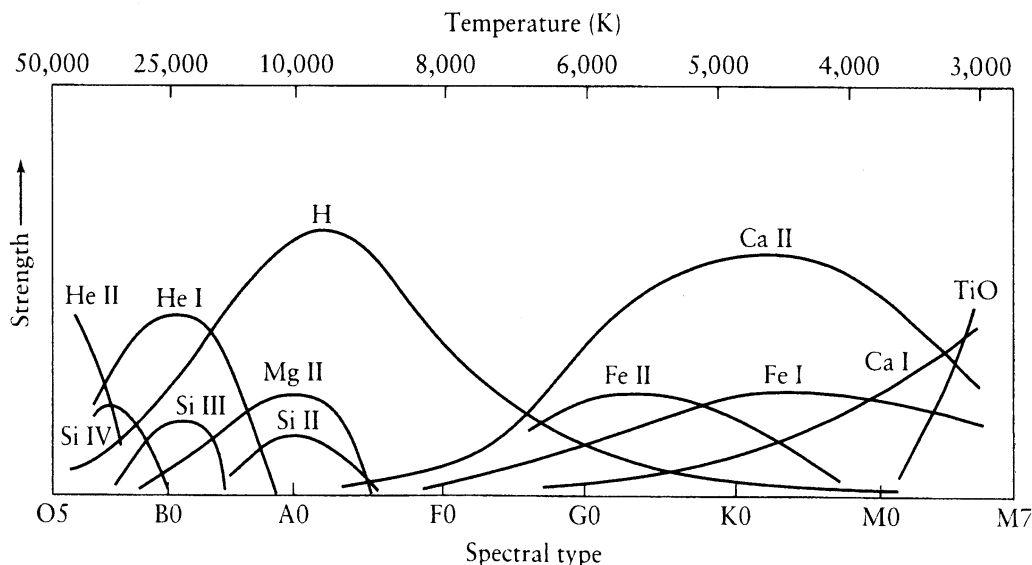
[http://www.phy.olemiss.edu/~luca/astr/Topics-Extrasolar/Images/Spectra_230x323.jpg]

Figura 45. Diferencias en los espectros de estrellas con diferentes temperaturas superficiales.

2.6.2. Temperatura

Las líneas espectrales pueden usarse también como un termómetro astrofísico. Usando los espectros estelares es posible derivar información sobre la temperatura a la que están los gases que producen las líneas de absorción presentes en ellas.

La razón de ello es simple: la intensidad y el tipo de líneas que produce un mismo tipo de átomo cambian con la temperatura. No todos los átomos de una misma sustancia están en todo momento en las condiciones para absorber el tipo de luz asociada a una línea de absorción. Los átomos en un gas se dividen entre los que pueden absorber la luz de una línea y los que no. Al cambiar la temperatura la población de los que pueden absorber aumenta o disminuye y con ella lo hace la intensidad de la línea.



[http://www.astro.bas.bg/~petrov/hawley99_files/spectraltype.gif]

Figura 46. Variación en la intensidad de las líneas espectrales de distintos elementos al variar la temperatura. sobre el eje x a la izquierda la temperatura es muy alta y a la derecha muy baja.

Para ilustrar el fenómeno estudiemos por ejemplo el caso de la producción de las líneas de absorción del Hidrógeno.

A temperaturas moderadas (pocos miles de grados) la mayor parte de los átomos de Hidrógeno están en un estado tranquilo (estado base). A estas temperaturas los electrones en el átomo necesitan mucha energía para ascender a niveles altos. Esto implica que la mayor parte de los átomos de Hidrógeno son "transparentes" a la luz visible que no tiene suficiente energía como para excitar los átomos. El resultado es que ninguna línea de absorción de Hidrógeno es observada en estrellas con temperaturas superficiales moderadas. ¿Cómo pueden saber entonces que esas estrellas contienen Hidrógeno?. Sencillamente no se puede saber, aunque otras líneas de otros estados de excitación del Hidrógeno pueden ser observadas en bandas diferentes al visible.

Cuando las temperaturas son altas (varios miles de grados a más de 10,000 grados), los átomos chocan entre sí y con otras partículas en el plasma. Esto mantiene excitada a una población creciente de átomos de Hidrógeno. Ya no todos los átomos están en el estado base sino que una parte de ellos se encuentran casi permanentemente en niveles de excitación mayores. Aquellos átomos de Hidrógeno que están excitados necesitan ahora muy poca energía para excitarse aún más, energía que ahora si puede ser proveída por la luz visible. El espectro de estas estrellas presenta líneas de absorción fuertes debidas al Hidrógeno excitado.

Finalmente si las temperaturas son realmente altas (varias decenas de miles de

grados) las colisiones interatómicas y la luz misma tiene la capacidad de “desvestir” a los átomos de Hidrógeno. En ese estado la mayoría de los Hidrógenos han perdido su único electrón, están completamente ionizados. En estas condiciones y sin electrones, el Hidrógeno es incapaz de absorber cualquier tipo de luz. Las líneas de absorción de este elemento desaparecen completamente y son reemplazadas por las líneas de absorción producidas por átomos con más electrones que están empezando a esas temperaturas a perder sus electrones.

El resultado de esta sucesión es que las líneas de absorción del Hidrógeno van cambiando de forma gradual en intensidad a medida que la temperatura va aumentando. De algún modo la medida entonces de la intensidad de esas líneas ofrece información sobre la temperatura a la que se encuentran los gases en la atmósfera de la estrella.

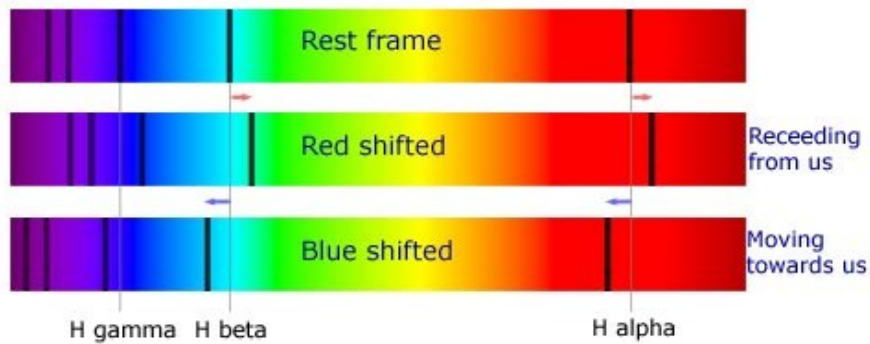
Otra inesperada relación entre la temperatura y las características de las líneas espectrales se produce por el efecto Doppler. Al moverse una fuente de luz observada por un receptor parece producir un tipo de luz distinta. Por ejemplo si una fuente de luz amarilla se mueve hacia un receptor, la luz recibida se percibirá con una longitud de onda más corta (verde por ejemplo). Al contrario si la fuente de luz se aleja del receptor la luz tendrá una longitud de onda más larga (naranja por ejemplo). Se dice en ese caso que ha ocurrido un corrimiento al rojo.

Pero lo que sucede con la luz emitida por una fuente ocurre también por la luz absorbida selectivamente por un átomo. Imaginémos un gas hecho de átomos de una sustancia que gustan preferiblemente de la luz amarilla. Coloquemos el gas en presencia de luz blanca procedente de una fuente en una dirección determinada. En el gas los átomos se mueven al azar en todas direcciones. Algunos se moverán de modo que se aproximan a la luz que viene de la fuente. Como sucede con la emisión, desde el punto de vista del átomo que se mueve acercándose a la luz, los fotones amarillos parecerán verdes y los átomos no los absorberán. En su lugar estos átomos absorberán luz naranja que al aproximarse se verá desde su posición como amarilla. Otro átomos se mueven alejándose de la luz. En este caso la luz amarilla que deberían absorber se ve naranja y los átomos pasarán por alto este tipo de luz. En su lugar la luz verde se verá amarilla para esos átomos que absorberán gustosos esta forma de luz. Otra parte de los átomos se moverá en dirección perpendicular a la luz y por la misma razón verán los colores igual a como lo hacen cuando están quietos. En síntesis el gas no absorberá solamente luz amarilla sino que lo hará también en el extremo naranja y verde.

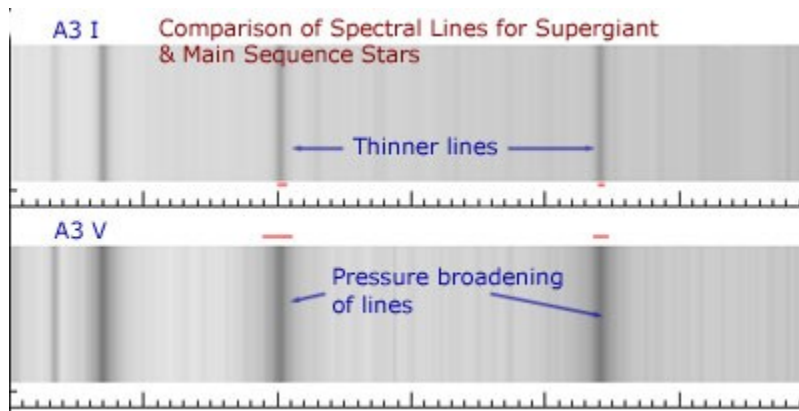
En lugar entonces de producir entonces una línea muy delgada el gas producirá una banda oscura más ancha. A este fenómeno se lo llama “ensanchamiento de líneas” y su cuantificación ofrece una manera certera de medir la temperatura de los gases en la atmósfera de la estrella.

2.6.3. Densidad

Las líneas de absorción ofrecen una increíble oportunidad para saber que tan enrarecidos o concentrados están los gases en la estrella.



[<http://hsc.csu.edu.au/physics/options/astrophysics/3034/rotation.gif>]



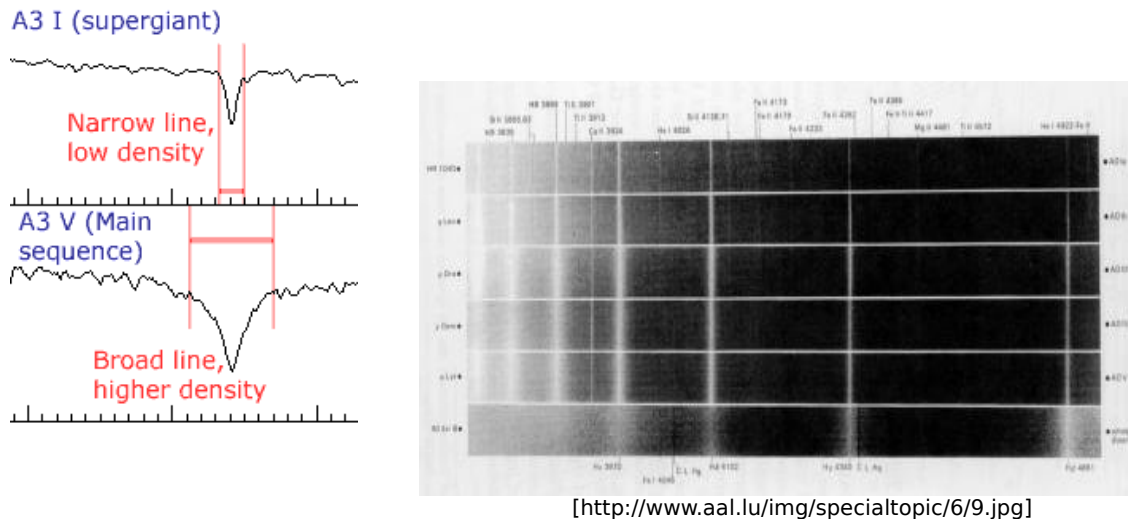
[http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/images/spectra/A3I_Vpressbroadphoto.jpg]

Figura 47. Arriba, efecto en la posición de las líneas espectrales debido al movimiento de los átomos absorbentes alejándose del observador (red shift) y acercándose a él (blue shift). El efecto resultante se muestra abajo como un ensanchamiento de las líneas espectrales.

En un gas muy denso los átomos sufren choques y encuentros frecuentes con otros átomos. El resultado de esa interacción muy frecuente es que los niveles de energía de los electrones se modifican sutilmente en los átomos que los experimentan. La consecuencia de este hecho es que esos átomos no atinan a absorber exactamente las mismas longitudes de onda que deberían absorber si no estuvieran sometidos a los choques permanentes.

El resultado de este hecho es que en lugar de que el gas absorba una sola longitud de onda (que debería ser el caso si el nivel de energía asociado con la absorción fuera el mismo para todos los átomos) se absorben fotones de longitudes de onda diversas y cercanas a la longitud de onda normal: la línea de absorción se ensancha.

A mayor densidad entonces más anchas son las líneas de absorción de una estrella. Pero ¿qué información relevante sobre la estrella puede proveernos la densidad de los gases en su atmósfera? Existe una relación natural entre el tamaño de la estrella y la densidad de su atmósfera. A mayor tamaño menos densa es la atmósfera. De este modo el ancho de las líneas espectrales da pistas sobre el tamaño mismo de la estrella.



[http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/images/spectral/A3I_Vlinetncomp.gif]

Figura 48. Diferencias en el grosor de las líneas espectrales de estrellas de distinta densidad atmosférica, diferente tamaño y luminosidad. A la derecha se muestran espectros de estrellas con la misma temperatura superficial pero distinta densidad atmosférica. Las diferencias en el grosor de las líneas es apreciable.

2.6.4. Clasificación Espectral

La observación de una cantidad muy grande de espectros estelares permitió a astrónomos durante finales del siglo XIX y principios del XX reconocer la existencia de “familias” estelares que compartían muchas características espectrales.

Esa observación condujo a lo que es hoy por hoy el denominado sistema de clasificación espectral de Harvard.

El sistema de clasificación espectral divide a las estrellas por su espectro en 7 grandes grupos o tipos espectrales. Los tipos espectrales se denotan con letras latinas mayúsculas que no parecen tener el mismo orden que las letras del alfabeto (ver tabla 3).

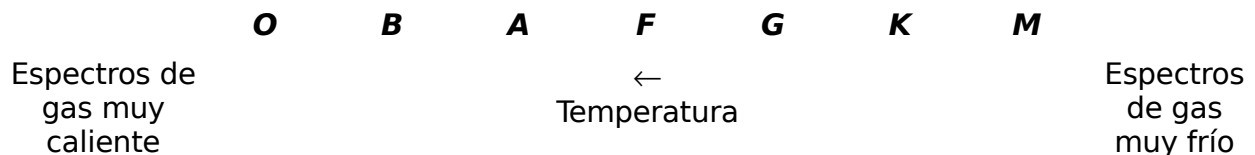


Tabla 3: Las clases principales del sistema de clasificación espectral de Harvard.

Recordar el orden correcto de los tipos espectrales hace parte del aprendizaje básico

de la astrofísica. Para ello estudiantes de astrofísica de todo el mundo han inventado reglas mnemotécnicas que permiten recordando una frase recuperar las letras en el orden apropiado. A continuación se presentan algunas reglas comunes.

- Oh Be A Fine Girl/Guy Kiss Me (Right Now Smack)
- Oh Bendita Agua Fresca Genera Kilos Mientras (Riega Nuestras Semillas)
- *Official Bureaucrats At Federal Government Kill Many Researchers' National Support*
- *Only Big Astronomy Federal Grants Keep Money. Research Needs Support!*
- *Oh Backward Astronomer, Forget Geocentricity; Kepler's Motions Reveal Nature's Simplicity.*
- *Our Brother Andrew Found Green Killer Martians.*

Otras reglas mnemotécnicas en idioma inglés pueden encontrarse en <http://www.shef.ac.uk/physics/people/pacrowther/obafgkmrns.html>

Al observar en detalle los espectros de estrellas de un mismo tipo espectral se pone sin embargo de relieve que no todos los espectros en un mismo tipo son similares. Diferencias entre esos espectros condujeron a crear un sistema de subclases que permite refinar la clasificación.

Por cada clase se definen entonces 10 subclases que se denotan con un número arábigo empezando en 0 y terminando en 9. La subclase 0 corresponde a los espectros asociados con las estrellas más calientes del tipo.

2.6.5. Clasificación por luminosidad

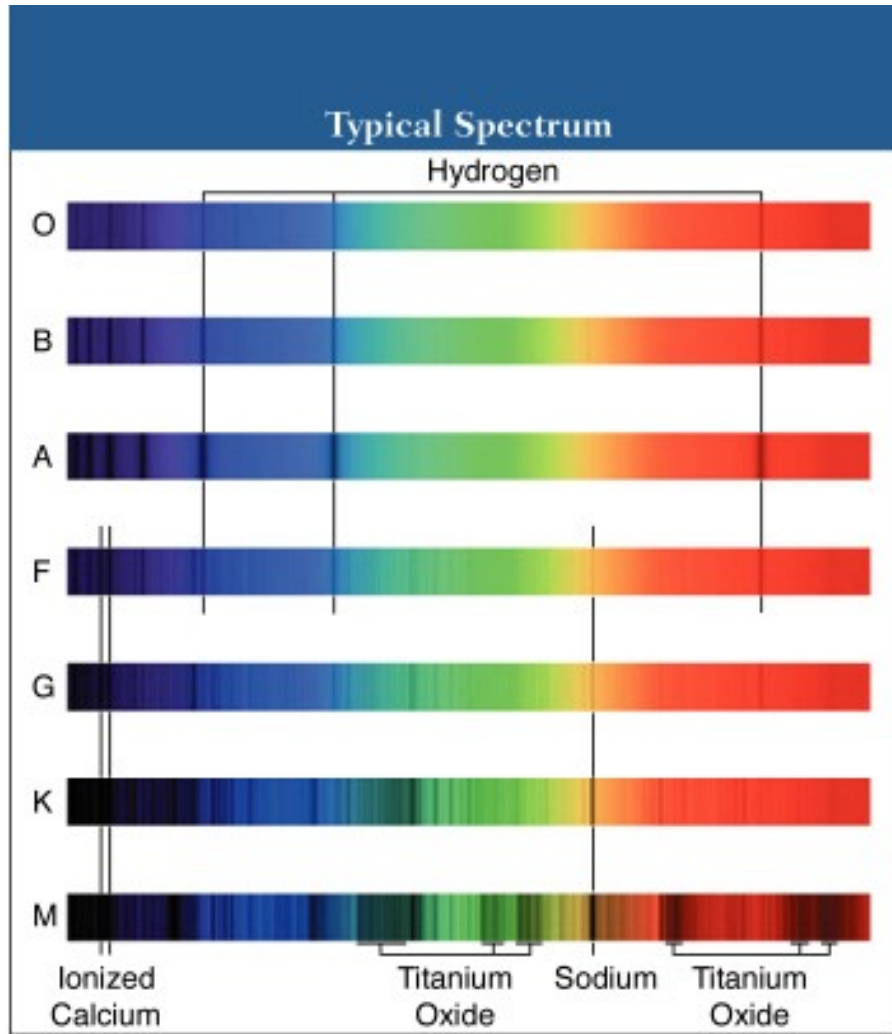
El esquema de clasificación espectral de Harvard solo tiene en cuenta diferencias espectrales debidas la temperatura (tipos de líneas espectrales presentes) y no tiene en cuenta diferencias debidas a otros factores. Así por ejemplo, dos estrellas con la misma temperatura superficial pero tamaños muy diferentes tendrán espectros distintos debido a que las líneas espectrales en ambas, aunque las mismas, serán de grosores muy diferentes.

Para tener en cuenta las diferencias causadas por la densidad se crearon un conjunto de clases adicionales conocidas como clases de luminosidad y que permiten diferenciar estrellas con el mismo tipo espectral de Harvard pero distinto tamaño. Se los llama tipos de luminosidad porque el tamaño distinto de dos estrellas con la misma temperatura superficial tendrá como consecuencia una diferencia en sus luminosidades.

La luminosidad de un cuerpo esférico que emite luz siguiendo aproximadamente un espectro de Planck obedece la denominada ley de Stefan. Cada metro cuadrado de estrella emite luz con una potencia que depende solamente de la temperatura. A esa potencia emitida por unidad de área se la conoce como la radianza B del cuerpo:

$$B = \sigma T^4$$

Donde σ es la constante de Stefan-Boltzman (ver apéndice B).



[<http://www.astro.psu.edu/users/stark/ASTRO11/images/obafgkm.jpg>]

Figura 49. Espectros típicos de estrellas de los distintos tipos espectrales.

La potencia total emitida por toda la estrella se calcula sumando la potencia emitida por cada metro cuadrado de superficie:

$$L = (\sigma T^4) \times (4\pi R^2)$$

$$\boxed{L = 4\pi\sigma T^4 R^2} \text{ (Ec. 15)}$$

Entonces entre mayor es el tamaño de una estrella mayor será también su luminosidad.

Se definen 8 clases principales de luminosidad:

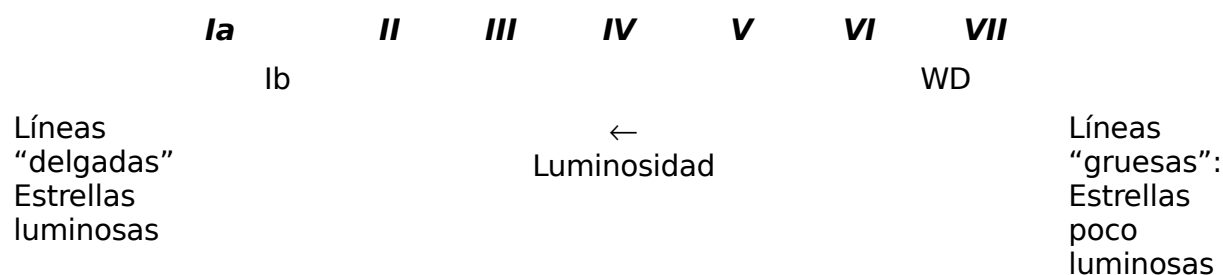


Tabla 4: Las clases de Luminosidad de Morgan-Keenan.

Cada clase recibe un sobrenombre: Ia (Supergigantes luminosas), Ib (Supergigantes), II (Gigantes luminosas), III (Gigantes), IV (Subgigantes), V (Enanas), VI (subenanas luminosas), VII (subenanas), WD (Enanas Blancas).

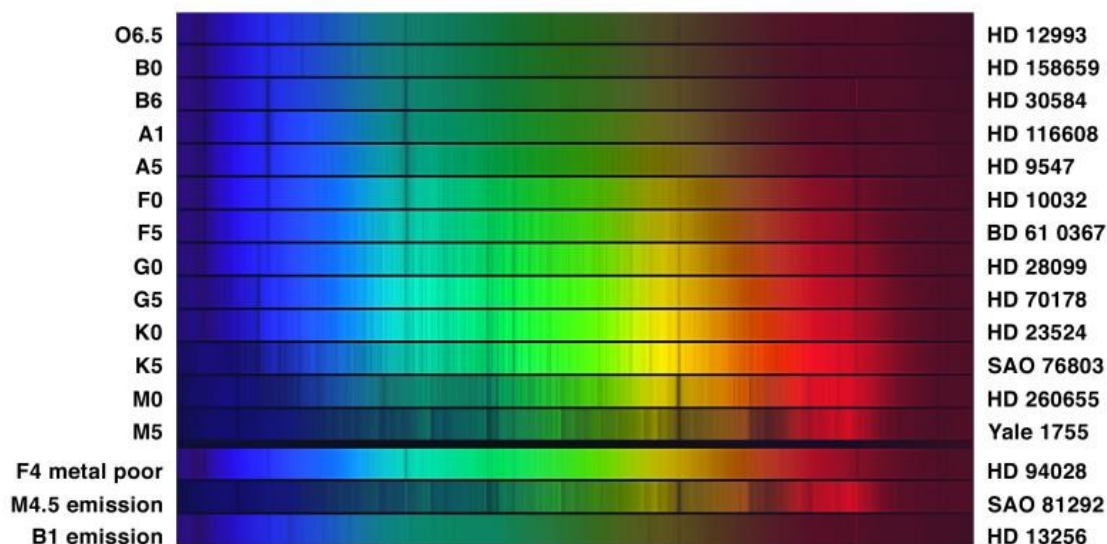


Figura 50. Los espectros de estrellas de distintos subtipos estelares.

La clase espectral completa de una estrella se construye uniendo el tipo de Harvard de la estrella y su clase de luminosidad. Los tipos espectrales completos de algunas estrellas conocidas: Sol, G 2 V, Capella, G 8 III, Sirio, A 1 V.

2.6.6. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. Explique dónde y cómo se producen las líneas espectrales en las estrellas?
2. ¿Qué elementos químicos pueden identificarse en el penúltimo espectro mostrado en la figura 44? ¿Qué líneas de esos elementos se identifican?
3. Discuta por qué un mismo elemento puede depender de la temperatura

producir distintas líneas espectrales.

4. Explique por qué las líneas de absorción de elementos pesados como los metales solo pueden verse en estrellas con temperaturas muy bajas.
5. ¿Por qué una estrella gigante es también una estrella muy luminosa?

Consultas

6. Busque el espectro de la estrella Capella y usando las líneas de absorción de los elementos químicos de la figura 44 identifique que elementos están presentes en ese espectro.

Capítulo 2.7. El Diagrama H-R

Es hora de hacer un balance de lo que hemos aprendido en los últimos capítulos (propiedades observacionales de las estrellas).

Las siguientes son las propiedades básicas que hemos definido a lo largo de estos capítulos:

Propiedades observadas (medidas):

- Brillo (b_V, b_V, \dots): cantidad de energía captada por unidad de área por unidad de tiempo.
- Magnitud aparente : (m_V ó V, B, \dots): medida en una escalar logarítmica del brillo.
- Ángulo paraláctico (π) Semi diámetro del círculo aproximado que describe una estrella respecto a fuentes muy lejanas a lo largo del ciclo de revolución de la Tierra al rededor del Sol.
- Índice de color (B-V, U-V): Diferencia de magnitudes en dos filtros vecinos.
- Tipo espectral de Harvard (O, B, A, F, G, K, M, subclases 0,1, ...,9): Clase de espectro de acuerdo a la presencia de determinadas líneas de absorción.
- Tipo de luminosidad (Ia, Ib, II, III, IV, V, VI, VII, WD): Clase de espectro de acuerdo al grosor de las líneas de absorción presentes.

Propiedades físicas (intrínsecas)

- Distancia (d): Distancia que nos separa del cuerpo.
- Radianza (B): Cantidad de energía emitida por la superficie de un cuerpo por unidad de área, por unidad de tiempo.
- Luminosidad (L): Cantidad total de energía emitida por el cuerpo por unidad de tiempo.
- Magnitud absoluta (M_V, M_B, \dots): Medida logarítmica de la luminosidad. Se define también como la magnitud aparente que tendría el cuerpo si estuviera situado a 10 pc del observador.
- Temperatura efectiva (T): Temperatura aproximada de la superficie de la estrella. La misma temperatura que se asocia normalmente a los gases que producen las líneas de absorción.
- Radio (R): Radio de la estrella.

Usando la física podemos establecer relaciones matemáticas entre esas cantidades que nos permiten determinar las propiedades intrínsecas de una estrella a partir de unas medidas de la luz, su cantidad y espectro.

$$m_2 = m_1 - 2.5 \log(b_2/b_1) \quad , \quad b_2 = b_1 10^{2(m_1 - m_2)/5}$$

$$d = 1 \text{ pc} / \pi$$

$$b = \frac{L}{4\pi d^2} \quad , \quad L = 4\pi d^2 b$$

$$M = m - 5 \log(d/10)$$

$$M_2 = M_1 - 2.5 \log(L_2/L_1)$$

$$T = 7090 / [(B - V) + 0.71]$$

$$L = 4\pi \sigma R^2 T^4$$

Surge una pregunta: ¿será posible sintetizar toda o parte de esta información gráficamente? La respuesta es un rotundo sí.

Existe en astrofísica un diagrama capaz de contener en un mismo plano cartesiano toda la información relación observacional e intrínseca sobre una estrella. A ese diagrama se le conoce como el diagrama de Hertzsprung-Russell o Diagrama Color-Magnitud.

Una estrella específica tiene en el según sus propiedades diagrama un lugar particular. El lugar que ocupa la estrella se determina fundamentalmente a partir de su índice de color y magnitud absoluta.

Sobre el eje horizontal del diagrama se ubica el índice de color (normalmente B-V). Alternativamente se puede colocar también la temperatura de la estrella o incluso su tipo espectral (como originalmente lo hizo Hertzsprung). En el eje vertical se ubica la magnitud absoluta pero de tal manera que el valor de la magnitud disminuya a medida que ascendemos en el diagrama. Equivalentemente se puede colocar sobre ese eje la luminosidad de la estrella. De allí la razón por la que la magnitud absoluta se ubique disminuyendo hacia arriba: al disminuir la magnitud absoluta, aumenta la luminosidad de la estrella.

Las estrellas más calientes se encuentran del lado izquierdo del diagrama (menor índice de color). Las estrellas más frías estarán a la derecha. Las estrellas luminosas (menor magnitud absoluta) están en la parte de arriba del diagrama, las menos luminosas se encuentran en la parte inferior.

Tal y como se menciono arriba vemos como el diagrama HR parece permitir ubicar una estrella con prácticamente todas sus propiedades observacionales e intrínsecas claramente reconocibles por su posición en el mismo diagrama.

De forma menos intuitiva se puede descubrir que incluso el tamaño de la estrella puede ser directamente leído en el diagrama. Si despejamos el Radio en la formula Y obtenemos:

$$R = \sqrt{\frac{L}{4\pi \sigma T^2}} \quad (\text{Ec. 16})$$

Para una temperatura dada (una línea vertical en el diagrama H-R) al aumentar la

luminosidad (subir en el diagrama) aumenta también el radio. Podríamos entonces decir que al subir en el diagrama las estrellas son también más grandes.

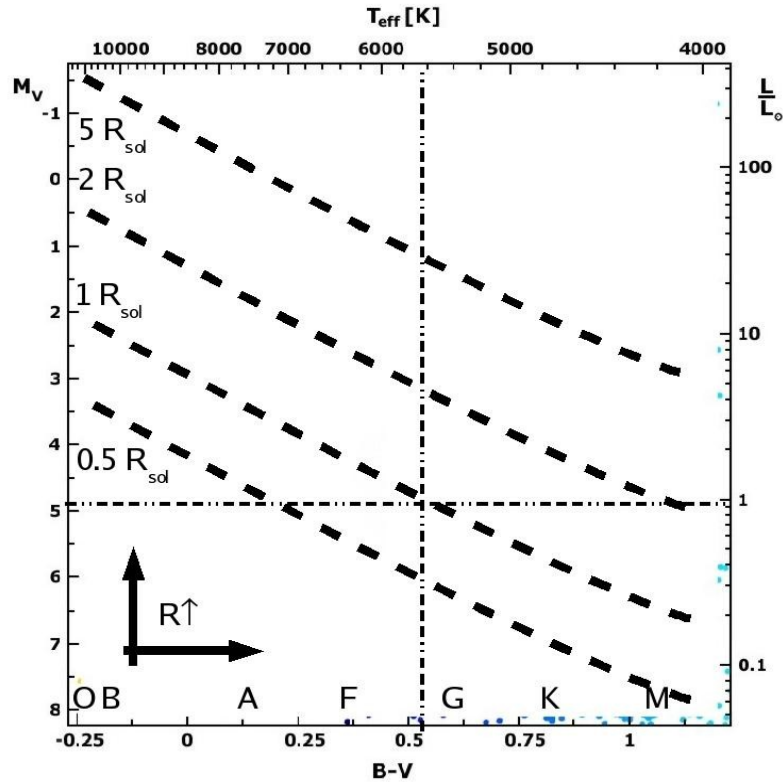
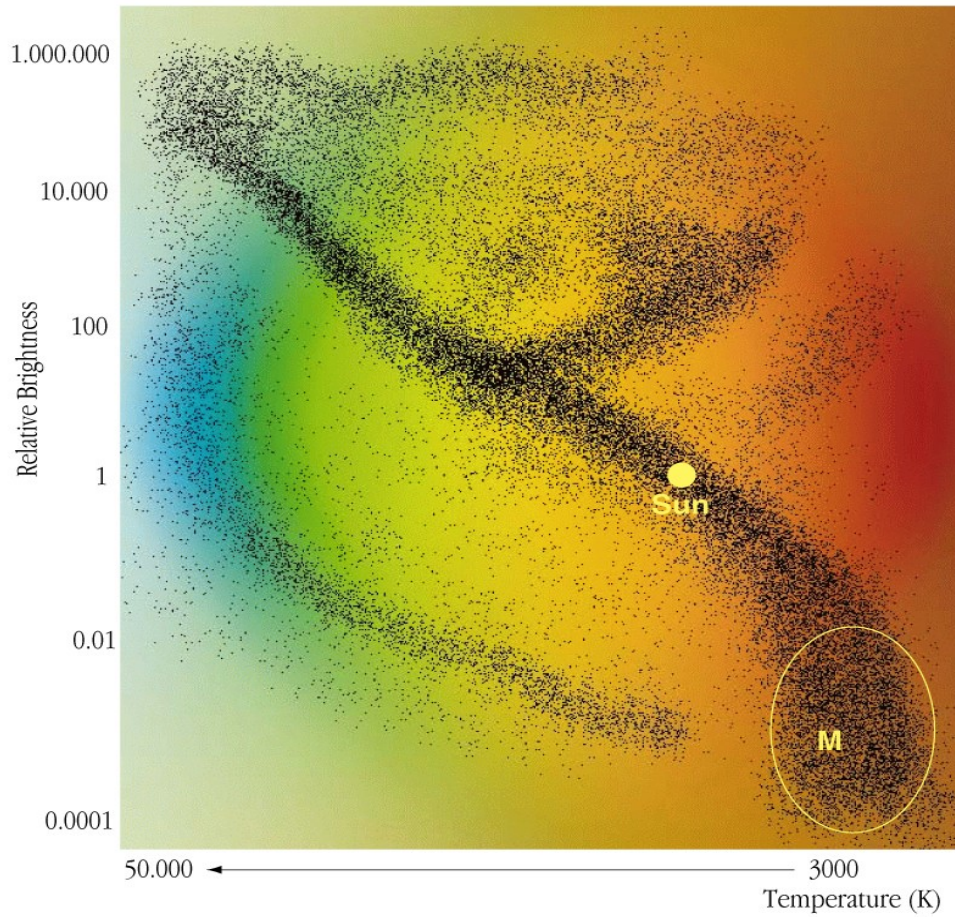


Figura 51. El diagrama de Hertzsprung Russell.

Pero debe notarse que si fijamos la luminosidad (L constante) una disminución en la temperatura (desplazamiento a la derecha) aumenta el radio también. Podríamos decir también que al movernos a la derecha en el diagrama las estrellas son también más grandes. La conclusión definitiva es que al subir y simultáneamente desplazarnos a la derecha el tamaño de las estrellas va aumentando. Podríamos localizar el lugar donde están las estrellas de tamaño igual a lo largo de líneas diagonales (no necesariamente rectas).

Unas muy interesantes observaciones resultan cuando se toma una muestra representativa de las estrellas en el vecindario de nuestro sol y se señala la posición de todas en el diagrama HR. Las siguientes conclusiones se derivan de este ejercicio:



The "Hertzsprung-Russell" Diagram of Stars

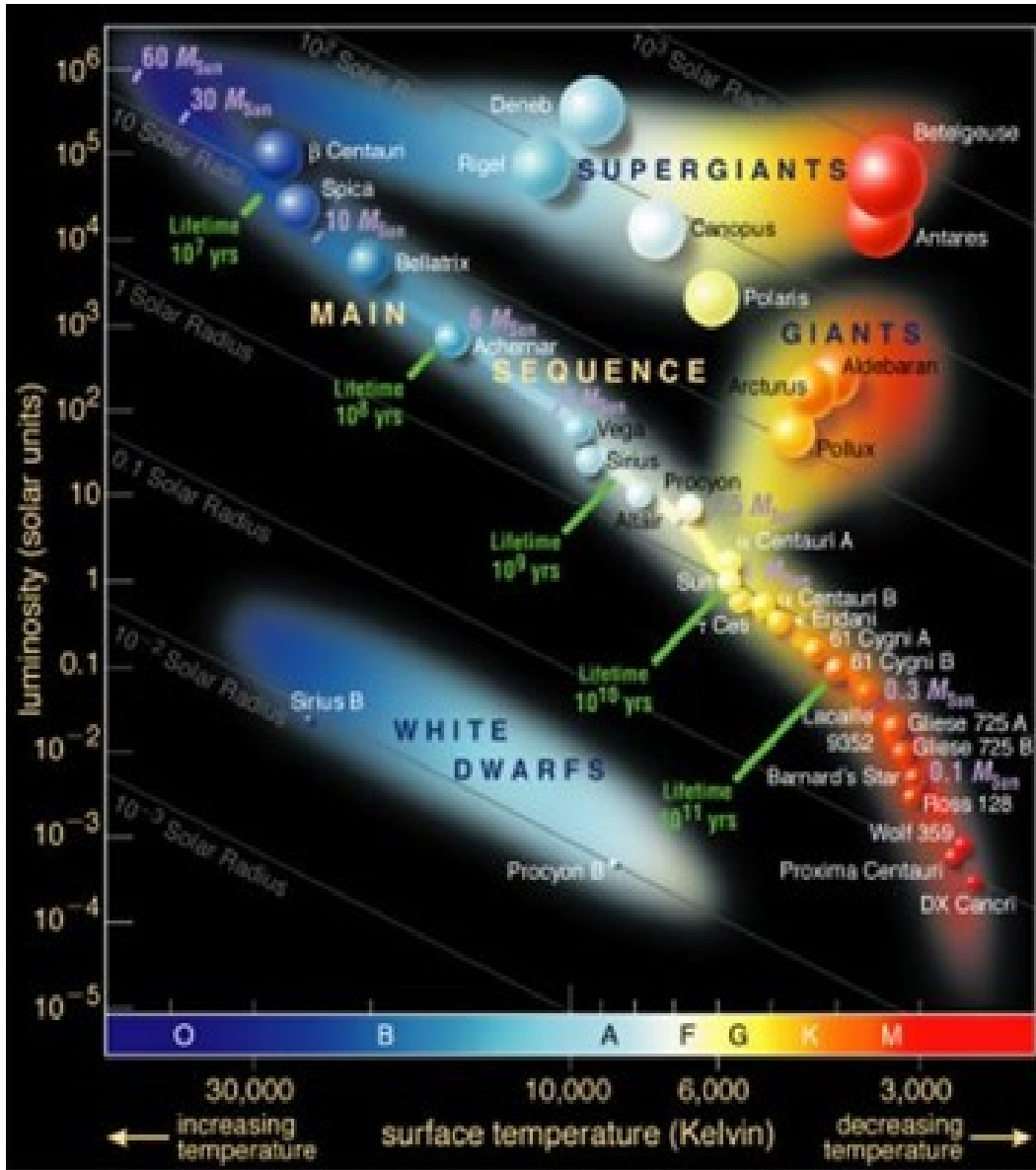
ESO PR Photo 27b/02 (29 November 2002)

© European Southern Observatory



[<http://content.answers.com/main/content/img/McGrawHill/Encyclopedia/images/CE315400FG0010.gif>]

Figura 52. Diagrama Color-Magnitud para algunos miles de estrellas cercanas al Sol.



[http://www.slackerastronomy.org/slackerpedia/images/HR_diagram.png]

Figura 53. Los grupos estelares reconocibles en el diagrama H-R.

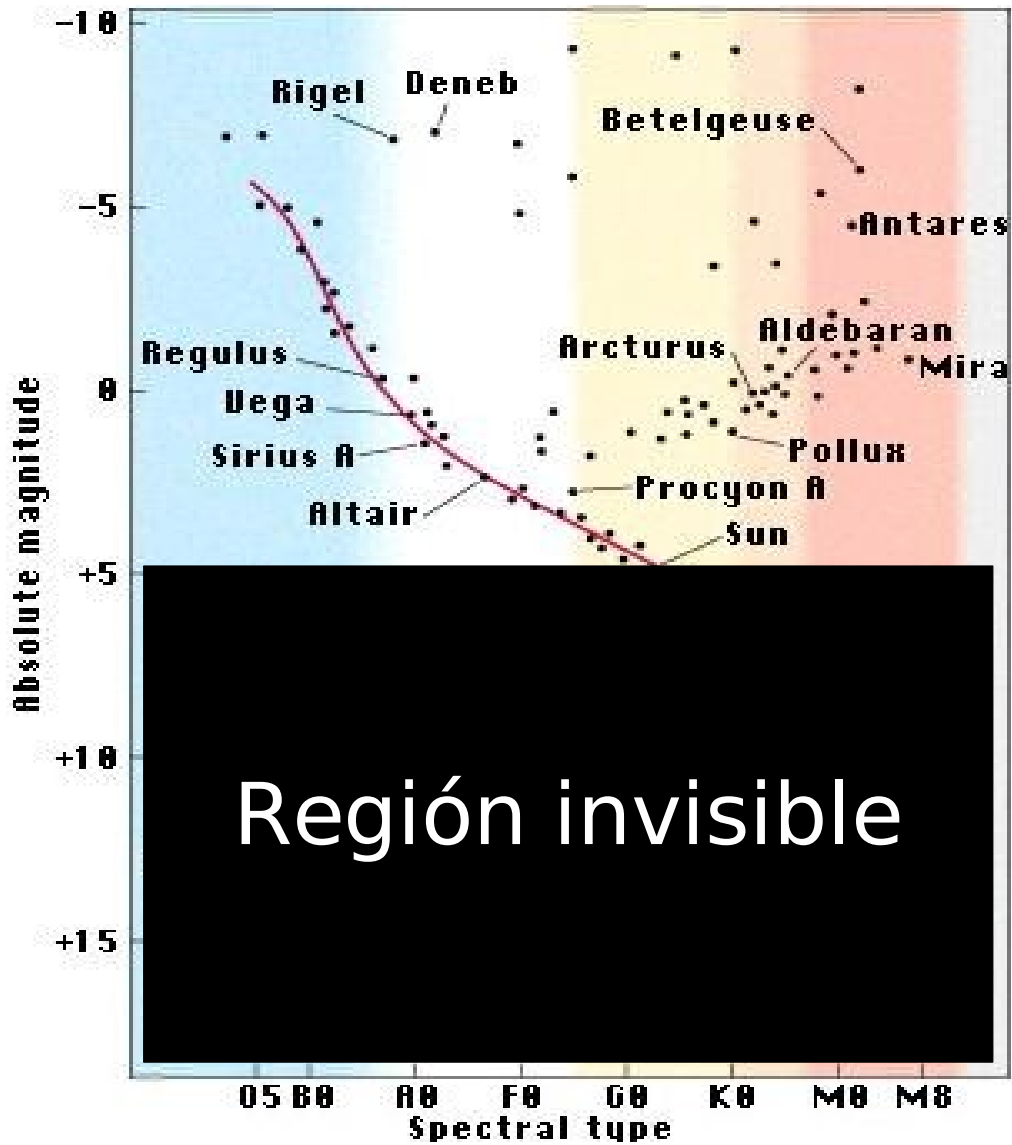


Figura 54. El diagrama H-R y las condiciones de "obseabilidad" a ojo desnudo de las estrellas.

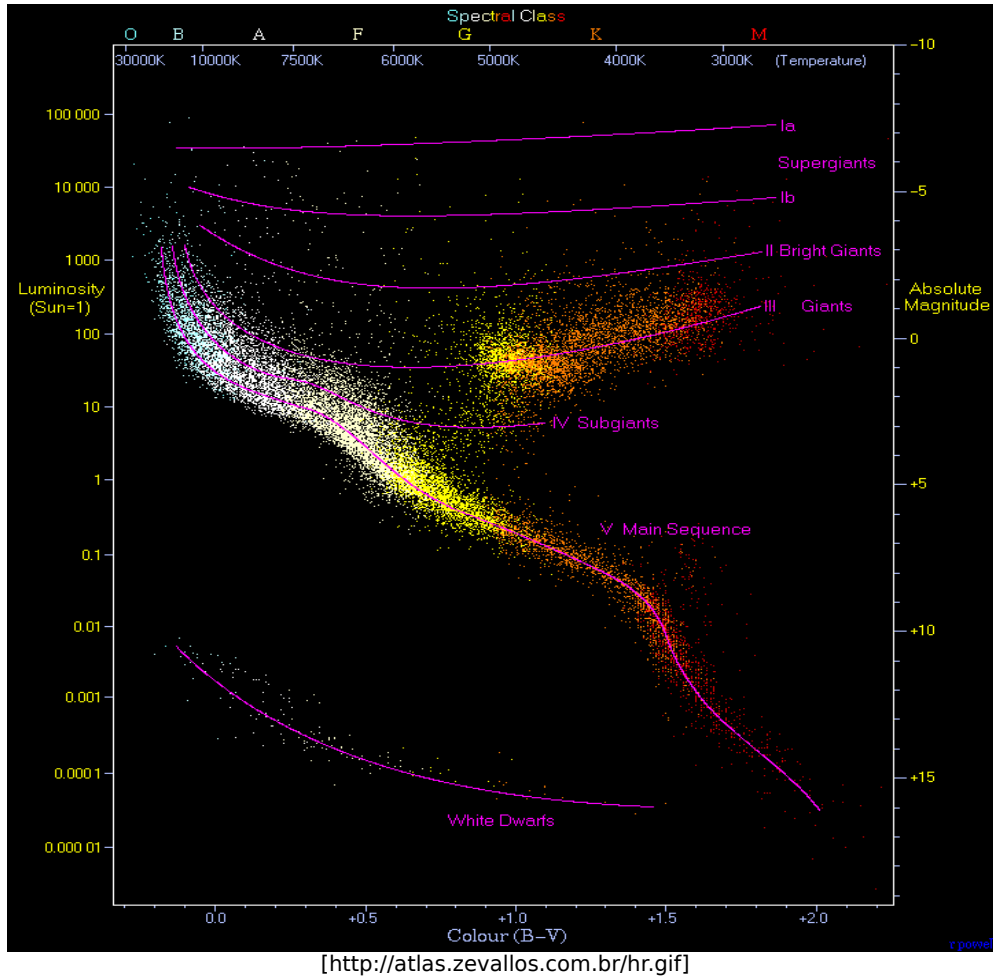


Figura 55. Las clases de luminosidad de Morgan-Keenan en el diagrama H-R.

- La gran mayoría de las estrellas (cerca de un 80%) caen en una banda diagonal que baja de la parte superior izquierda a la parte inferior derecha. A esta banda se la conoce como la “secuencia principal”. Este hecho pone en evidencia la existencia de una correlación entre la luminosidad y la temperatura de las estrellas: en la mayoría de los casos las estrellas entre más azules más luminosas.
- El número de estrellas frías y rojizas es mayor que el de estrellas azules y luminosas. A estas estrellas que representan el grueso de la población estelar al menos en el vecindario de nuestro Sol se las conoce como “enanas rojas”.
- Las estrellas que se encuentran afuera de la secuencia principal se reúnen en nubes más o menos bien definidas. Por su posición en el diagrama que pone en evidencia sus propiedades intrínsecas algunas de esas nubes reciben nombres como Supergigantes Azules, Supergigantes Rojas, Gigantes Rojas, Enanas Blancas.
- Si se colocan sobre el diagrama estrellas de un mismo tipo espectral pero distinta clase de luminosidad aparecen entonces correlaciones interesantes entre las clases de luminosidad y las nubes de estrellas mencionadas en el aparte anterior. Las estrellas de clase V (enanas) son estrellas de la secuencia principal. La nube de gigantes naranja y rojas se corresponde muy bien con el tipo de luminosidad III.
- Algunas explicaciones sobre la apariencia, color y brillo de las estrellas que vemos en el cielo pueden obtenerse a partir del diagrama H-R y la manera como las estrellas cercanas al Sol se distribuyen en él. Si situamos el límite de magnitud perceptible por el ojo en condiciones de oscuridad en +5 y sabiendo que muchas estrellas están a 10 pc o más, las estrellas de magnitud absoluta mayor a +5 (poco luminosas) están por fuera del alcance de nuestra observación a ojo desnudo. Esto tiene varias implicaciones sobre la apariencia de las estrellas en el cielo.
 - La primera es que la mayoría de las estrellas que si son visibles en el cielo son estrellas blanco azuladas de la secuencia principal que tienen por su temperatura, suficiente luminosidad para hacerse ver.
 - La segunda consecuencia es que no podemos ver desde nuestra posición y dadas nuestras limitaciones, una importante fracción (por no decir la fracción mayoritaria) de las estrellas en el vecindario del Sol. Las estrellas que vemos en el cielo (aún en los cielos más despejados y tachonados de estrellas) son apenas una muestra pequeña del número de estrellas no visibles que hay allí, todas en su mayoría enanas rojas muy poco luminosas. Por ejemplo la estrella más cercana al sistema solar es en realidad la enana roja Próxima Centauri, compañera de Alfa Centauri. Su luminosidad es tan pequeña que no es visible desde nuestro planeta pero su compañera lo es todo el tiempo por su mayor temperatura y luminosidad.
 - La tercera consecuencia es que casi todas las estrellas rojizas que vemos en el cielo pertenecen al grupo de las Gigantes o Supergigantes Rojas. Por la misma razón es posible decir casi sin temor a equivocarse que una estrella rojiza o naranja en el cielo es una estrella luminosa, lejana y muy grande.

2.7.1. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. ¿Por qué las estrellas ubicadas en el diagrama H-R a la derecha sobre una línea horizontal son más grandes que las ubicadas a la izquierda?
2. Discuta e investigue las razones probables por las cuales hay más estrellas enanas rojas que de cualquier otro tipo.
3. Explique por qué a las estrellas de la parte superior de la secuencia principal se las llama gigantes y supergigantes azules.
4. ¿Por qué la mayoría de las estrellas visibles a simple vista son en su mayoría estrellas blancas y azules y no estrellas rojas que son también las más abundantes en la Galaxia?

Consultas

5. Investigar la historia del diagrama Hertzsprung-Russel.

Test 1

A continuación se presenta un test completo correspondiente a las partes del curso cubiertas hasta este punto en el documento. Por favor intente resolver cada una de las cuestiones formuladas sin ayuda del instructor y sin apoyarse del contenido de las notas. El tiempo máximo para la solución de este test es de 1 hora.

I. Falso y Verdadero (20%)

Indique usando una V o una F si las siguientes afirmaciones son verdaderas o falsas.

- 1) Las estrellas emiten luz con un espectro exactamente igual al de un cuerpo caliente ____ .
- 2) Si dos estrellas tienen la misma luminosidad, la más fría es también la más “pequeña” ____.
- 3) Las líneas de absorción que aparecen en los espectros estelares se producen básicamente por que la estrella no emite radiación en esas longitudes de onda ____.
- 4) El espectroscopio es el instrumento que permite llevar la luz de un telescopio hasta el foco de su objetivo ____.
- 5) El brillo de un objeto astrofísico es la cantidad de energía emitida por el cuerpo por unidad de tiempo por unidad de área ____.
- 6) Es posible determinar con las capacidades instrumentales presentes, el paralaje de cualquier estrella en nuestra Galaxia incluso en galaxias lejanas ____.
- 7) El grosor de las líneas espectrales de una estrella puede brindarnos información acerca de su tamaño ____.
- 8) Una cámara CCD utiliza una película fotográfica muy sensible y de muy fácil revelado, lo que la hace ideal para la astronomía ____.
- 9) Para ser 100 veces más luminosa que el Sol una estrella del mismo tipo espectral debe ser 100 veces más grande ____.
- 10) Los telescopios más grandes del mundo son telescopios refractores ____.

II. Selección Múltiple (40%)

Seleccione la opción que considere correcta de acuerdo a la situación planteada en cada caso.

- 1) Si se conoce el brillo y el paralaje de una estrella NO se puede determinar:
 - a. Su magnitud absoluta
 - b. Su distancia
 - c. Su luminosidad
 - d. Su índice de color
- 2) La estrella más cercana se encuentra a una distancia aproximada de 1 pc. Por esta razón ninguna estrella presenta un paralaje:
 - a. Menor a 1”
 - b. Mayor a 0.0001”
 - c. Mayor a 1”
 - d. Igual al de esta estrella
- 3) La razón por la cuál un átomo siente preferencias exclusivas por absorber ciertas longitudes

de onda específicas es:

- a. Porque solo ciertas formas de luz tienen la capacidad de ionizar el átomo
- b. Porque la energía que pueden absorber sus electrones no puede ser arbitraria
- c. Porque el átomo solo puede moverse a velocidades específicas
- d. Por qué las órbitas de los electrones tienen tamaños específicos comparables a esas longitud de onda

4) Una estrella A tiene un brillo 100 veces mayor a la de otra estrella B. Sobre sus magnitudes aparentes podemos afirmar que:

- a. La magnitud de A es 100 veces menor que la de B
- b. La magnitud de A es 5 unidades menor que la de B
- c. Si la magnitud de A es 0 la de B es -5
- d. Nada podemos decir sobre sus magnitudes conociendo solo el brillo

5) La magnitud de una estrella en el azul (B) es menor que su magnitud en el verde-amarillo (V). Sobre la estrella podemos decir que,

- a. Tiende a ser azul
- b. Su temperatura tiende a ser alta
- c. Emite radiación en mayor cuantía en longitudes de onda corta
- d. Todas las anteriores.

6) El poder de resolución o de separación de un telescopio es:

- a. La capacidad para aumentar las imágenes de los objetos que observa
- b. El más pequeño ángulo que el telescopio puede resolver, es decir, su capacidad para ver detalles.
- c. La capacidad de hacer ver más brillantes los objetos que observa
- d. Ninguna de las anteriores

7) Tres estrellas A, B y C tienen por casualidad la misma magnitud aparente. La distancia de A es el doble de la de C y la de B la mitad de la de C. Ordene estas estrellas de **mayor a menor** magnitud absoluta.

- a. A, C, B
- b. B, C, A
- c. A, B, C
- d. Todas tienen la misma magnitud absoluta

8) En una noche estrellada se ve una estrella brillante blanco-azulada. Sólo con esta información, sobre la estrella NO podemos decir que:

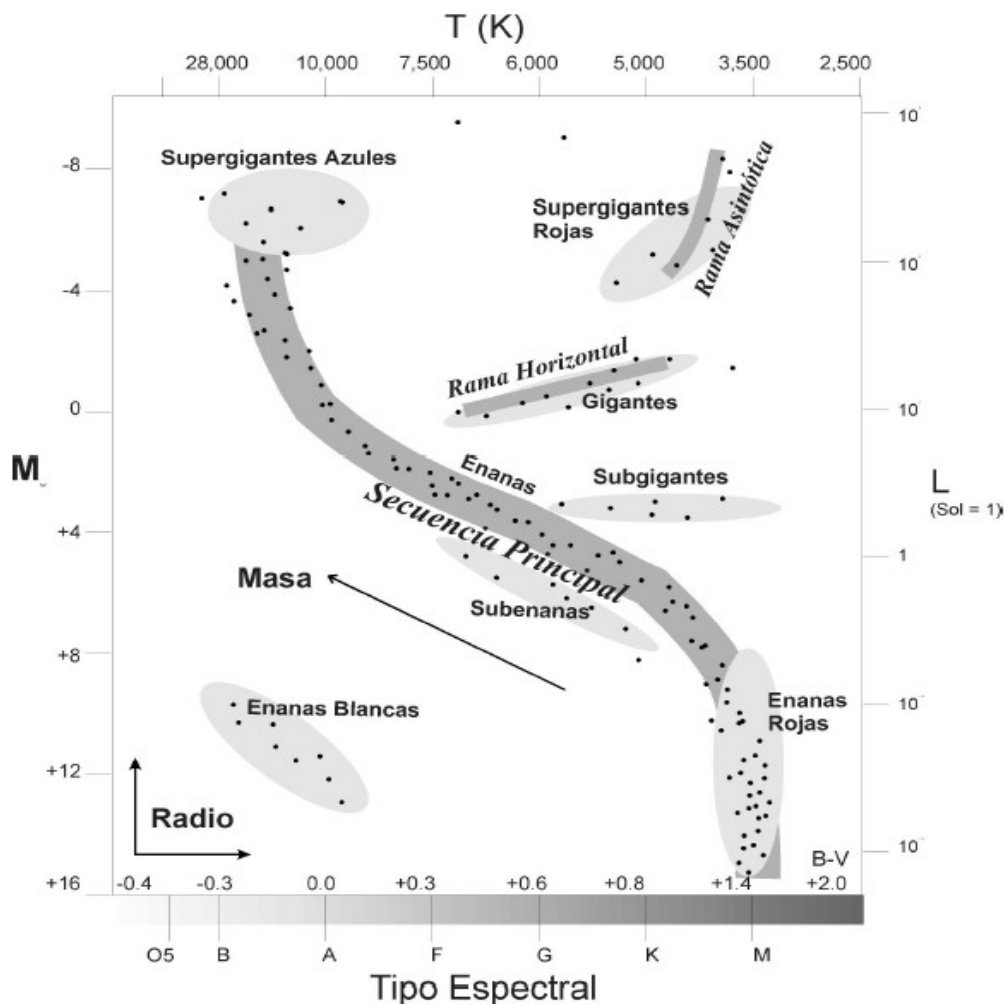
- a. Es una estrella muy caliente
- b. Tiene un índice de color $B-V < 0$
- c. Es una estrella muy cercana
- d. Es una estrella con un radio mayor que el del sol.

9) La longitud de onda en la que emite más radiación una estrella dada esta en el Ultravioleta. Su tipo espectral es probablemente:

- a. A
- b. M
- c. G
- d. K

10) Considerando que estrellas más masivas son más luminosas, en la secuencia principal:

- a. Las más masivas están en la parte superior (secuencia principal superior)
- b. Las menos masivas están en la parte superior (secuencia principal superior)
- c. Las menos masivas están en la zona de las gigantes rojas
- d. Ninguna de las anteriores.



III. Problemas (40%)

1.) A continuación se da una tabla de las propiedades observacionales de 5 estrellas miembros de una agrupación estelar.

Nombre	M	V	B
S1	0.0	+3.5	+4.0
S2	-7.0	-1.0	-1.3
S3	+12.0	+12	+13.4
S4	+5.0	+3.4	+4.1
S5	-6.0	+0.5	+3.0

De acuerdo a sus propiedades organice en orden ascendente las estrellas según su:

- a. Brillo :
Sugerencia: Recuerde que $V = m_v$
- b. Distancia:

Sugerencia: use la relación $M = m - 5 \log (d/10)$ escribiéndola de la forma $\log (d/10) = (m - M)/5$

c. Luminosidad :

d. Tipo Espectral (de O a M) :

Sugerencia: use el índice de color

2.) Determine la posición en el diagrama H-R de las estrellas del punto anterior. En base a lo que observa en el diagrama determine:

- a. Cuáles son de la secuencia principal?
- b. Ordene de mayor a menor según radio las estrellas pertenecientes a la secuencia principal :
- c.Cuál es la más grande? Cuál la más pequeña?

Parte 3.

La Física de los Procesos Astrofísicos

La pregunta básica de la astrofísica es ¿cómo funcionan los objetos astronómicos? ¿cómo llegaron ahí? ¿en que terminaran? La solución a estas preguntas es uno de los más grandes retos intelectuales en tanto los cuerpos a los que nos estamos refiriendo están a enormes distancias. Existe un procedimiento básico utilizado por la astrofísica para responder a estas preguntas:

- 1. Realizar observaciones completas de lo que se está estudiando. La observación y registro del objeto astronómico es la mejor manera de obtener las primeras pistas para entender su naturaleza. Como un detective el astrofísico usa la observación en primer lugar para reconstruir su “caso”.*
- 2. A partir de la observación se construyen algunas suposiciones “educadas” sobre la composición material y constitución del objeto que se observa.*
- 3. Estimada la constitución física del cuerpo, el astrofísico se pregunta qué pueden decir las leyes de la física sobre la materia y las condiciones en las que esa materia se encuentra en el sistema astrofísico. Esto le puede permitir por ejemplo entender la historia del cuerpo e incluso su posible destino.*

Los pasos 1 y 2 pueden ser completados con las herramientas provistas en la segunda parte de este texto. Nos familiarizaremos en esta parte con los elementos conceptuales necesarios para completar la tercera parte, a saber conoceremos y aplicaremos leyes de la física de muy diversas subdisciplinas para entender lo que sucede en los sistemas astrofísicos. Si bien lo que se presenta aquí puede aplicarse a casi cualquier sistema astrofísico, de nuevo nos concentraremos en el caso de las estrellas como un ejemplo de aplicación (y uno muy importante) de esas mismas leyes. Preparémonos entonces para convertirnos por un momento en físicos como condición para entender como funciona el Universo.

Capítulo 3.1. Gases y Plasmas

3.1.1. ¿Qué son los gases y los plasmas?

Un gas es una sustancia formada por muchísimas partículas (átomos, electrones, fotones, moléculas) que interactúan entre sí pero que no forman lazos permanentes entre ellas.

Lo que poco se cuenta: *El origen de la palabra gas*

La palabra gas tiene su origen en la pronunciación alemana de la palabra griega "chaos" (caos) que hace referencia a la naturaleza "desordenada" y azarosa de la organización y movimiento de las partículas de la sustancia.

La naturaleza de los gases esta en contraposición con la de los líquidos y los sólidos. En la primera, grupos de partículas forman vínculos permanentes o temporales, pero flexibles, entre ellas y los grupo se mantienen sino fijos, muy relacionados con otros grupos. En el caso de los sólidos las partículas forman lazos permanentes entre ellas organizándose de forma regular (sólidos cristalinos) o irregular (sólidos amorfos).

Un plasma puede considerarse como un gas que contiene partículas eléctricamente cargadas y que pueden interactuar con otras partículas con fuerzas eléctricas de largo alcance (contrario a las fuerzas entre cuerpos neutros que son normalmente fuerzas de contacto o de corto alcance).

La mayor parte del universo es una mezcla de gases (1%) y plasmas (99%) muy diversos: estrellas, nubes interestelares, enanas blancas. Mucho menor es la cantidad de materia que en el cosmos esta en estado sólido.

El conocimiento de las propiedades física de gases y plasmas es entonces fundamentales para conocer la composición material de los cuerpos que forman el Universo.

3.1.2. Propiedades básicas de gases y plasmas

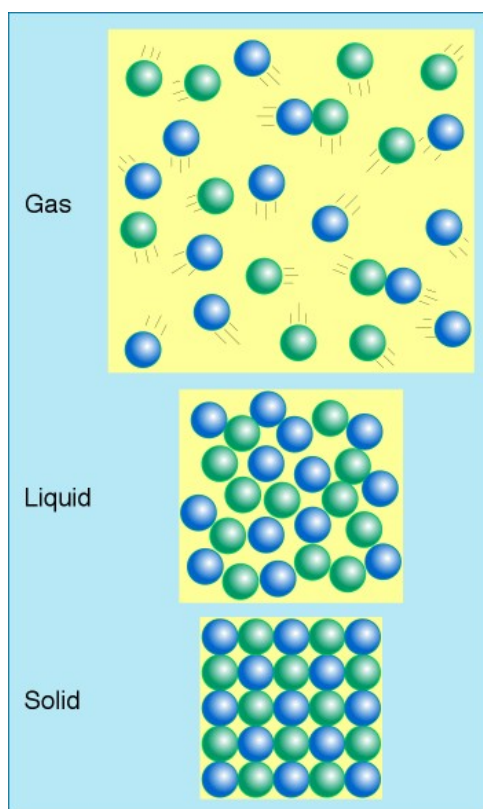
Cuatro son las propiedades básicas que asociamos a cualquier gas o plasma:

- Masa molecular promedio (μ). Se llama así a la "masa" promedio de las partículas que forman el gas o el plasma. La mayor parte de los gases o plasmas astrofísicos están hechos de más de un tipo de partícula (molécula, átomo o partícula subatómica). Por ejemplo es común encontrar en los plasmas astrofísicos electrones entre iones (átomos que han perdido esos electrones), moléculas y otras partículas. La masa molecular media de un gas o plasma da cuenta de la media de esa diversidad. Por ejemplo un plasma hecho exclusivamente de Hidrógeno ionizado estará hecho la mitad de protones y la otra mitad de electrones. Su masa "molecular" promedio

será entonces:

$$\mu = \frac{m_e + m_p}{2} = \frac{9.11 \times 10^{-31} \text{ kg} + 1.67 \times 10^{-27} \text{ kg}}{2} = 8 \times 10^{-28} \text{ kg}$$

Es decir casi la mitad de la masa del protón.



[<http://myweb.cwpost.liu.edu/vdivener/notes/solid-liquid-gas.gif>]

Figura 56. Ilustración de la diferente configuración y estado de las partículas en un gas, un líquido y un sólido.

- Temperatura (T). La temperatura es una medida de la energía térmica disponible en un cuerpo. En un gas o plasma la energía térmica se manifiesta con el movimiento aleatorio de las partículas a velocidades arbitrarias. Cuando un gas o plasma tienen la misma temperatura en todos sus puntos se dice que están en equilibrio térmico.

Como se explica en el apéndice B, las velocidades de las partículas en un gas o plasma en equilibrio térmico, si bien arbitrarias y azarosas, siguen una regla estadística bien definida. Hay partículas moviéndose prácticamente a todas las velocidades; las que se mueven a gran velocidad o a muy poca velocidad son sin embargo muy pocas y existe una velocidad "pico" en la que muchas partículas están moviendo. La velocidad pico a la que se mueven las partículas del gas depende de la temperatura y de la masa molecular promedio del gas así:

$$v_{max} \approx 500 \text{ km/h} \sqrt{\frac{T}{\mu}} \quad (\text{Ec. 17})$$

Entonces a mayor temperatura mayor será la velocidad pico de las partículas. Sin embargo en 2 gases con la misma temperatura, el gas más “liviano” será también aquel en el que se alcance una velocidad pico más grande.

- Densidad (ρ). La densidad de una sustancia es la cantidad de masa contenida en un volumen constante (una unidad de volumen generalmente).

Algunas densidades de gases y plasmas conocidos son:

$$[\rho(\text{agua}) = 1 \text{ g/cm}^3]$$

$$\rho(\text{aire mar}) = 0.001 \text{ g/cm}^3$$

$$\rho(\text{sup. Sol}) = 0.0000002 \text{ g/cm}^3$$

$$\rho(\text{Neb. Orión}) = 2 \times 10^{-14} \text{ g/cm}^3$$

$$\rho(\text{Enana blanca}) = 10^6 \text{ g/cm}^3$$

Lo que poco se cuenta: *Un gas caliente que no “quema”*

Un gas puede estar a una temperatura muy alta pero no ser capaz de “quemar” un cuerpo contenido dentro de él. Por ejemplo la temperatura de los gases (plasmas realmente) en la alta atmósfera por donde se mueve el transbordador espacial supera varios miles de grados. La razón por la que el transbordador en su órbita no se consume a estas altas temperaturas es que la densidad de los gases en estas capas es tan baja que la capacidad para transferirle calor al transbordador es también muy baja.

- Presión (P). Todo gas y plasma tiene la tendencia a dispersarse debido al movimiento desordenado de las partículas que lo componen. Asociada a esa tendencia a dispersarse esta la presión del gas. Si se colocará una superficie plana dentro del gas o plasma la presión en el lugar donde se encuentra la superficie se define como la fuerza ejercida por el continuo golpeteo de las partículas contra esa superficie. La presión se define asumiendo un área superficial unitaria. Es importante entender que hay presión en el seno de un gas aunque no haya un recipiente o unas paredes para experimentar esa presión. Las unidades de la presión son descritas en el apéndice B, sección 1.

3.1.3. La ecuación de estado

Como resulta evidente existe una relación estrecha entre las cantidades anteriores: a mayor temperatura la presión del gas aumenta (mayor velocidad de las partículas implican golpes más frecuentes y fuertes), a una temperatura dada si la densidad aumenta, aumenta la presión (al aumentar la densidad la frecuencia de los choques es mayor).

La relación precisa entre las cantidades anteriores es muy importante para entender cuantitativamente el comportamiento de los gases y los plasmas. Normalmente

todas las cantidades anteriores se encuentran relacionadas entre sí a través de una fórmula conocida como la "Ecuación de Estado".

La Ecuación de Estado de un gas o plasma es una fórmula poco trivial de conocer. Además puede variar de unas sustancias a otras dependiendo de los fenómenos microscópicos que se suceden en ellos como también del tipo de fuerzas que actúan entre las partículas.

La Ecuación de Estado mejor conocida (y aplicada), es una que se deduce de suponer las condiciones más simples posibles en el gas o plasmas: partículas que se mueven libremente, interactuando entre sí esporádicamente. A la fórmula resultante se le da el nombre de "ecuación de estado del gas ideal" y a pesar de su nombre se la utiliza de forma generalizada para describir muchos gases y plasmas astrofísicos incluyendo la atmósfera de los planetas y el interior de las estrellas.

$$P = 80 \text{ atm} \frac{\rho}{\mu T} \quad (\text{Ec. 18})$$

En la fórmula anterior la densidad debe reemplazarse en unidades de gramos por centímetro cúbico, la temperatura en grados Kelvin y la masa molecular promedio en términos de la masa del átomo de Hidrógeno.

La ecuación de estado permite obtener cualquiera de las propiedades básicas del gas o plasma en función de las demás. En particular si se conoce la densidad, masa molecular promedio y temperatura es posible conocer la presión en el gas.

Ejemplo 8: Calcular la presión de: a) aire al nivel del mar sabiendo que $\rho = 0.001 \text{ g/cm}^3$, $T = 300 \text{ K}$, $\mu = 28$. b) La "superficie" del Sol $\rho = 2 \times 10^{-7} \text{ g/cm}^3$, $T = 5800 \text{ K}$, $\mu = 0.5$.

Sol./

$$P (\text{aire mar}, \rho = 0.001 \text{ g/cm}^3, T = 300 \text{ K}, \mu = 28) \sim 1 \text{ Atm}$$

$$P (\text{Sup. Sol}, \rho = 2 \times 10^{-7} \text{ g/cm}^3, T = 5800 \text{ K}, \mu = 0.5) \sim 0.05 \text{ Atm}$$

Ejercicio 8.1. ¿Cuál es la densidad de la atmósfera de Venus si $T = 480 \text{ C}$, $P = 90 \text{ atm}$ y $\mu = 44$?

En un gas o plasma sometido a fuerzas y efectos externos, la temperatura, densidad y presión pueden variar de punto a punto. Los efectos de estas variaciones son diversos. Por ejemplo una variación en la temperatura puede inducir corrientes de materia que generan por ejemplo en las atmósferas de los planetas vientos y en el interior del Sol corrientes convectivas.

Cuando la presión varía de un punto a otro, un nuevo tipo de efecto aparece. Si se coloca un cuerpo extenso dentro del gas o plasma, la fuerza ejercida sobre algunos de los puntos de la superficie del cuerpo y causada por la presión será diferentes a las producida en otros puntos. El cuerpo experimentará entonces al estar sumergido dentro del gas o plasma una fuerza resultante que puede moverlo.

Estas fuerzas internas en los gases y plasmas producidas por diferencias de presión son por ejemplo las responsables de que los globos aerostáticos inflados con aire caliente floten dentro de la atmósfera de la Tierra. Y también son responsables de que a pesar de la inmensa masa del Sol su “cuerpo” no perezca aplastado por su propio peso.

3.1.4. Propiedades especiales de los plasmas

La presencia de partículas eléctricamente cargadas en un plasma crea algunas condiciones especiales que no aparecen en un gas neutro. La temperatura por ejemplo en un plasma tiene que ser diferenciada claramente entre la temperatura de los electrones (que normalmente es muy grande porque al ser muy livianos los electrones con la misma energía térmica disponible se mueven muy rápidamente) y la temperatura de los iones.

Un plasma se dice que es un “plasma térmico” si la temperatura de iones y electrones es la misma (debido a su intensa interacción). Este es el caso por ejemplo del plasma del que está hecho el Sol. Un “plasma no térmico” es aquel en el que la temperatura de iones y de electrones es muy diferente. Este es el caso por ejemplo del medio interestelar, un plasma no térmico muy importante en astrofísica.

El nivel de ionización (α) en un plasma se define como la fracción de átomos en el plasma que están ionizados o han ganado electrones. El nivel de ionización depende fundamentalmente de la temperatura. A mayor nivel de ionización más intensas serán las manifestaciones de las propiedades propias del plasma. Un nivel de ionización tan bajo como un 1% ya es suficiente para conferir a un gas propiedades especiales de plasma.

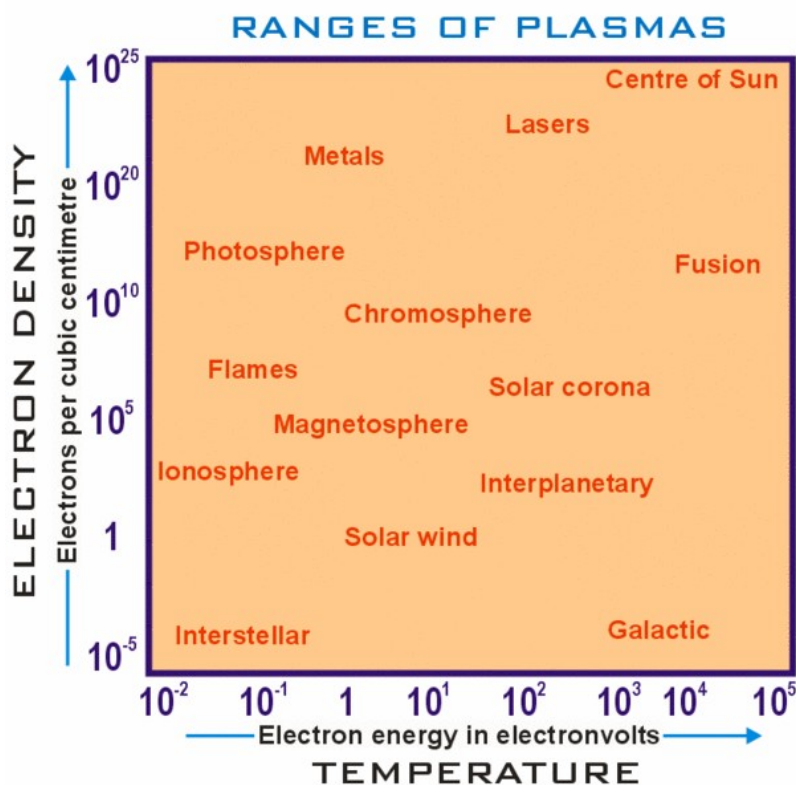
Los electrones juegan un papel fundamental en los plasmas. Al fin y al cabo son partículas comunes de encontrar dado que el estado de plasma se consigue normalmente después de que en un gas neutro los átomos pierden electrones que pasan a estar libres. Otro parámetro importante en un plasma es la densidad numérica de electrones (n_e), definida como el número de electrones libres que se encuentran en un volumen unitario de espacio dentro del plasma. Densidades de electrones típicas en algunos plasmas conocidos se muestran en la figura 57. La densidad numérica de electrones depende fuertemente de la temperatura, en tanto esta última es una de las principales determinantes del fenómeno de ionización.

La densidad numérica de electrones, el nivel de ionización y la densidad se relacionan entre sí a través de la expresión:

$$n_e = a \frac{\rho}{\mu m_p} \langle Z \rangle \quad (\text{Ec. 19})$$

Donde $\langle Z \rangle$ es el número típico de electrones que han perdido los átomos en el plasma.

Propiedades un poco más exóticas son el Radio o Longitud de Debye (λ_D), que es el radio de una esfera imaginaria trazada alrededor de una partícula y dentro de la cuál las fuerzas eléctricas ejercidas por la partícula son efectivamente experimentadas por otras partículas. Más allá del radio de Debye la fuerza eléctrica es “apantallada” por la fuerza de otras partículas. El radio de Debye depende de la densidad, propiedades de las partículas y de la interacción entre ellas. Algunos radios de Debye característicos son por ejemplo para la ionosfera 1 mm, el núcleo solar 0.1 A y el medio interestelar 10 m!



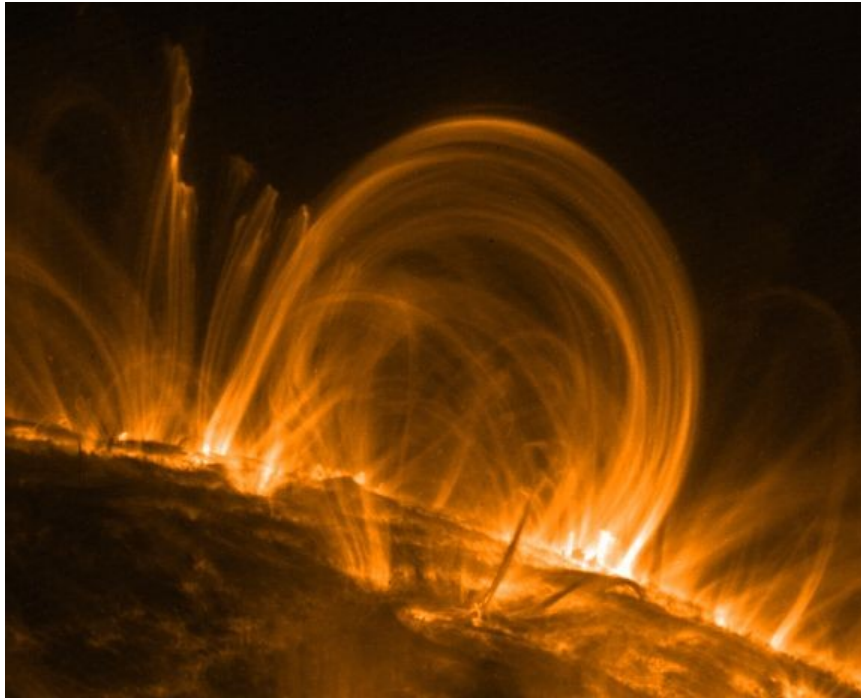
[http://upload.wikimedia.org/wikipedia/en/thumb/3/36/Ranges_of_Plasmas_graph.png/250px-Ranges_of_Plasmas_graph.png]

Figura 57. La propiedades básicas de algunos plasmas astrofísicos comunes.

El número promedio de partículas contenidas en una esfera imaginaria con el radio de Debye se conoce como el Parámetro del Plasma (Λ). Este número indica cuántas partículas en promedio efectivamente interactúan con cada partícula. Si el parámetro del plasma es pequeño entonces muchos de los fenómenos que hacen comportarse a los plasmas como tal no se manifestaran y tendremos ante nosotros prácticamente a un gas. Si el parámetro del plasma por el contrario es grande entonces tendremos un buen plasma.

Una de las propiedades más interesantes e importantes de los plasmas es la manera

como ellos interactúan con los campos magnéticos. Al estar compuestos de cargas eléctricas cuando se aplica a un plasma un campo magnético, las partículas que se mueven en él responden al campo magnético. Con el tiempo la interacción de las partículas del plasma con el campo magnético puede organizar de forma coherente el movimiento de las partículas en el plasma.



[http://tbn0.google.com/images?q=tbn:E6lp3EafnASh7M:http://www.electric-cosmos.org/coronaloop_trace.jpg]

Figura 58. El plasma en la atmósfera del Sol obedece las fuerzas de los retorcidos campos magnéticos superficiales de nuestra estrella. Se observa aquí una prominencia solar cuyo tamaño supera fácilmente el de nuestro planeta.

Es el tipo de cosas que ocurren por ejemplo en las prominencias solares, enormes rizos magnéticos a través de los cuales es obligado a moverse de un lado al otro el plasma de la fotosfera y atmósfera solar.

Pero las mismas partículas cargadas del plasma son capaces de producir ellas mismas un campo magnético. Esto provoca que en lugar de responder pasivamente al campo el plasma mismo obligue al campo a adaptarse a su propia dinámica.

Este fenómeno es el responsable de que el campo magnético del Sol se retuerza debido al hecho de que distintas partes de nuestra estrella rotan con distintas velocidades: las líneas de campo solares una vez derechas al interactuar con el plasma que rota de forma diferencial se retuercen (ver figura 58). El efecto de los plasmas sobre los campos magnéticos se ve también reflejado en la forma como el campo magnético que rodea nuestro planeta es deformado ante el paso de una corriente permanente de plasma procedente del Sol y que conocemos como el viento solar. El viento solar, en sí mismo un plasma, al llegar a la Tierra es desviado por el

campo magnético de la Tierra pero al mismo tiempo el campo de la Tierra se deforma alargándose del lado contrario a la dirección de la que llega el viento.

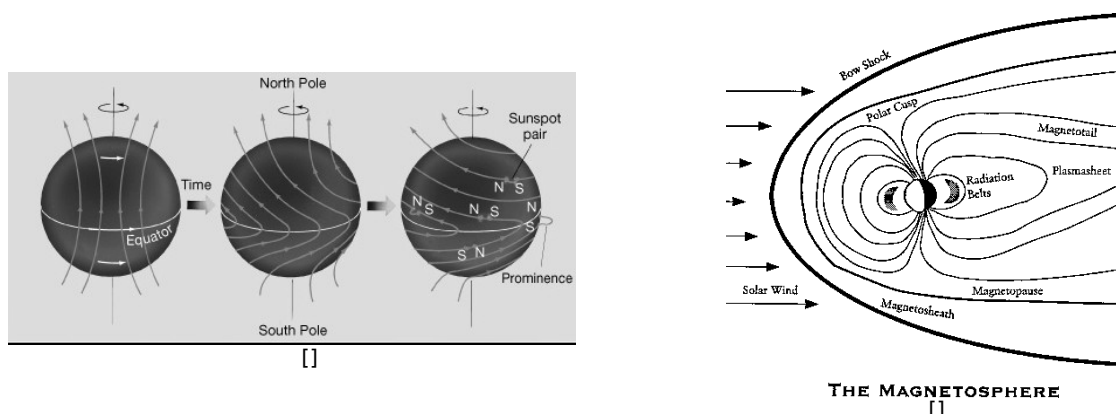


Figura 59. Los campos magnéticos también ceden ante la influencia de los plasmas. En el Sol (izquierda) el enorme campo magnético del Sol se enrolla por efecto de las diferencias en la rotación de la materia del Sol en el ecuador y lejos de él. Alrededor de la Tierra (derecha) el campo magnético de la Tierra se deforma para adquirir su clásica apariencia alargada por efecto de la interacción del campo con el plasma del viento solar.

La física de los efectos de los campos magnéticos sobre los plasmas y viceversa forman una disciplina completa en la física que se conoce como la “Magneto hidrodinámica”.

Lo que poco se cuenta: Ondas en un plasma

Cuando se perturba un plasma que esta sumergido en un campo magnético (por ejemplo se intensifica el campo en un lugar o se comprime el plasma) se produce en el plasma un tipo de ondas que se conocen como Ondas de Alfven. Las ondas de Alfven son fenómenos poco mencionados pero que juegan un papel muy importante en la propagación y distribución de la energía en la atmósfera solar, la creación misma del viento solar y en fenómenos más cercanos a nosotros como las auroras polares y la dinámica de la magnetosfera terrestre.

3.1.5. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. Discuta si los gases solo pueden estar hechos de átomos.
2. La temperatura en la atmósfera de la Tierra (al menos en las primeras capas) disminuye al aumentar la altura. Investigue y discuta las razones de este fenómeno.
3. Investigue y discuta las razones por las cuales una nebulosa esta hecha de plasma en lugar de ser un gas de átomos y moléculas neutras.

Consultas

4. Investigue la composición exacta de la atmósfera terrestre y calcule la masa molecular promedio de esta mezcla.

Capítulo 3.2. Gravitación

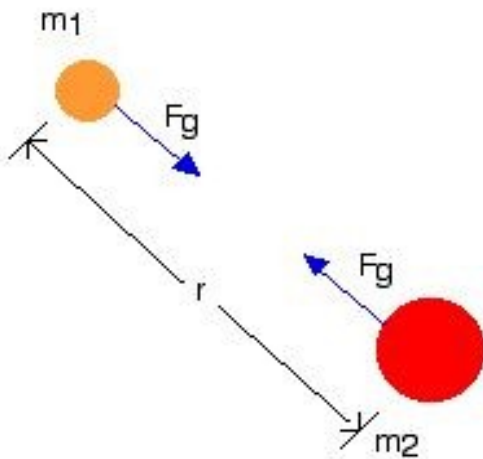
Entre las fuerzas que juegan un papel importante en astrofísica la gravedad es quizás la más importante. Ella define la estructura y dinámica del universo, es la fuerza motora primera de la formación de los cuerpos astrofísicos, la misma fuerza que en unos casos sólo destruye o modifica y también la que los organiza en sistemas, grupos, galaxias.

¿Cómo funciona de forma básica la gravedad? ¿cuáles son los principios y leyes básicas que rigen el fenómeno gravitacional? ¿cuál es su papel en algunos procesos astrofísicos específicos? Trataremos aquí de dar respuestas sintéticas a estos interrogantes.

3.2.1. La “Fuerza” Gravitacional

Toda partícula en el universo atrae a todas las demás con una fuerza que es directamente proporcional a las masas e inversamente proporcional al cuadrado de la distancia (Newton, Principia, 1687).

Así reza el texto original de la ley de gravitación universal contenido en el texto de Newton. La misma frase en términos matemáticos un poco más modernos que los utilizados por Newton se escribe:



$$F_g = \frac{G m_1 m_2}{r^2} \quad (\text{Ec. 20})$$

Figura 60. Dos cuerpos se atraen gravitacionalmente

G se conoce como la constante de gravitación universal y su valor es extremadamente pequeño $G = 0.000000000007 \text{ Nm}^2/\text{kg}^2$.

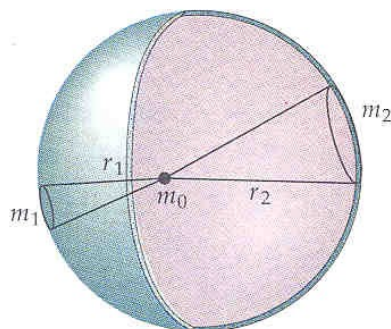
Algunas de las propiedades sobre salientes de esta fuerza son:

- Es mayor cuánto mayor es la masa de los cuerpos interactuantes. Por ejemplo en

el Sistema Solar, las fuerzas Sol-Tierra, $F_g \cong 4 \times 10^{22} \text{ N}$, Sol-Luna [$0.012 M_T$], $F_g \cong 5 \times 10^{20} \text{ N}$, Tierra-Luna, $F_g \cong 2 \times 10^{20} \text{ N}$.

- La fuerza gravitacional disminuye muy rápidamente con la distancia.
- Es mutua, es decir ambos cuerpos experimentan el mismo efecto tanto en magnitud como en dirección (atractiva hacia el otro cuerpo).
- Es extremadamente débil cuando se compara con otras fuerzas naturales. Por ejemplo la fuerza que ejerce un bate sobre una pelota es más o menos la misma fuerza total que ejerce la Tierra sobre un automóvil. El bateador más mediocre podría superar con creces en fuerza a todo el planeta. La fuerza electromagnética por el contrario es increíblemente poderosa. Si la fuerza de gravedad producida por la Tierra fuera tan fuerte como la fuerza eléctrica, entonces la Luna tendría que completar su órbita sobre nuestro planeta en menos de 1 milisegundo porque de lo contrario sería engullida sin piedad por nuestro planeta.
- La ley de gravitación universal en la forma matemática presentada anteriormente tiene un defecto. Cuando nos preguntamos por la distancia entre los dos cuerpos, a qué distancia nos referimos exactamente?, ¿a la distancia de "cabeza a cabeza" o a la "distancia de ombligo a ombligo"?. Muchos sostienen que la distancia que debe usarse en la fórmula anterior es la distancia entre los "centros de masa" de los cuerpos, pero la verdad es que la expresión anterior solo puede estrictamente hablando ser usada cuando la distancia entre los cuerpos es mucho mayor que el tamaño de los cuerpos mismos. A esta aproximación se la llama "aproximación de cuerpos puntuales".
- Cuando los cuerpos están muy cerca el cálculo de la fuerza gravitacional entre ellos es mucho más difícil, como lo descubriría Newton en su tiempo. Hay una fuerza gravitacional de gran importancia que cumple estas condiciones: la fuerza que ejerce la Tierra sobre todas las cosas que hay en su superficie. Para resolver este problema Newton procedió buscando primero la fuerza gravitacional causada por la Tierra pero si esta fuera completamente hueca. Lo que descubrió es sorprendente: sin importar donde nos encontráramos *adentro* de la esfera hueca no sentiríamos ninguna fuerza. Afuera de la esfera, como es demostrado por Newton, el cuerpo sentiría una fuerza dirigida al centro de la esfera e idéntica a la que resultaría si todos los puntos de la esfera estuvieran colocados en ese mismo centro. Este último hecho se aplica tanto si la esfera es hueca a si es maciza: la fuerza ejercida por un cuerpo con simetría esférica en un punto exterior es igual a la calculada con la ley de gravitación universal donde la distancia allí presente es la distancia del cuerpo al centro de la esfera.
- Estos dos resultados son muy importantes porque permiten describir las fuerzas gravitacionales producidas por cuerpos esféricos o casi esféricos en cualquier punto dentro y fuera de su superficie. Un resultado muy apropiado para estudiar la gravitación de muchos cuerpos astrofísicos:
 - En puntos situados más allá de la superficie la fuerza es como la dictada por la

ley de gravitación Universal. A medida que nos aproximamos a la superficie la fuerza se va incrementando rápidamente.



[http://www.lightandmatter.com/html_books/1np/ch10/figs/shell-theorem.png]

Figura 61. Una manera de demostrar que la fuerza gravitacional en el interior de una esfera hueca. Si nos paramos en cualquier punto la cantidad de materia que nos afecta desde el lado lejano del cascaron es mayor que del lado contrario. Sin embargo al estar más lejos la fuerza producida por esa mayor cantidad de materia es menor. En todos los puntos sucede lo mismo y el efecto neto es que en ningún punto se siente una fuerza neta.

- Cuando empezamos a penetrar dentro del cuerpo, la materia que “dejamos atrás” ya no ejerce ningún efecto gravitacional y solo lo hace la materia interior. La fuerza gravitacional empieza entonces a disminuir.
- En el centro mismo del cuerpo, toda la materia del objeto ha quedado atrás y por lo tanto no se produce ninguna fuerza gravitacional. El centro de la Tierra sería así el único lugar dentro y fuera de nuestro planeta donde realmente no hay una fuerza gravitacional neta.

3.2.2. Autogravitación

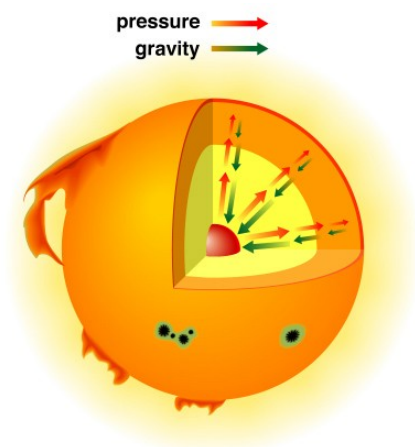
Todo cuerpo extenso experimenta un fenómeno conocido como autogravitación. Cada parte del cuerpo tiene masa y atrae a las demás partes. El resultado del efecto de la autogravitación es la tendencia del cuerpo a contraerse, tendencia que en la mayoría de los casos es compensada por otras fuerzas internas.

Así por ejemplo la autogravitación de las nubes de gas y polvo en el medio interestelar es la responsable de que finalmente ellas se conviertan en estrellas. La autogravitación del Sol y las estrellas es lo que mantiene “amarrados” a estos sistemas astrofísicos hechos de plasmas que tienden naturalmente a disgregarse. La autogravitación es así una de los más importantes fenómenos para mantener la materia de los sistemas astrofísicos en su lugar.

3.2.3. Equilibrio hidrostático

Pero si la autogravitación tiene el poder para aplastar por su propio peso a los cuerpos

astrofísicos cómo es posible que sobrevivan a esa tendencia a colapsar. En el caso de cuerpos sólidos como planetas o asteroides son fuerzas eléctricas microscópicas las que mantienen a los cuerpos en pie. A muy pequeña escala y cuando los átomos están muy cerca unos de otros, las fuerzas de repulsión eléctrica entre sus partes ejercen una resistencia poderosa frente a la gravedad. Recordemos que la intensidad de las interacciones electromagnéticas es muchísimas veces mayor que la de la fuerza de gravedad.



[http://cse.ssl.berkeley.edu/bmendez/ay10/2002/notes/pics/bt2lf1402_a.jpg]



[<http://astronomyonline.org/SolarSystem/Images/ProtoplanetaryDisks.jpg>]



[<http://www.kidsgeo.com/images/earths-atmosphere.jpg>]



[<http://centros4.pntic.mec.es/cp.las.vinas/bureta/trabajos/solar/jupiter.jpg>]

Figura 62. Arriba a la izquierda la lucha entre la fuerza autogravitacional y la tendencia a dispersarse. Arriba a la derecha, el punto rojo en el centro de la mancha negra es una nube en la que se esta formando una protoestrella; en la ella autogravitación ha vencido al gas, el cuerpo no esta en equilibrio hidrostático total. La atmósfera y el interior de Júpiter están casi en equilibrio hidrostático. En realidad Júpiter todavía se contrae. La atmósfera de nuestro planeta esta en total equilibrio.

En el caso de cuerpos líquidos y gaseosos se produce una intensa lucha entre la tendencia del cuerpo a dispersarse y su autogravitación. Es la presión interna del plasma por ejemplo de las estrellas o de las atmósferas planetarias las que sostienen a esos cuerpos contra la tendencia a ser aplastados por su peso. Los dos efectos se

igualan en una condición que se conoce como “equilibrio hidrostático.”

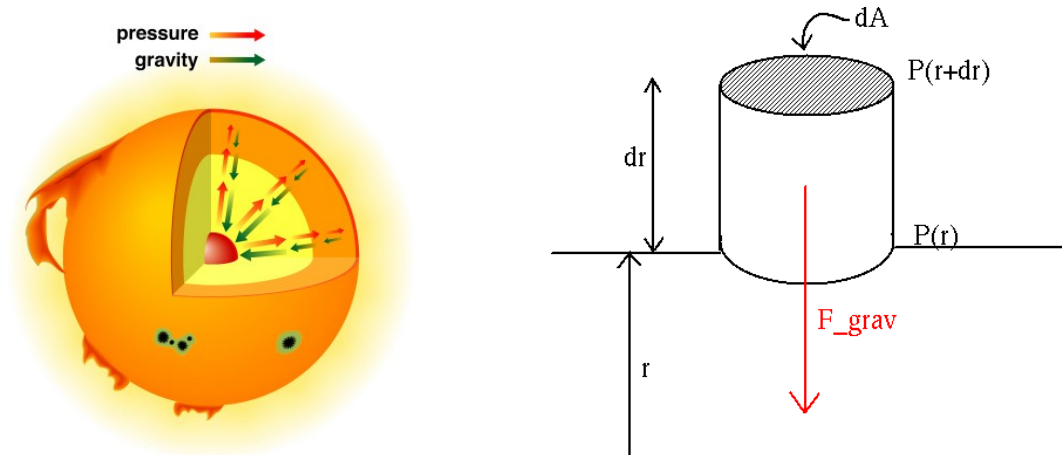


Figura 63. Ilustración de las fuerzas que actúan sobre cualquier trozo de materia en el interior de la estrella.

Cuando un cuerpo no está en equilibrio hidrostático total entonces tenderá a dispersarse (si es la presión el efecto que prima en él) o a sufrir un fenómeno que se conoce como “colapso gravitacional” (si es la gravitación la que prima sobre la presión). Muchos cuerpos astrofísicos conocidos están en equilibrio hidrostático: el Sol y la mayoría de las estrellas lo están, igualmente la envoltura gaseosa de los planetas. Otros no lo están, los glóbulos de gas y polvo muy adentro de las nubes gigantes donde se forman las estrellas no están en equilibrio hidrostático y en su lugar están colapsando rápidamente. Júpiter está en un delicado equilibrio y colapsa lentamente. La atmósfera superior del Sol (la corona) también está en un estado inestable y se expande continuamente llenando el sistema solar.

El estudio del equilibrio hidrostático en las estrellas es una pieza clave para entender las condiciones físicas reinantes en el interior estelar. Para hacerlo cuantificaremos de forma elemental el fenómeno.

Tomemos una porción de la materia del interior de una estrella delimitada imaginariamente por un cilindro mucho más pequeño que la estrella. El trozo de materia está sometido a dos fuerzas: la fuerza de gravedad producida por la materia de la estrella que está debajo de ella (M_i) y la fuerza resultante de la diferencia de presión entre la parte de arriba (P_{arriba}) y la parte de abajo del pedazo (P_{abajo}). En equilibrio ambas fuerzas deben ser exactamente iguales.

Usando la ley de atracción gravitacional y el hecho de que la fuerza sobre una superficie de área dA causada por una presión P es PdA la condición de equilibrio hidrostático será:

$$(P_{abajo} - P_{arriba})dA = \frac{GM_i m}{r^2}$$

La masa del pedazo de materia se relaciona con su área transversal y altura de modo que $m = \rho dA dr$. Usando este hecho la condición de equilibrio hidrostático se puede finalmente escribir en la forma:

$$(P_{abajo} - P_{arriba}) = \frac{G M_i \rho dr}{r^2} \quad (\text{Ec. 21})$$

Si bien esta importante ecuación se aplica solamente para describir lo que sucede con un pedazo de materia de la estrella, haciendo algunas suposiciones sencillas es posible utilizarla para estimar la presión reinante en el centro del Sol.

Si suponemos que la densidad de la estrella es constante la masa interior al lugar en el que se encuentra el pedazo sería:

$$M_i = \frac{4}{3} \pi \rho r^3$$

Con esta suposición la ecuación de equilibrio hidrostático sería:

$$(P_{abajo} - P_{arriba}) = \frac{4}{3} \pi G \rho^2 r dr$$

Si tomamos un número N de pedazos de igual altura dr y que se colocan uno encima del otro desde el centro hasta la superficie del Sol obtenemos se obtiene la siguiente relación

$$\begin{aligned} P_{centro} - P_{arriba1} &= \frac{4}{3} \pi G \rho^2 r_1 dr \\ P_{arriba1} - P_{arriba2} &= \frac{4}{3} \pi G \rho^2 r_2 dr \\ &\dots \\ P_{arriba_{N-1}} - P_{superficie} &= \frac{4}{3} \pi G \rho^2 r_N dr \end{aligned}$$

Suponiendo que $P_{superficie} = 0$ y que $r_N = R$. Sumando se obtiene:

$$P_{centro} = \frac{4}{3} \pi G \rho r_1 dr + \frac{4}{3} \pi G \rho r_2 dr + \dots + \frac{4}{3} \pi G \rho r_N dr$$

Sabiendo que $r_i = i dr$ ($R = N dr$) podemos escribir:

$$P_{centro} = \frac{4}{3} \pi G \rho dr (1 dr + 2 dr + \dots + N dr)$$

Teniendo en cuenta que la suma $1+2+3+\dots+N = N(N+1)/2 \cong N^2/2$. y que $dr = R/N$ queda:

$$P_{\text{centro}} \approx \frac{4}{3} \pi G \rho^2 \frac{R^2}{2} \quad (\text{Ec. 22})$$

La densidad media de una estrella es $\rho = M / (4/3 \pi R^3)$. Una fórmula muy sencilla que nos permite calcular una información increíble: la presión en el centro de una estrella, una región insondable de un objeto astrofísico violento y enorme. Aquí reside el poder increíble de la física para revelar los secretos del universo.

Ejemplo 9: Para el Sol $R = 7.96 \times 10^8 \text{ m}$ y $M = 2 \times 10^{30} \text{ kg}$, estime la presión y la temperatura en el centro de nuestra estrella.

Sol./

En el caso del Sol $\rho = 2 \times 10^{30} \text{ kg} / [4/3 \pi (7.96 \times 10^8 \text{ m})^3] = 946 \text{ kg/m}^3$. La presión en el centro sería entonces:

$$P_{\text{centro}} \approx \frac{4}{3} \pi G \times 946^2 \times \frac{(7.96 \times 10^8)^2}{2} = 8 \times 10^{13} \text{ Pa} \approx 10^9 \text{ atm}$$

Usando la presión calculada en el centro, la densidad, suponiendo una masa molecular $\mu = 0,5$ y aplicando la ecuación de estado es posible deducir un valor estimado para la temperatura en el centro del Sol:

$$P = 80 \text{ atm} \frac{\rho T}{\mu}$$

$$T = \frac{P}{80 \text{ atm}} \frac{\mu}{\rho} = \frac{10^9 \text{ atm}}{80 \text{ atm}} \frac{0,5}{0.946 \text{ g/cm}^3} = 6 \times 10^6 \text{ K}$$

Ejercicio 9.1. Suponiendo que el radio de una estrella aumenta al mismo ritmo que la masa, calcular la temperatura en el centro de una estrella con el doble de masa que la del Sol ($R=2R_{\text{sol}}$, $M=2M_{\text{sol}}$).

La temperatura en el centro del Sol se estima pues en cerca a una decena de millones de grados. La física se convierte de este modo en un increíble termómetro astrofísico.

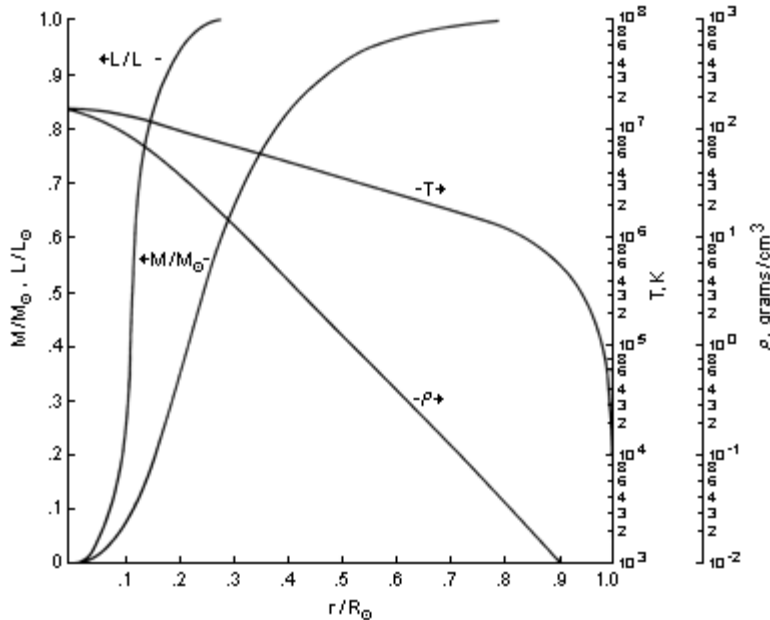
3.2.4. El colapso gravitacional

La física no solo puede contarnos cosas sobre los objetos que están en equilibrio hidrostático. Usando algunas leyes básicas y un poco de álgebra es también posible calcular lo que sucede cuando se rompe el equilibrio y gana la gravedad. En este caso se produce el colapso estelar.

Cuánto le toma a un gran cuerpo esférico colapsar hasta convertirse en uno muy pequeño (por ejemplo en el caso de una nube en la que se forma una estrella).

Lo que poco se cuenta: Las verdaderas condiciones en el centro solar

Un modelo más preciso del interior estelar conducen a un resultado no muy diferente. La temperatura central se estima en 14 millones de grados mientras que la densidad es de 110 g/cm³. El valor calculado anteriormente es sorprendentemente cercano si se tiene en cuenta que solo se uso algebra elemental para conseguirlo.



[<http://www.columbia.edu/~ah297/unesa/sun/images/graph2.gif>]

Figura 64. Las condiciones reales en el interior solar como son calculadas por modelos de computadora.

De nuevo si tomamos una porción del cuerpo situada por ejemplo en la superficie, la segunda ley de Newton nos permite calcular la aceleración de caída del cuerpo.

$$m a = \frac{G M m}{R^2}$$

Si suponemos que la densidad del cuerpo es constante entonces $M = 4/3 \pi R^3 \rho$ y la aceleración resulta ser:

$$a = \frac{4}{3} \pi G \rho R$$

Si suponemos que el cuerpo cae con la misma aceleración hasta el centro el tiempo de caída será $t = \sqrt{2R/a}$. De allí el tiempo de caída o de colapso se puede estimar como:

$$t = \sqrt{\frac{2R}{\frac{4}{3}\pi G \rho R}}$$

$$t = \sqrt{\frac{3}{2\pi}} \sqrt{\frac{1}{G \rho}} \quad (\text{Ec. 23})$$

De aquí se puede entender entonces que entre más densa es la esfera de masa más corto será el tiempo que tarda en colapsar. Es interesante que el tiempo de colapso estimado de esta manera no depende del tamaño de la nube.

Ejemplo 10: Una nube interestelar en la que se forman estrellas tienen una densidad típica $\rho = 10^{-12} \text{ kg/m}^3$. Cuál es el tiempo estimado de colapso de un fragmento de nube:

Sol./

$$t = \sqrt{\frac{3}{2\pi}} \sqrt{\frac{1}{6.67 \times 10^{-11} \times 10^{-12}}} = 8 \times 10^{10} \text{ sec} \approx 2700 \text{ años}$$

Ejercicio 10.1. Cuál es el tiempo de colapso de un grumo con una densidad de $\rho = 10^{-15} \text{ kg/m}^3$

Sin haber nunca visto el proceso de colapso en acción la física nos permite mediante razonamientos matemáticos muy simples y usando las leyes de la gravitación estimar el tiempo que le toma a una nube colapsar hasta formar una protoestrella. Se convierte la física así en un increíble cronómetro cósmico.

3.2.5. Energía Gravitacional

La energía es una de las cantidades más importantes en la descripción de los fenómenos físicos. La mayoría de los procesos astrofísicos son en el fondo procesos que fundamentalmente implican la conversión de unas formas de energía en otras. La energía térmica en los cuerpos se convierte en radiación, las reacciones químicas en la atmósfera de un planeta generan calor, las transformaciones nucleares en el centro de las estrellas producen radiación, etc.

El fenómeno gravitacional tiene asociada su propia forma de energía: la Energía Gravitacional.

Para entender que es la energía gravitacional considérese por ejemplo la situación en la que dos cuerpos se suspenden en reposo relativo a una distancia determinada entre ellos y en un lugar alejado de cualquier influencia gravitacional externa. Inicialmente los cuerpos están en reposo (no tienen energía de movimiento) Si se los deja a su suerte sin embargo la atracción gravitacional entre los cuerpos los obliga a aproximarse unos a otros. Al pasar el tiempo los cuerpos comienzan a moverse y lo hacen cada vez más rápido. Al final los cuerpos se reúnen mientras se mueven a una cierta velocidad. Los cuerpos han adquirido energía de movimiento. Pero ¿cuál fue el

origen de esa energía? Antes de que los cuerpos empezaran a moverse su mutua atracción gravitacional los dota de una forma nueva de energía, no perceptible en un principio, una energía que por su origen y características llamaremos “energía potencial gravitacional.”

Del ejemplo anterior pueden entenderse dos cosas. La primera es que entre más separados comienzan los cuerpos en el experimento mental propuesto, mayor será también la energía gravitacional del sistema. La energía gravitacional de un sistema crece por lo tanto con su tamaño o extensión. La segunda cosa es que la energía gravitacional que tiene un sistema es igual a la energía de movimiento que conseguiría si colapsará a un punto. Cuando un cuerpo colapsa su energía gravitacional se convierte en energía de movimiento de sus partes.

Este último hecho ofrece una pista sobre la manera como la energía gravitacional puede cuantificarse. Podemos recurrir a la energía de movimiento ganada por los cuerpos de un sistema al caer desde una distancia muy lejana unos hacia otros para calcular cuánta energía gravitacional tenía antes de comenzar a moverse. La energía potencial gravitacional se cuantifica entonces con un número que indica la cantidad de energía cinética ganada, pero antecediendo un signo negativo para señalar que esa ganancia en energía de movimiento viene de la pérdida de energía potencial. Así cuando decimos que la energía potencial de un sistema en una determinada configuración es de -10 julios, esto significa que al caer desde el reposo desde una distancia muy grande hasta la configuración presente la energía cinética ganada sería de 10 julios.

EL signo negativo de la energía gravitacional podría ser una característica confusa de esta cantidad pero es la manera más cómoda para cuantificarla.

El cálculo de la energía gravitacional producida por la autogravitación de un cuerpo es una tarea muy importante en astrofísica en tanto muchos procesos que ocurren con cuerpos que colapsan o se expanden dependen de esta energía contenida en el cuerpo.

La energía gravitacional de un cuerpo esférico esta relacionada con su masa y radio obedeciendo la ecuación:

$$U = -k \frac{GM^2}{R} \quad (\text{Ec. 24})$$

La constante k depende de la manera como se distribuye la masa dentro del cuerpo. Por ejemplo si el cuerpo tiene una densidad constante $k = 0.6$ pero si se concentra mucho hacia el centro el valor de k será más grande.

Ejemplo 11: Calcular la cantidad de energía potencial gravitacional de: a) el Sol, b) Júpiter, suponiendo que la densidad de ambos es aproximadamente constante.
Sol./

$$U_{sol} = -0.6 \frac{6.67 \times 10^{-11} (2 \times 10^{30})^2}{7.96 \times 10^8} = -2 \times 10^{41} \text{ julios}$$

$$U_{jupiter} = -0.6 \frac{6.67 \times 10^{-11} (1.9 \times 10^{27})^2}{6.9911 \times 10^7} = -2.0665 \times 10^{36} \text{ julios}$$

Ejercicio 11.1. ¿Cuál es la energía gravitacional de la Tierra?

Ambas energías son enormes.

Ejemplo 12: Si el Sol o Júpiter se comprimieran tan sólo un poco, ¿cuánta energía de movimiento sería producida?

Sol./ Supongamos por ejemplo que Júpiter reduce su radio en tan solo un 1%. La energía gravitacional después de este pequeño colapso sería:

$$U_{jupiter} = -0.6 \frac{6.67 \times 10^{-11} (1.9 \times 10^{27})^2}{0.99 \times 6.9911 \times 10^7} = -2.087 \times 10^{36} \text{ julios}$$

Comparando con la energía que tenía con su tamaño original encontramos que durante el colapso se produciría un total de 2×10^{34} julios! Toda esta energía se convertiría parcialmente en energía térmica dentro del planeta y lo calentaría.

Como referencia la energía producida por toda la humanidad durante un año es de 10^{23} julios, es decir la energía generada por Júpiter en un sutil colapso podría ser suficiente para alimentar las necesidades energéticas del planeta por un billón de años! (bueno, si ese colapso ocurriera realmente y supiéramos como explotar esa energía).

Ejercicio 12.1. La energía necesaria para que Júpiter se expandiera un 1% de su radio, sería la misma, menos o mayor que la energía calculada arriba.

Lo que poco se cuenta: ¿El Sol en colapso?

Durante el siglo XIX se llegó a considerar que este mecanismo podría ser la fuente principal de energía en el interior solar. Si supusiéramos que la totalidad de la luminosidad solar fuera producida solamente por el colapso gravitacional, podemos, usando un razonamiento similar al presentado en el último ejemplo, calcular cuánto debería colapsar el Sol cada segundo para lograrlo. La energía producida por el colapso de un cuerpo esférico en una cantidad pequeña ΔR es:

$$E = k \frac{GM}{R} \times \frac{\Delta R}{R}$$

Para producir los 4×10^{26} julios que produce el Sol cada segundo, el radio del Sol debería reducirse tan solo en 1 micro metro cada segundo! A ese ritmo SIN

Lo que poco se cuenta: ¿El Sol en colapso?

EMBARGO el Sol que tiene un radio de 7.96×10^8 m se reduciría a un punto en un tiempo de $(7.96 \times 10^8 \text{ m}) / (10^{-6} \text{ m/s}) = 7.96 \times 10^{14}$ segundos es decir en aproximadamente 25 millones de años! Parece un tiempo enorme pero en la escala de la evolución de la vida en el planeta es un tiempo diminuto. Hace 65 millones de años se paseaban todavía los dinosaurios en la superficie del planeta y con seguridad en ese entonces brillaba el Sol como ahora lo hace. Queda abierta entonces la pregunta de cuál puede ser un proceso que “produzca” energía a un ritmo tan frenético y por un tiempo tan largo como varios miles de millones de años.

3.2.6. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. Explique por qué al aumentar la densidad de un cuerpo en colapso, según la ecuación 23, el tiempo de colapso en caída libre disminuiría.
2. Discuta si el colapso de una nube real ocurre a una velocidad mayor o menor que la estimada en este Capítulo y cuales son los factores que lo determinan.
3. Explique y discuta por qué cuando un cuerpo autogravitante colapsa entonces se calienta.
4. Explique y discuta por qué la energía emitida por el Sol no puede explicarse como energía gravitacional producida por un lento colapso de nuestra estrella.
5. ¿Qué sucede con la energía de un cuerpo si en lugar de colapsar, se expande?

Capítulo 3.3. Física Nuclear

Existe una muy eficiente fuente de energía: los procesos nucleares. Entendemos por proceso nuclear a cualquier fenómeno en el que se produzcan cambios en la estructura del núcleo atómico. Los procesos nucleares son las fuentes más eficientes de producción de energía, al convertir enormes energías potencialmente presentes en los núcleos atómicos en radiación y calor.

Terrestrial Energy-Releasing Reactions			
Energy Source	Chemical	Fission	Fusion
Sample Reaction	$C + O_2 \rightarrow CO_2$	$n + U^{235} \rightarrow Ba^{143} + Kr^{91} + 2n$	$H^2 + H^3 \rightarrow He^4 + n$
Typical Inputs (to Power Plant)	Bituminous Coal	UO_2 (3% U^{235} + 97% U^{238})	Deuterium & Lithium
Typical Reaction Temperature (K)	700	1000	10^8
Energy Released per kg of Fuel (erg/gm)	3.3×10^{11}	2.1×10^{16}	3.4×10^{18}
Efficiency (E/mc^2)	$3 \times 10^{-8}\%$	0.002%	0.4%

Tabla 5: Las propiedades generales de algunas fuentes comunes de energía

En este Capítulo conoceremos mejor el núcleo atómico, su constitución y funcionamiento. Todo con el objeto de entender mejor qué son los procesos nucleares, cómo puede producirse energía en ellos pero más importante, cuál es la posibilidad de que ocurran en ciertos sistemas astrofísicos.

3.3.1. El Núcleo Atómico

El núcleo atómico es un sistema físico formado por protones y neutrones. El número de protones en un núcleo atómico se conoce como el "número atómico" (Z). Cuando se suma el número de protones con el de neutrones N se obtiene el número total de partículas nucleares (nucleones) presentes en el núcleo, un número conocido como "número de masa" (A).

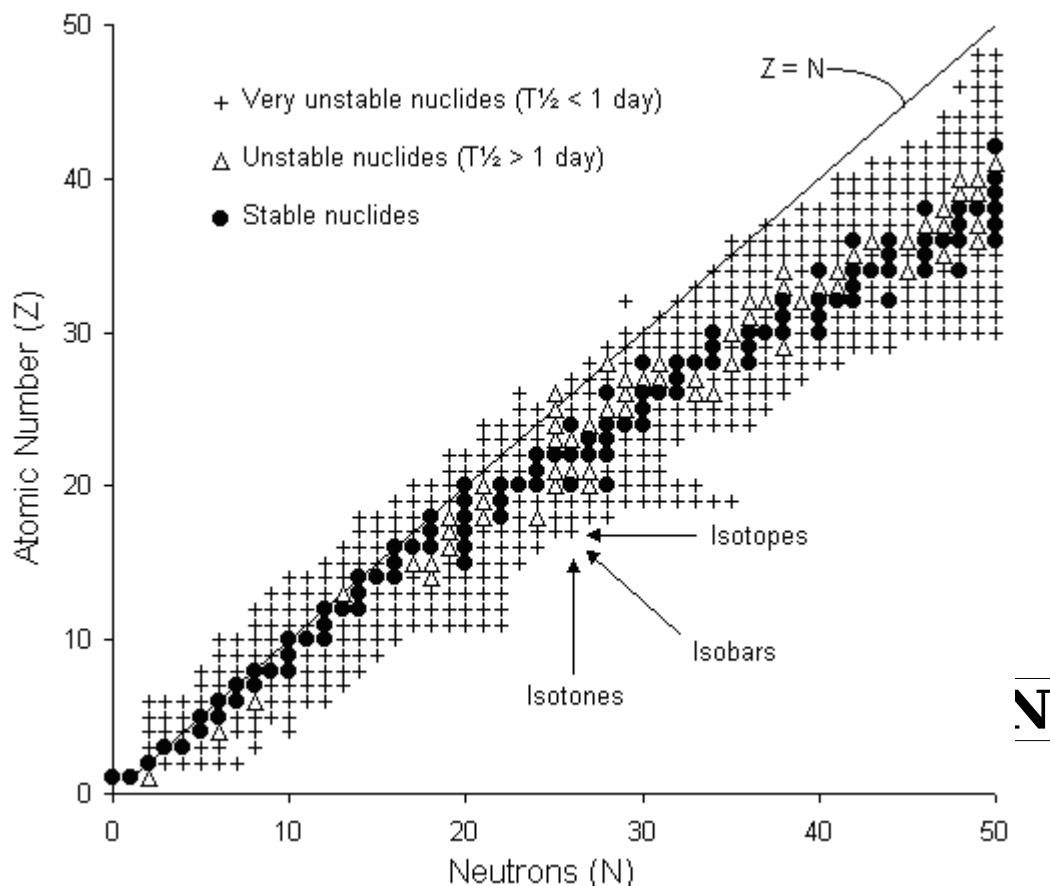
El nombre de un núcleo atómico se construye usando la denominada notación nuclear que cumple la regla:

$${}^A_Z X$$

Ejemplos: ${}^4_2 He$, ${}^{12}_6 C$

Donde X es el nombre del elemento químico al que esta asociado ese núcleo atómico. El elemento químico al que esta asociado un determinado núcleo esta determinado

por el número atómico que es también el número de electrones. Los electrones son los que en última instancia determinan las propiedades de la sustancia. Al estar íntimamente relacionado el nombre del elemento químico con su número atómico (Z) es normal omitir este número del nombre del núcleo en la notación indicada arriba, ${}^4\text{He}$, ${}^{12}\text{C}$.



[<http://www.uark.edu/ua/isotope/isotopes/neutrons.gif>]

Figura 65. Gráfico que muestra el número de neutrones y de protones presentes en muchos núcleos atómicos conocidos. La recta negra punteada representa los lugares en el gráfico donde estarían los núcleos con igual número de protones y de neutrones. Puede apreciarse cómo al aumentar el tamaño del núcleo el número de neutrones comienza a sobrepasar en mucho el número de protones.

El número de neutrones no tiene prácticamente ningún impacto en las propiedades químicas del átomo que están relacionadas fundamentalmente con sus propiedades electromagnéticas. El número de neutrones básicamente afecta el peso total del núcleo.

Para la mayoría de los núcleos atómicos el número de neutrones y protones es aproximadamente el mismo. Cuando el núcleo es muy grande el número de neutrones es sin embargo mucho mayor que el número de protones.

p →	1	2																																							
n ↓	H	He	3	4																																					
0	¹ H	² He	Li	Be	5	6																																			
1	² D	³ He	⁴ Li	⁵ Be	B	C	7																																		
2	³ T	⁴ He	⁵ Li	⁶ Be	⁷ B	⁸ C	N	8																																	
3	⁴ H	⁵ He	⁶ Li	⁷ Be	⁸ B	⁹ C	¹⁰ N	O	9	10																															
4	⁵ H	⁶ He	⁷ Li	⁸ Be	⁹ B	¹⁰ C	¹¹ N	¹² O	F	Ne																															
5	⁶ H	⁷ He	⁸ Li	⁹ Be	¹⁰ B	¹¹ C	¹² N	¹³ O	¹⁴ F	¹⁵ Ne	11																														
6	⁷ H	⁸ He	⁹ Li	¹⁰ Be	¹¹ B	¹² C	¹³ N	¹⁴ O	¹⁵ F	¹⁶ Ne	Na	12	13	14																											
7	⁸ H	⁹ He	¹⁰ Li	¹¹ Be	¹² B	¹³ C	¹⁴ N	¹⁵ O	¹⁶ F	¹⁷ Ne	¹⁸ Na	Mg	Al	Si	15																										
8	⁹ H	¹⁰ He	¹¹ Li	¹² Be	¹³ B	¹⁴ C	¹⁵ N	¹⁶ O	¹⁷ F	¹⁸ Ne	¹⁹ Na	²⁰ Mg	²¹ Al	²² Si	²³ P																										
9	¹⁰ H	¹¹ He	¹² Li	¹³ Be	¹⁴ B	¹⁵ C	¹⁶ N	¹⁷ O	¹⁸ F	¹⁹ Ne	²⁰ Na	²¹ Mg	²² Al	²³ Si	²⁴ P																										
10	¹¹ H	¹² He	¹³ Li	¹⁴ Be	¹⁵ B	¹⁶ C	¹⁷ N	¹⁸ O	¹⁹ F	²⁰ Ne	²¹ Na	²² Mg	²³ Al	²⁴ Si	²⁵ P																										
11	¹² H	¹³ He	¹⁴ Li	¹⁵ Be	¹⁶ B	¹⁷ C	¹⁸ N	¹⁹ O	²⁰ F	²¹ Ne	²² Na	²³ Mg	²⁴ Al	²⁵ Si	²⁶ P																										
12	¹³ H	¹⁴ He	¹⁵ Li	¹⁶ Be	¹⁷ B	¹⁸ C	¹⁹ N	²⁰ O	²¹ F	²² Ne	²³ Na	²⁴ Mg	²⁵ Al	²⁶ Si	²⁷ P																										
13	¹⁴ H	¹⁵ He	¹⁶ Li	¹⁷ Be	¹⁸ B	¹⁹ C	²⁰ N	²¹ O	²² F	²³ Ne	²⁴ Na	²⁵ Mg	²⁶ Al	²⁷ Si	²⁸ P																										
14	¹⁵ H	¹⁶ He	¹⁷ Li	¹⁸ Be	¹⁹ B	²⁰ C	²¹ N	²² O	²³ F	²⁴ Ne	²⁵ Na	²⁶ Mg	²⁷ Al	²⁸ Si	²⁹ P																										
15	¹⁶ H	¹⁷ He	¹⁸ Li	¹⁹ Be	²⁰ B	²¹ C	²² N	²³ O	²⁴ F	²⁵ Ne	²⁶ Na	²⁷ Mg	²⁸ Al	²⁹ Si	³⁰ P																										
16	¹⁷ H	¹⁸ He	¹⁹ Li	²⁰ Be	²¹ B	²² C	²³ N	²⁴ O	²⁵ F	²⁶ Ne	²⁷ Na	²⁸ Mg	²⁹ Al	³⁰ Si	³¹ P																										

[http://kaffee.50webs.com/Science/images/Isotope.Table.Os.to.U.gif]

Figura 66. Tabla parcial de isótopos. Los núcleos indicados en rosado son estables. En el cajón a la izquierda se muestra el tiempo de vida media de algunos isótopos del Gadolinio.

3.3.2. Isótopos Nucleares

Se conocen miles de núcleos atómicos. Cada pequeño cuadro en la figura 66 representa un núcleo. Algunos están presentes en la naturaleza y otros existen sólo durante breves instantes de tiempo después de ser creados en el laboratorio.

Sin embargo existen tan solo 92 elementos químicos naturales. ¿Cómo puede ser esto? Muchos núcleos tienen el mismo valor de Z y por lo tanto un elemento químico puede estar hecho de átomos con una diversidad de núcleos distintos. A todos los núcleos que tienen el mismo valor de Z pero tienen distinto número de neutrones se los denomina "isótopos". Un mismo elemento (un Z determinado) puede encontrarse en la naturaleza formado por muchos isótopos que se mezclan sin reconocer diferencias químicas entre ellos.

Los isótopos del Hidrógeno (Z=1).

Hidrógeno-1 : 1 protón + 0 neutrón : ¹₁H : Protio

Hidrógeno-2 : 1 protón + 1 neutrón : ²₁H : Deuterio

Hidrógeno-3 : 1 protón + 2 neutrones : ³₁H : Tritio

Los isótopos del Carbono (6 protones) : ¹²₆C , ¹³₆C, ¹⁴₆C

En principio podrían existir un número arbitrario de isótopos de un mismo elemento

químico. Por ejemplo podrían existir núcleos de Hidrógeno ($Z=1$) con 20 o 30 neutrones. Los isótopos registrados en tablas y reconocidos por los físicos nucleares incluyen solamente aquellos que existen libres en la naturaleza y aquellos otros que no son demasiado inestables (un núcleo de Hidrógeno con 20 neutrones existiría, de crearse de alguna manera, por un tiempo increíblemente breve!).

3.3.3. Funcionamiento del núcleo atómico

2 fuerzas fundamentales intervienen en la constitución de los núcleos atómicos. De un lado esta la fuerza eléctrica que hace que los protones del núcleo se repelen con una fuerza inmensa para su tamaño. Para compensar esta enorme fuerza y si el núcleo desea mantener su estructura debe existir una poderosa fuerza atractiva. Ella se conoce como la “fuerza nuclear fuerte”.

La fuerza nuclear fuerte solo es experimentada por los nucleones y otras partículas muy pesadas creadas en choques violentos entre núcleos atómicos en los laboratorios o en los rayos cósmicos.

La fuerza nuclear fuerte solo puede sentirse a una distancia muy pequeña (menos de 1 femtómetro, que es aproximadamente el tamaño del núcleo mismo). A esas distancias la fuerza fuerte es casi 1 billón de veces más intensa que la fuerza electromagnética de repulsión. Allí estriba el secreto de la cohesión de los núcleos atómicos. Si bien los protones se repelen fuertemente existe una fuerza aún más poderosa que los une. Adicionalmente la presencia de los neutrones que no repelen pero que son capaces de atraer con la misma intensidad que otros protones hace que estas partículas jueguen el papel como de un pegante nuclear.

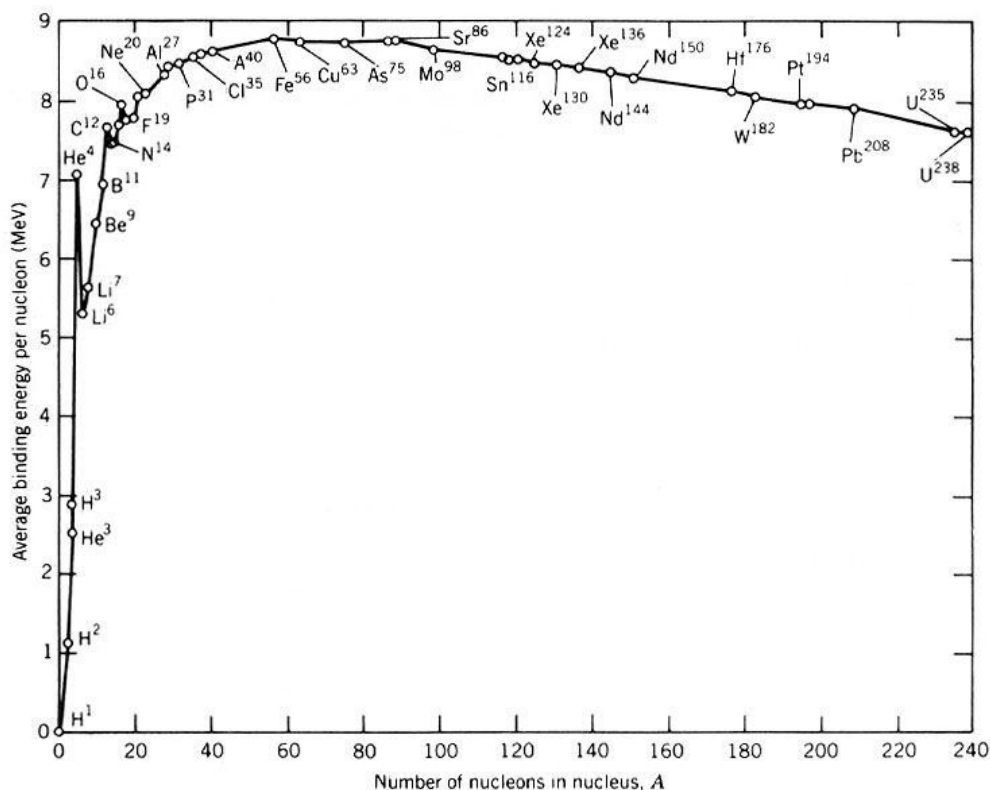
Cómo sucede con la gravedad, al estar fuertemente unidos por la fuerza nuclear fuerte los protones y neutrones tienen una energía potencial nuclear. A esta forma de energía se la denomina “energía de enlace nuclear”.

Como sucede con la energía potencial gravitacional la energía de enlace nuclear crece al aumentar el número de nucleones que se unen a un núcleo. Núcleos de elementos pesados tendrán una gran energía de enlace nuclear.

¿Cómo cuantificar y definir esta energía? Si se toman protones y neutrones de un mismo núcleo atómico, pero inicialmente separados, desligados y se los deja a su suerte, los efectos de la atracción nuclear harán que los nucleones se acerquen y se acerquen hasta que chocan con gran velocidad en el centro del núcleo. La fuerza que los une es tan fuerte que esa energía de movimiento producida por el choque deberá ser “disipada” para que finalmente los nucleones se queden tranquilos y formen un núcleo. Esa energía “disipada” en la unión será precisamente la energía potencial que tenían antes de unirse, es decir la energía potencial nuclear. Esta manera de definir la energía potencial nuclear es lo que le da su nombre de “energía de enlace” es decir la energía “disipada” durante la creación del núcleo atómico.

La energía de enlace nuclear es enorme cuando se compara con las energías típicas del mundo subatómico. Típicamente un núcleo de Hierro por ejemplo puede disipar

en su formación una energía 500,000 veces más grande que las energías involucradas en el movimiento de los electrones alrededor del núcleo atómico.



[http://www.alaskajohn.com/physics/charts/binding_energy.jpg]

Figura 67. Energía de enlace por nucleón para muchos isótopos.

¿Cuándo se pierde una energía tan grande, puede el efecto de esa pérdida de energía afectar la masa del núcleo? Efectivamente como enseña la moderna teoría de la relatividad la energía y la masa de un cuerpo son dos facetas de la misma cosa. Si se pierde una cierta cantidad de una, disminuye la otra y viceversa. La única diferencia entre ellas es que la energía se mide en julios o electrón voltios y la masa se mide en kg. La equivalencia entre ellas está mediada por la famosa ecuación de la energía de Einstein $E = m c^2$.

Si se forma un núcleo atómico por ejemplo “pegando” un protón y un neutrón, ¿cómo se compara la masa del protón y el neutrón con la masa del núcleo atómico formado? Para este cálculo midamos la masa en MeV/c² como es común en el mundo subatómico. Un protón tiene una masa de 938.2 MeV/c² mientras que el neutrón tiene una masa de 939.6 MeV/c². Juntos deberían “pesar” 1877.8 MeV/c². De otro lado consultando una tabla de isótopos descubrimos que el Isótopo de Hidrógeno 2H o deuterio tiene una masa de 2.0141018 unidades de masa atómica (ver la tabla de isótopos), es decir 1876.11 MeV/c². Esta realmente es la masa del átomo, es decir el núcleo y su electrón. La masa del núcleo solo es entonces 1875.6 MeV/c². Como vemos el núcleo es más liviano que las dos partículas. Efectivamente al formarse el

núcleo se disipa una cantidad de $1877.8 - 1875.6 = 2.2 \text{ MeV}/c^2$. Esta es precisamente la energía de enlace del deuterio.

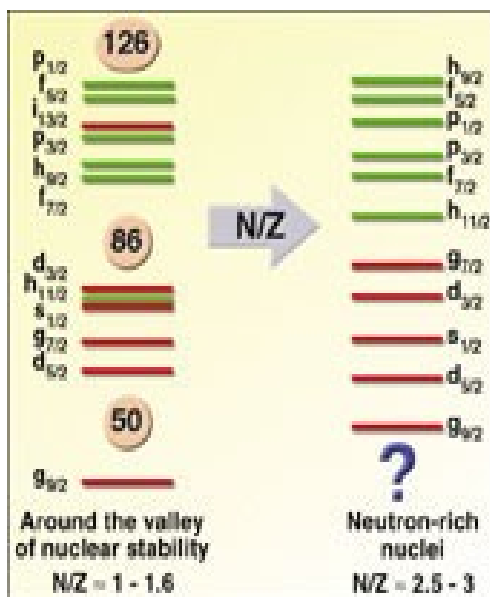


Figura 68. Diagrama de niveles de energía para protones y neutrones en un núcleo atómico.

En general la energía de enlace del núcleo A_ZX se puede calcular (siguiendo el ejemplo anterior) así:

$$B_A = (Zm_p + Nm_n) - M_A \quad (\text{Ec. 25})$$

El cálculo de la energía de enlace es fundamental porque su valor es necesario para conocer cuánta energía se produce en los procesos nucleares que son finalmente los importantes en astrofísica.

En la figura 67 se muestra el valor de las energías de enlace de muchos isótopos estables de los elementos químicos más importantes. En la figura sin embargo la energía de enlace se muestra de manera muy especial: en lugar de indicar la energía total del núcleo atómico (que sería mayor a medida que crece el número de masa), se muestra la energía de enlace por cada nucleón. Es como si al formar el núcleo cada protón y neutrón trajera en un "bolsillo" un poquito de la energía que se disipará cuando se forma el núcleo. Esa energía que trae cada partícula es la que aparece en la figura 67. A partir de la información contenida allí, la energía de enlace total se puede calcular multiplicando la energía de enlace por nucleón (u_A) por el número total de partículas: $B_A = A u_A$. Por ejemplo la energía de enlace por nucleón para el oxígeno-16 ($A=16$, $Z=8$, $N=8$) es según la figura $u_{16} = 8 \text{ MeV}/c^2$. Entonces la energía de enlace total del núcleo será $B_{16} = 8 \times 16 = 128 \text{ MeV}/c^2$.

Con los datos de la figura 67 también puede calcularse la masa de cualquier núcleo. Usando la fórmula 26 la masa de un núcleo es:

$$M_A = (Z m_p + N m_n) - B_A$$

$$M_A = (Z m_p + N m_n) - A u_A \quad (\text{Ec. 26})$$

Esta relación es fundamental para entender como se produce energía en los procesos nucleares, especialmente en la fusión nuclear que es la fuente de la energía estelar.

Como sucede con los electrones, los protones y neutrones, se encuentran ordenados en el núcleo atómico en niveles de energía. En este caso sin embargo algunas cosas son especiales. Siendo partículas diferentes, los niveles de energía de los dos tipos de partículas son relativamente distintos. Los niveles que pueden ocupar los protones son entonces diferentes de los que pueden ocupar los neutrones. Este hecho también será fundamental para entender algunos de los fenómenos más interesantes relacionados con la actividad nuclear.

3.3.4. Procesos Nucleares

Existen 3 procesos nucleares básicos que describiremos brevemente aquí: el decaimiento nuclear (radiactividad), la fusión nuclear y la captura de neutrones. Otros procesos importantes, por ejemplo la fisión, no son por ahora del interés y alcance de este libro.

3.3.4.1. Decaimiento nuclear

El decaimiento nuclear o transmutación nuclear es el proceso en el cuál un núcleo se convierte espontáneamente en otro.

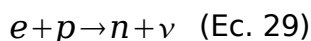
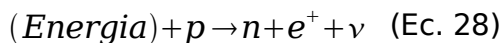
En el corazón del fenómeno de transmutación se encuentra un fenómeno normalmente desconocido: la transmutación del neutrón. Un neutrón libre no es una partícula estable. Esto significa que si se ponen en una bolsa una gran cantidad de neutrones con el paso del tiempo los neutrones empezaran a desaparecer espontáneamente. Pero no significa que su materia se evapore completamente. Por cada neutrón que desaparece aparece un protón (realmente el neutrón se transmuta en un protón), un electrón y una partícula nueva que se conoce como un antineutrino. Curiosamente la materia del electrón “nace” completamente en el momento que se transmuta el neutrón.

Simbólicamente el proceso se denota:

$$n \rightarrow p + e + \bar{\nu} + (\text{Energía}) \quad (\text{Ec. 27})$$

Siendo el neutrón más pesado que el protón, el electrón y el antineutrino juntos, el proceso anterior siempre deja un remanente de energía. Ese remanente de energía normalmente queda en la forma de energía de movimiento de las partículas resultantes.

Pero el proceso inverso también es posible: un protón puede transmutarse en un neutrón. Sin embargo al ser el protón más liviano que el neutrón, esta transmutación requiere de energía. Existen 2 maneras como esa energía puede entregarse al protón:



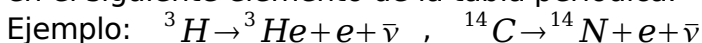
La primera es recibirla de otras fuentes, en cuyo caso el protón se convierte en un neutrón con unos subproductos adicionales (un positrón y un neutrino). En el segundo caso la energía la recibe directamente de un electrón muy energético, apareciendo en el proceso un neutrino.

Estas reacciones demuestran que es posible que en el seno de un núcleo atómico, protones y neutrones puedan convertirse unos en otros y por lo tanto el número Z del núcleo puede cambiar, es decir un núcleo de un elemento se puede convertir en otro núcleo: este es el corazón de la transmutación nuclear.

El decaimiento radiactivo se produce normalmente cuando un núcleo tiene un exceso de uno u otro tipo de nucleón. Un núcleo con un exceso de neutrones puede espontáneamente convertirse en otro si un neutrón se transmuta en un protón. Si un núcleo tiene un “defecto” de neutrones entonces puede convertirse en otros si un protón se convierte en un neutrón.

Las conversiones anteriores dan pie a 2 posibilidades distintas de transmutación o decaimiento nuclear:

- Decaimiento beta menos, β^- . En este tipo de desintegración un neutrón de sobra de un núcleo atómico común exceso de estas partículas se convierte espontáneamente en un protón. Al ganar un protón nuevo el núcleo se convierte en el siguiente elemento de la tabla periódica.



- Decaimiento beta mas, β^+ . En este tipo de desintegración un protón se convierte espontáneamente en un neutrón si existen las condiciones adecuadas para ello. Al perder un protón el núcleo se convierte en el elemento anterior de la tabla periódica.



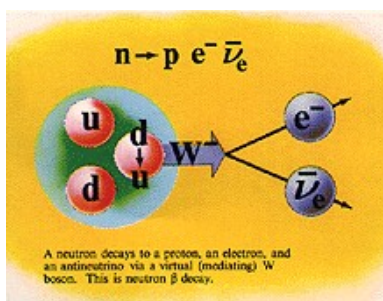
Lo que poco se cuenta: *La transmutación del neutrón y los quarks*

La transmutación de un neutrón en un protón y viceversa es posible gracias a la composición interna de estas partículas. Los nucleones están formados internamente por 3 partículas conocidas como quarks. Existen 2 tipos comunes de quarks (y 6 tipos en total). Los quarks que componen a protones y neutrones se llaman el quark “arriba” (up, u) y el quark “abajo” (down, d), créanlo o no esos son

Lo que poco se cuenta: La transmutación del neutrón y los quarks

sus nombres. Un protón esta formado por dos quarks u y un quark d. Un neutrón esta formado por un quark u y dos quark d. La transmutación del neutrón en el protón ocurre cuando uno de los quarks d se convierte espontáneamente en un quark u. Este fenómeno ocurre porque el “vacío” dentro del protón esta lleno de partículas subatómicas que aparecen y desaparecen espontáneamente y que interactúan con los quarks a través de la fuerza débil (que con la gravedad, el electromagnetismo y la fuerte forma el cuarteto de las fuerzas fundamentales). La fuerza débil tiene la propiedad de cambiar la “personalidad” de las partículas y así es como el quark d se transmuta en el quark u. El nucleón resultante será por su composición en quarks un protón.

El proceso inverso se produce pero ahora con la inyección de energía en el protón.



[http://quarks.lal.in2p3.fr/particle/french/icons/figure1_36.jpg]

Figura 69. Ilustración de lo que ocurre dentro de un neutrón cuando se transmuta en un protón

Normalmente después del proceso de transmutación, el nuevo núcleo es estable porque el exceso o defecto de neutrones se ha resuelto. Ese es el caso por ejemplo de la transmutación de Carbono-14 en Nitrógeno-14 en el primer ejemplo. El Carbono 14 normalmente tiene 2 neutrones “extra” (el isótopo estable del Carbono, Carbono-12, solo tienen 6 neutrones pero este isótopo tiene 8 neutrones) El nuevo núcleo formado, Nitrógeno-14 es el isótopo estable y más abundante del Hidrógeno.

Otro tipo de descomposición nuclear es el “decaimiento alfa”. Éste no involucra la transmutación de neutrones en protones y normalmente se produce en núcleos muy pesados. En esos núcleos se forman espontáneamente grupos de neutrones y protones (2 protones y 2 neutrones) que pueden espontáneamente desprenderse del núcleo. El resultado es que el núcleo pierde 2 protones y se convierte en el elemento químico a dos espacios en la tabla periódica, emitiendo un “mini-núcleo” de Helio-4 (llamado por razones históricas una partícula alfa).

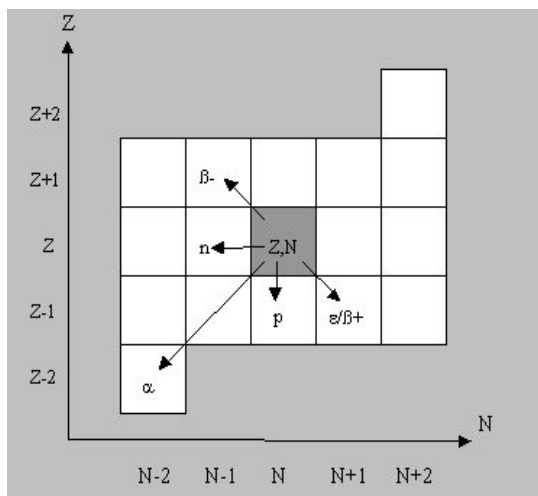


La descomposición anterior ocurre de forma espontánea en la naturaleza. Las partículas alfa y el calor resultante de la desintegración anterior calienta las rocas y contribuye parcialmente al calor en el interior de planetas como la Tierra.

Lo que poco se cuenta: El tiempo de vida media

La transmutación de un neutrón en un protón y viceversa es posible gracias a la los procesos de decaimiento radiactivo ocurren de forma espontánea. Son completamente azarosos e incontrolables. Un único factor es predecible: la probabilidad de que un núcleo decaiga en un espacio de tiempo dado. Esta probabilidad se traduce en una cantidad que se conoce como el “tiempo de vida media” del proceso. El tiempo de vida media se define como el tiempo que debe transcurrir para que la mitad de los núcleos atómicos inestables se transmutan.

Ejemplo 13: El tiempo de vida media del isótopo Carbono-14 es 5,730 años. Si se toma 1 kilogramo de Carbono-14 ¿cuánta masa en la forma de ese núcleo quedará al cabo de 11,460 años? Al cabo de 5,730 años el número de núcleos se habrá reducido a la mitad 500 gramos. Al pasar los otros 5,730 años (para completar los 11,460 años) se habrá descompuesto la otra mitad quedando al final 250 gramos de Carbono-14.



[http://lhs.lps.org/staff/sputnam/chem_notes/decaytype.gif]

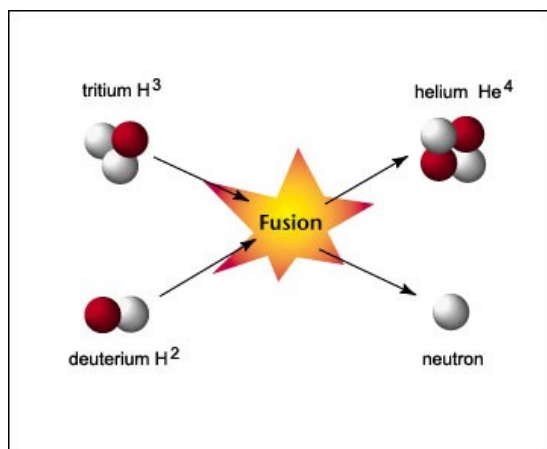
Figura 70. Ilustración del desplazamiento de un núcleo cuando sufre un proceso de transmutación radiactiva en el diagrama Z-N de la figura 65. Se puede apreciar que cuando un núcleo sufre un proceso de desintegración beta menos, por ejemplo, un neutrón se convierte en un protón. Se pierde un neutrón y se gana un protón. El núcleo se desplaza a la izquierda y arriba.

3.3.4.2. Fusión Nuclear

La fusión de nuclear es un proceso en el que 2 núcleos livianos se unen para formar un núcleo más pesado.

El proceso de fusión nuclear es de interés para la astrofísica porque puede producir energía a través de la conversión de energía de enlace en energía libre. Esta producción de energía es de gran importancia en muchos procesos astrofísicos especialmente en las estrellas.

¿Cómo se produce energía en una reacción de fusión nuclear? Cuando se unen dos núcleos atómicos para formar un nuevo núcleo se reúnen los protones y neutrones de los núcleos reactivos para formar el nuevo núcleo. Si se compara la masa de los núcleos reactivos con el núcleo producto, se entiende porque se produce energía. Tomemos por ejemplo la fusión de dos núcleos de deuterio (Hidrógeno-2) para producir un núcleo de Helio-4. La masa del núcleo de deuterio es 2.0141 uma o 1,876.1 MeV/c². Dos núcleos de Deuterio “pesan” 3,752.2 MeV/c². Un núcleo de Helio-4 tiene una masa de 4 uma o 3,726 MeV/c². Como puede verse el núcleo de Helio es más liviano que los dos núcleos de deuterio. La masa restante, 26.2 MeV, es liberada en forma de energía!



[<http://www.lancs.ac.uk/ug/hussainw/fusion.jpg>]

Figura 71. Ilustración del proceso de fusión nuclear del Deuterio (Hidrógeno-2) con el Tritio (Hidrógeno-3)

De donde viene esa energía. Tomemos en general dos núcleos cualquiera idénticos y realicemos la fusión de ellos para formar un núcleo el doble de “pesados”. La diferencia de masa entre los núcleos reactivos y los núcleos producto son:

$$E = 2M_A - M_{2A}$$

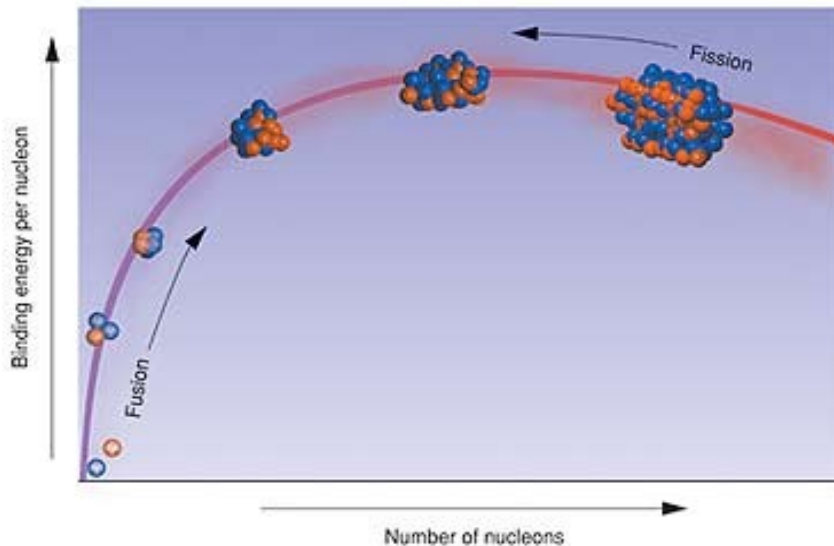
$$E = 2[(Zm_p + Nm_n) - Au_A] - [(2Zm_p + 2Nm_n) - 2Au_{2A}]$$

$$E = 2A(u_{2A} - u_A) \quad (\text{Ec. 30})$$

Como vemos, la energía producida es proporcional a la resta entre las energías por nucleón del núcleo pesado y los núcleos livianos.

Este último hecho es fundamental para la Astrofísica. Examinando la figura 72 vemos entonces que para que una reacción de fusión nuclear produzca algo de energía, la energía de enlace del núcleo resultante debe ser mayor que la de los núcleos que se fusionan. Para núcleos livianos esto se cumple cabalmente. Sin embargo cuando se llega al núcleo de Hierro-56 las cosas empiezan a cambiar. Todos los núcleos más pesados que ese tienen una energía de enlace menor. Esto implica entonces que si se

fusionaran núcleos tan pesados como el núcleo de Hierro el proceso no produciría nueva energía!



[http://web.mit.edu/jinseok/www/notes/notes_20031217/notes_20031217.files/image002.jpg]

Figura 72. Se ilustra esquemáticamente aquí en el diagrama de energía de enlace por nucleón que la fusión de los núcleos de masa menor a la del pico ($A=56$) produce energía mientras que la fisión de los núcleos más allá del pico es la que produce energía.

En la parte 4 de este texto se entenderán cabalmente las consecuencias que este hecho tiene en relación con la vida de las estrellas y con la creación de nuevos elementos químicos en el seno de estos sistemas astrofísicos.

La fusión exige un poderoso requisito físico. Para unir dos núcleos atómicos inicialmente muy separados uno de otro, una distancia a la que no actúa la fuerza nuclear fuerte, y que se repelen con violencia, es necesario lanzar a los núcleos unos contra otros a gran velocidad esperando que ese movimiento venza la repulsión natural entre ellos.

Las velocidades necesarias para que esto pase, sin embargo, son enormes. Siendo la velocidad de los átomos, electrones y núcleos en un plasma determinada por la temperatura del plasma, para lograr la fusión es necesario que la temperatura sea enorme.

Un cálculo simplificado muestra que la temperatura mínima necesaria para la fusión es:

$$T = 1.1 \times 10^7 Z^4 \quad (\text{Ec. 31})$$

Es decir, para que se logre la fusión del Hidrógeno es necesario conseguir una temperatura superior a los 10 millones de grados. Esas son precisamente las temperaturas reinantes en el centro del Sol. Para conseguir la fusión del Helio, el segundo elemento más abundante del universo, la temperatura mínima debe ser

entonces cerca de 160 millones de grados.

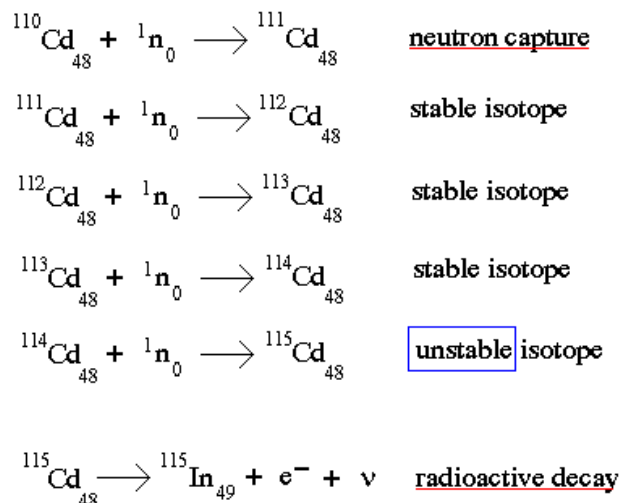


Figura 73. El proceso de captura de neutrones. El Cadmio-110 se convierte tras 5 neutrones capturados y después de un decaimiento beta menos en un núcleo de Indio-115.

3.3.4.3. Captura de neutrones

Otra forma de “fusión” nuclear es el proceso que se conoce como “captura de neutrones”. En este caso en lugar de la reunión completa de 2 núcleos atómicos un solo neutrón es capturado por un núcleo atómico. El resultado es que el núcleo aumenta su número de masa pero en un principio su naturaleza química no se modifica al no aumentar el número de protones. Sin embargo cuando el número de neutrones agregados se incrementa más allá de un cierto nivel, puede sobrevenir una serie de decaimientos que producen nuevos elementos químicos.

Existen 2 tipos de capturas de neutrones. La captura rápida (*rapid process* o *r-process*), que se produce cuando el ritmo de captura de neutrones es muy rápido comparado con el tiempo de decaimiento. Los núcleos ganan neutrones a un ritmo rápido y por la misma razón los elementos químicos creados pueden llegar a ser relativamente pesados. La captura lenta (*slow process*, *s-process*) se produce cuando el ritmo de captura de neutrones es muy bajo. Los núcleos ganan neutrones pero rápidamente decaen en otros elementos antes de ganar más neutrones.

El proceso de captura de neutrones es capaz de crear nuevos elementos químicos con masa arbitrario sin la restricción que ofrece la fusión nuclear y a temperaturas moderadas (el neutrón no es repelido por el núcleo objetivo). La única condición es que exista un alto flujo de neutrones atravesando la materia, una condición muy especial que se da por ejemplo durante la fase final de las estrellas masivas. Sobre este proceso volveremos en la cuarta parte de este texto.

3.3.5. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. Discuta por qué no pueden existir isótopos de un elemento con un número de masa arbitrario
2. Discuta las razones posibles por las que no es posible tener elementos estables en la naturaleza más pesados que el Uranio.
3. La fusión del Deuterio ocurre a una temperatura menor que la del Hidrógeno-1. Explique y discuta las razones de ello.
4. Usando argumentos basados en la energía de enlace nuclear, explique por qué se produce energía en la fusión.

Consultas

5. Consulte las propiedades detalladas de los isótopos estables e inestables de los siguientes elementos químicos: He, C, N, O, Fe.

Capítulo 3.4. Procesos Nucleares en las Estrellas

En el capítulo 3.2 aprendimos que al estar las estrellas en equilibrio hidrostático, la presión en sus centros debe ser enorme para producir el efecto suficiente para soportar la autogravitación de una mole tan grande como ellas. A presiones tan inmensas, la física de los gases y los plasmas nos enseñan que la temperatura sería de varios millones de grados. Como lo hemos aprendido en el Capítulo anterior, a temperaturas tan altas los núcleos de Hidrógeno en la estrella podrían empezar a sufrir fusión nuclear produciendo de ese modo la energía que alimenta a estos hornos gigantes. ¿Pero podría ser esto cierto?



[http://www.esa.int/images/eddington_1,0.jpg]

Figura 74. Sir Arthur Eddington, uno de los más grandes astrofísicos del siglo XX, fue quien por primera vez concibió la posibilidad de que la energía de las estrellas se generará a través de procesos nucleares.

Para entender porque la fusión nuclear podría ser efectivamente la fuente de energía de las estrellas considérese este argumento. Como vimos en el Capítulo anterior, la fusión de dos núcleos de Deuterio es capaz de producir cerca de 26 MeV de energía. La masa de Deuterio involucrada en el proceso es cerca de 3,700 MeV. Quiere decir esto que en los procesos de fusión cerca del 0.7% de la masa de los reactivos se convierte en energía. Si supusiéramos que un décimo de la masa del Sol se pusiera a disposición de reacciones de fusión nuclear, ¿cuánta energía estaría potencialmente disponible para quemar en el Sol? La energía en forma de masa del Sol es $2 \times 10^{30} \text{ kg} \times (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2 = 1.8 \times 10^{47}$ julios. Si tomamos sólo un décimo de esa masa (la que podría “quemarse” a través de la fusión nuclear por estas cerca al centro donde las temperaturas son suficientemente altas) y extraemos de ella el 0.7% que se liberaría como energía, obtenemos 1.3×10^{44} julios. Este número es 1,000 veces más grande que la energía gravitacional del Sol: toda la masa del Sol esta entonces “sentada”

sobre una poderosa “bomba” nuclear. ¿Pero alcanzaría? Suponiendo que esa energía es emitida a un ritmo de 4×10^{26} julios cada segundo (la luminosidad del Sol) la energía disponible en la forma de energía nuclear se podría emitir completa al espacio como luz durante $1.3 \times 10^{44} / 4 \times 10^{26} = 2.25 \times 10^{17}$ segundos es decir el Sol tendría más de 10 mil millones de años de energía disponible.

Este es un tiempo suficiente para explicar porque cómo el Sol ha estado brillando allá arriba desde el comienzo mismo de la vida en la Tierra hace varios miles de millones de años y lo que es mejor estará brillando otros 5 mil millones de años.

Después de más de un siglo de que éste descubrimiento fundamental se hiciera, hoy se entiende cabalmente que lo que mantiene a las estrellas encendidas es efectivamente la fusión nuclear de elementos livianos. En este Capítulo y basándonos en parte en lo que aprendimos en el Capítulo anterior, describiremos la manera como se produce la energía nuclear en el centro de las estrellas, el tipo detallado de procesos que ocurren allí, los subproductos de estos procesos y otros detalles astrofísicos importantes.

3.4.1. La fusión del Hidrógeno en las estrellas

Un estudio detallado del fenómeno de fusión nuclear del hidrógeno en las estrellas demuestra que no existe una única reacción de fusión que puede producirse en el interior de una estrella normal.

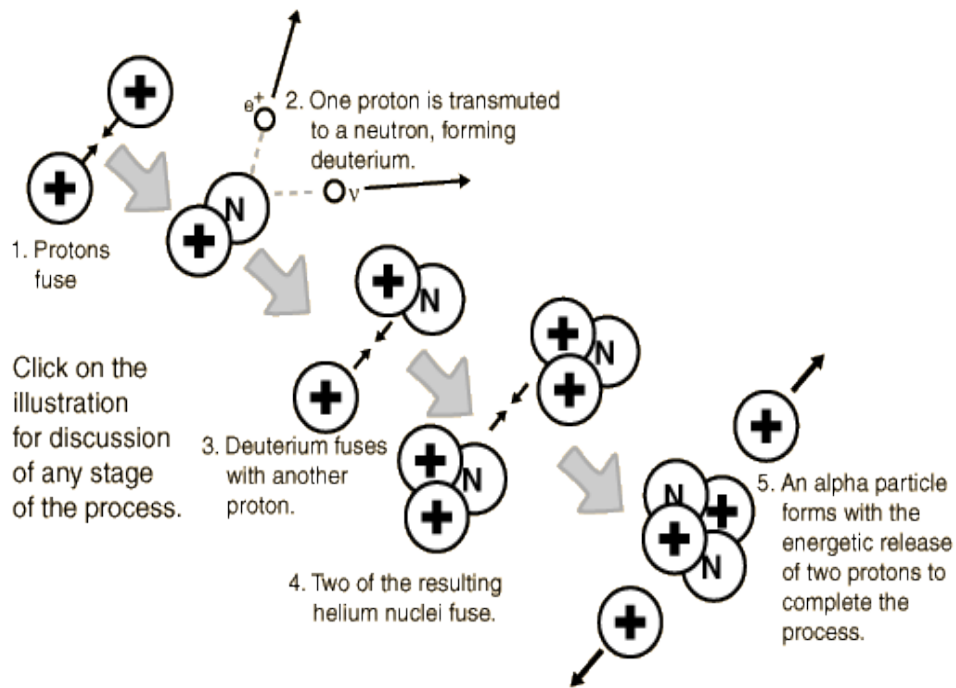
Sin embargo después de examinar todas las posibilidades una observación fundamental resulta: sin importar la manera diversa como se fusiona el hidrógeno, todos los procesos hacen exactamente lo mismo. Siempre 4 núcleos de Hidrógeno-1 son consumidos en el centro de la estrella y un nuevo núcleo de Helio-4 aparece en la estrella. La fusión de Hidrógeno en las estrellas produce Helio.

¿Pero cómo exactamente el Hidrógeno se convierte en Helio? Dos tipos generales de “procesos” completos tienen lugar en el centro de las estrellas. El primero de ellos, el más común, se conoce como la cadena protón-protón e involucra básicamente la fusión de isótopos livianos de Hidrógeno y Helio. El segundo, más complejo y menos común pero no menos importante, se conoce como el ciclo CN/CNO y en él se involucran isótopos más pesados del Carbono, el Nitrógeno y el Oxígeno que actúan como catalizadores en la conversión de Hidrógeno en Helio.

3.4.1.1. La cadena protón-protón

En la figura 75 se ilustra cada uno de los pasos de la cadena protón-protón básica.

La cadena comienza con la fusión de dos núcleos de Hidrógeno-1 para formar un núcleo de deuterio (en el intermedio un protón debe convertirse en un neutrón). El núcleo de Deuterio se fusiona con otro núcleo de Hidrógeno-1 para formar un núcleo de Helio-3. Cuando 2 núcleos de Helio-3 un nuevo núcleo de Helio-4 nace con la eyección de 2 núcleos de Hidrógeno que son devueltos al plasma.



[<http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/images/stellarevolution/ppchain1.jpg>]

Figura 75. Ilustración de las reacciones que se suceden en la cadena protón-protón.

Cuando se hace un balance de la reacción el resultado es el siguiente. 3 núcleos de Hidrógeno-1 intervinieron para crear un núcleo de Helio-3. Pero para hacer el núcleo final de Helio-4 son necesarios 2 Helios-3. Es decir en total son necesarios 6 Hidrógenos-1 para crear un núcleo de Helio-4. Sin embargo recordemos que la última reacción produce 2 Hidrógenos-1 que regresan al plasma. El balance es de 6 núcleos consumidos y 2 devueltos, es decir solo 4 núcleos de Hidrógeno-1 como era de esperarse.

Como subproductos de esta reacción se producen 2 positrones (1 por cada núcleo de Helio-3 creado, y que aparece en la primera reacción), 2 neutrinos y energía!

La energía producida en este proceso puede calcularse como lo hicimos en el Capítulo anterior, "pesando" los reactivos y los productos. 4 núcleos de Hidrógeno-1 pesan $4 \times 938.2 \text{ MeV}/c^2 = 3752.8 \text{ MeV}/c^2$. 1 núcleo de Helio-4 pesa $3726 \text{ MeV}/c^2$ y 2 positrones pesan en total $1 \text{ MeV}/c^2$. Al restar la masa inicial de la masa final se obtiene 25.8 MeV . Esta es la energía total producida en la creación de un solo núcleo de Helio-4.

Lo que poco se cuenta: Producción de Helio-4 en el Sol

Es posible calcular cuántos núcleos de Helio-4 son creados cada segundo en el

Lo que poco se cuenta: Producción de Helio-4 en el Sol

centro del Sol. El Sol emite 4×10^{26} julios cada segundo de su vida. La creación de 1 núcleo de Helio-4 produce 25.8 MeV es decir 4.12×10^{-12} julios. Esto quiere decir que cada segundo se producen $4 \times 10^{26} / 4 \times 10^{-12} = 10^{38}$ núcleos de Helio un número realmente asombroso.

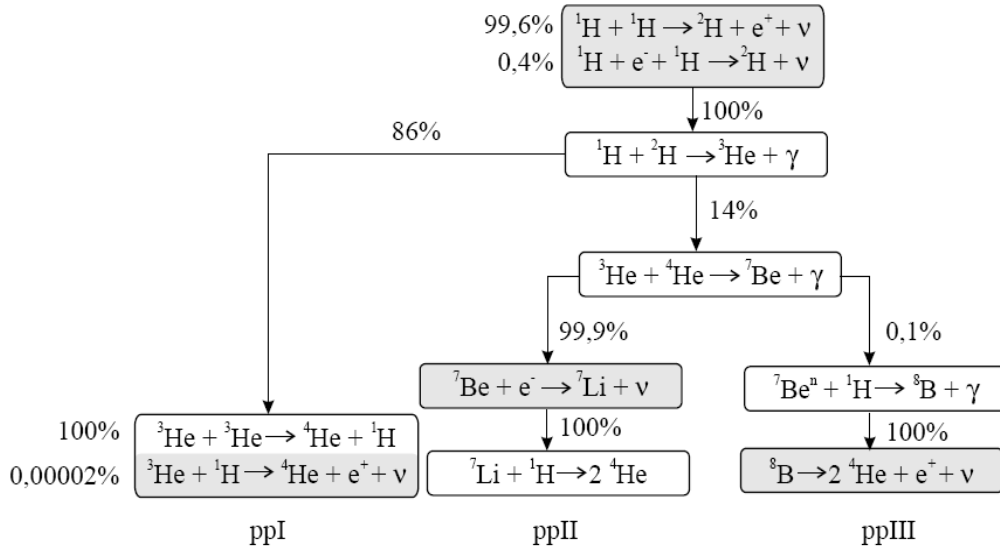


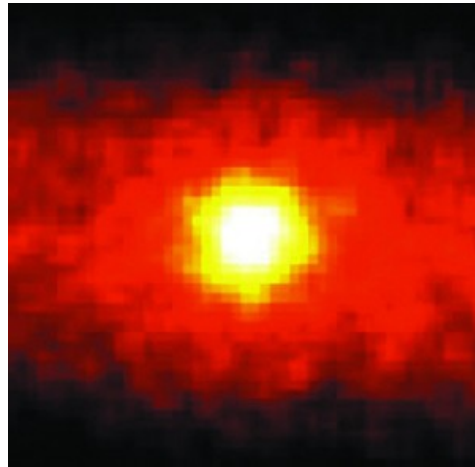
Figura 76. Las ramas alternativas de la cadena protón-protón. Los porcentajes indican la probabilidad que las cadenas de reacciones tomen el camino indicado a partir de la reacción adyacente al valor.

Varias cosas deben clarificarse sobre el proceso descrito en esta parte. En primera instancia las reacciones mostradas en la figura 75 no ocurren de manera secuencial como lo mostrado. Normalmente las reacciones ocurren de forma simultánea. Es como tener una línea de ensamblaje. Mientras unos “trabajadores” están armando el chasis del automóvil otros al mismo tiempo están poniendo las llantas a un automóvil con un chasis previamente construido. No hace falta para que el chasis sea construido mientras los demás trabajadores están inactivos. Esa es la idea de una línea de ensamblaje. Así ocurre con las cadenas de reacciones nucleares. Mientras que en un lugar del núcleo de la estrella se está creando deuterio con la primera reacción en otro lugar el mismo deuterio es consumido para crear Helio-3.

Otro hecho importante y que complica un poco el panorama de las reacciones nucleares en la cadena protón-protón es que no existe un único camino para llegar al producto final que es el Helio-4. En lugar de haber una única cadena protón-protón existen varias cadenas funcionando simultáneamente y que se producen con distinta probabilidad. La cadena mostrada en la figura 75 ocurre 9 de cada 10 veces en el centro del Sol. Las otras cadenas posibles son mostradas en la figura 76.

Lo que poco se cuenta: Una sola prueba

La descripción de los fenómenos anteriores parece muy creíble. Pero ¿es real? ¿qué pruebas tenemos de que las reacciones señaladas efectivamente se produzcan en el interior de las estrellas? En los años 60s se construyeron los primeros instrumentos capaces de detectar los elusivos neutrinos emitidos por el Sol. Cada segundo procedente del Sol nos llegan los neutrinos producidos en las reacciones nucleares en el interior del Sol. Por una superficie del tamaño de una uña pasan aproximadamente 10 mil millones de neutrinos solares cada segundo. Ninguno es absorbido por el dedo, ni siquiera por la totalidad del cuerpo humano. En 30 años de vida un sólo neutrino solar es absorbido por el cuerpo humano. Siendo tan elusivos resulta evidente porque nos tardamos tanto en detectarlos. Desde que se construyeron los primeros detectores se han construido nuevos y más grandes detectores capaces de atrapar un número creciente de esas partículas, pero más importante adivinar la dirección de la que provienen. Usando esa información los físicos de neutrinos han logrado construir la que sería la primera "imagen" en neutrinos del sol que se muestra en la figura abajo. Esta imagen no solo es un logro histórico porque muestra una faceta desconocida de nuestra estrella sino que además se constituye en la única evidencia directa de que efectivamente en el centro del Sol se están produciendo reacciones nucleares capaces de crear neutrinos.



[<http://strangepaths.com/wp-content/uploads/2007/01/sun.jpg>]

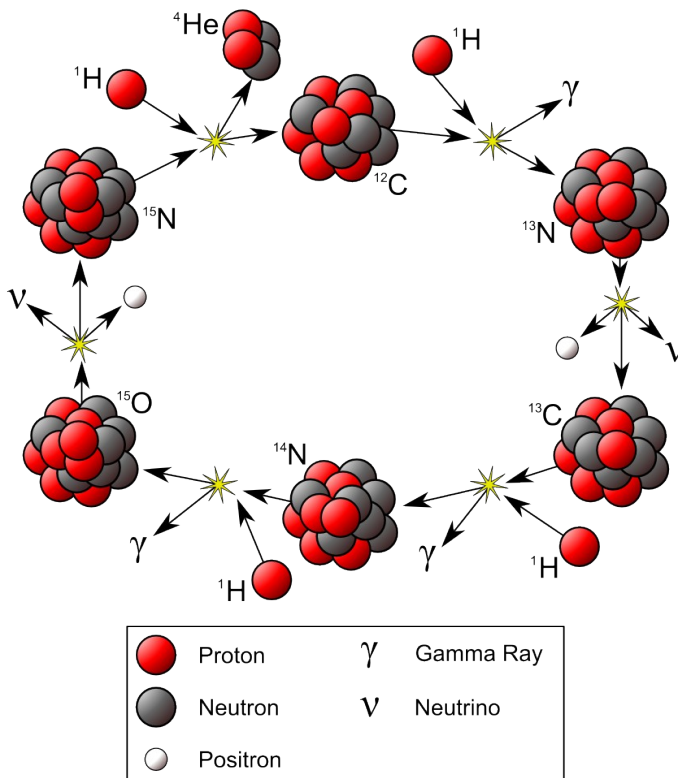
Figura 77. Hasta ahora esta es la única imagen directa del centro del Sol. Ha sido creada reuniendo los neutrinos detectados a lo largo de años. La imagen representa la única prueba directa de que en el centro del Sol se producen reacciones de fusión nuclear.

Lo que poco se cuenta: La improbable reacción

Otra cosa increíble de la que poco se habla cuando se habla de reacciones de fusión nuclear de Hidrógeno en el centro del Sol. La reacción nuclear que convierte 2 núcleos de Hidrógeno-1 en un núcleo de Deuterio es increíblemente improbable. Si se siguiera la historia de un sólo núcleo de Hidrógeno desde el momento mismo de nacimiento del Sol, existe una probabilidad muy alta de que el núcleo nunca se fusionará con otro en un tiempo tan largo como mil millones de

Lo que poco se cuenta: La improbable reacción

años! ¿Cómo es posible entonces que ocurran las cadenas protón-protón? Aunque es muy improbable, hay demasiados núcleos de Hidrógeno en el centro del Sol. El resultado es que en 1 centímetro cúbico de centro solar hay más de 1025 núcleos de hidrógeno y por puro azar se producen mil millones de estas improbables reacciones cada segundo.



[http://en.wikipedia.org/wiki/Image:CNO_Cycle.svg]

Figura 78. Serie de reacciones que forman el ciclo CN.

3.4.1.2. Ciclo Carbono-Nitrógeno-Oxígeno (ciclos CN/CNO)

Cuando la temperatura central es más elevada como es el caso en estrellas con masas superiores a unas 2 masas solares, la fusión del Hidrógeno se produce con la intermediación de otros núcleos más pesados.

Ciclo CN

El ciclo CN es una importante serie de reacciones que permiten convertir Hidrógeno en Helio usando núcleos de Carbono y Nitrógeno presentes en la estrella como

“catalizadores” es decir unos reactivos que participan en la reacción pero que no se consumen efectivamente.

Las reacciones del ciclo CN se ilustran en la figura 78.

Como vemos las reacciones comienzan con la fusión de un Hidrógeno-1 con un Carbono-12. El proceso produce un núcleo de Nitrógeno-13 que es inestable y se transmuta radiactivamente convirtiéndose en un Carbono-13. El núcleo resultante se fusiona nuevamente con un Hidrógeno-1 creando un núcleo de Nitrógeno-14. Este es el primer isótopo estable distinto del Helio-4 que se produce en una serie de reacciones nucleares en la estrella. Pero las cosas no terminan allí. El Nitrógeno-14 puede fusionarse también con un Hidrógeno-1 para producir un Oxígeno-15, un núcleo inestable que se descompone rápidamente en Nitrógeno-15, otro isótopo estable de este elemento. En este punto el Nitrógeno-15 puede sufrir distintos destinos. Al fusionarse con un Hidrógeno-1 el Nitrógeno-15 puede conducir a la formación de un núcleo de Carbono-12 con la emisión de un núcleo de Helio-4.

Esta serie de reacciones conocida como el ciclo CN, toma un núcleo de Carbono-12 y 4 núcleos de Hidrógeno-1 y le devuelven a la estrella un núcleo de Carbono-12 y un núcleo de Helio-4. El resultado neto es que el Carbono-12 de la estrella que se consume inicialmente no parece consumirse efectivamente al ser devuelto en la última reacción.

De nuevo debe recordarse que las reacciones anteriores no ocurren de manera sucesiva, ni exactamente al mismo ritmo cada una. Todo el tiempo cada reacción esta tomando de la estrella los núcleos que la alimentan y produce los núcleos resultado. En este caso sin embargo, esta realidad tiene una consecuencia interesante. El ritmo al que se produce la reacción que sintetiza Nitrógeno-14 a partir de Carbono-13 es mucho mayor al ritmo al que se fusiona el mismo Nitrógeno-14. Como resultado de esto y a diferencia de la mayoría de los productos intermedios de las series de reacciones nucleares en las estrellas, el Nitrógeno-14 empieza a acumularse: es producido más rápido de lo que es destruido. Como veremos en la cuarta parte de este texto ciertos fenómenos en el interior de las estrellas envejecidas son capaces de “poner a salvo” este exceso de Nitrógeno-14 que es producido por la estrella. Como resultado la estrella se convierte efectivamente en una “fábrica” de Nitrógeno. Curiosamente no existe ningún otro proceso astrofísico capaz de fabricar este que además es el mismo isótopo más abundante del Nitrógeno, el mismo del que esta hecho en más de un 70% el aire que respiramos. Prácticamente todos los núcleos de Nitrógeno presentes en el aire, en el suelo de nuestro planeta, elemento que además juega un papel fundamental para la vida, fue fabricado por el ciclo CN en las estrellas que precedieron a nuestro Sol.

Los Ciclos CNO

Como mencionábamos en el aparte anterior la síntesis de Carbono-12 a partir del Nitrógeno-15 al final del ciclo CN es sólo una de las posibilidades en esa cadena de reacciones. Una segunda posibilidad emerge como una alternativa para la finalización del ciclo.

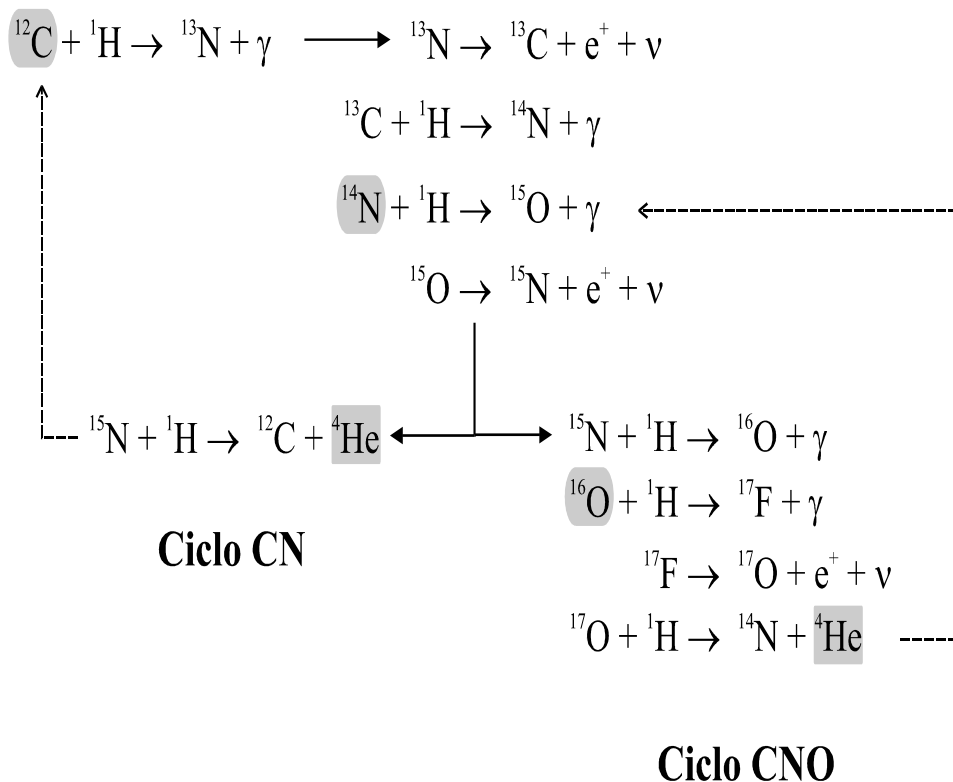


Figura 79. Los ciclos CN y CNO.

El núcleo de Nitrógeno-15 podría fusionarse con un Hidrógeno-1 para producir un núcleo de Oxígeno-16, otro isótopo estable y abundante. En esta segunda variante las reacciones continuarían a partir de este punto hasta que después de un par de reacciones más se produciría nuevamente un núcleo de Nitrógeno-14. Este núcleo tiene entonces una nueva fuente de síntesis. Esta última reacción cerraría el ciclo por otro lado (con la producción de Nitrógeno-14) que podría continuar a partir de ese punto a través de la “rama” principal descrita en el aparte anterior.

Por la participación del Oxígeno a esta vertiente de la serie de reacciones se la conoce como el ciclo CNO.

3.4.2. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. Discuta por qué las reacciones del ciclo CN/CNO se producen en estrellas pesadas.
2. Analice la serie de reacciones de la cadena protón-protón II, estudie los núcleos que entran, los que salen y los otros subproductos de la cadena de reacciones (fotones, neutrinos y otras partículas.)

Consultas

3. Investigue la historia del descubrimiento de que las reacciones nucleares son la fuente de la energía de las estrellas y el desarrollo de estas ideas en el siglo XX.
4. Investigue cuánta energía se produce en cada reacción del ciclo CN. Calcule la cantidad total de energía producida en el ciclo. ¿cómo se compara con la energía producida en las cadenas protón-protón?

Capítulo 3.5. El Interior Estelar

En el marco de esta parte del texto nos detendremos un momento a estudiar un aspecto específico de la física de las estrellas. Como lo hicimos en la parte final del último Capítulo, pondremos a funcionar aquí la física al servicio de la astrofísica y en particular en el estudio de las estrellas. La historia que se cuenta en este Capítulo es la de cómo la energía que es producida en el centro de las estrellas alcanza la superficie estelar para ser radiada libremente al espacio interestelar. En su viaje hacia afuera la luz contribuye de forma fundamental en la determinación de la manera como se arman y organizan internamente las estrellas. Daremos pues un viaje a una región completamente escondida a nuestros instrumentos y cuyos secretos solo pueden revelarse a través del poder de la física.

3.5.1. El camino de la luz

Los principales productos de las reacciones nucleares son, además de los núcleos atómicos mismos, positrones, electrones, neutrinos y unos pocos fotones de rayos gamma. Los neutrinos escapan inmediatamente, recorren la estrella sin tocarla en unos cuantos segundos y escapan del centro de la estrella llevándose desde una fracción pequeña de la energía producida hasta una parte importante de esa energía en el caso de estrellas envejecidas. Los positrones (antipartículas del electrón) no demoran mucho en el congestionado corazón de las estrellas en encontrar un electrón y convertirse con él en fotones de rayos gama, un proceso que se conoce como aniquilación partícula antipartícula. Los electrones producidos tienen energías que superan con creces las de los demás electrones en el plasma.

Al final tenemos muchos fotones de rayos gama y electrones rapidísimos saliendo de las reacciones de fusión nuclear. ¿qué sucede a partir de ese punto? La historia inicial de la energía producida en las reacciones nucleares es básicamente la historia de la luz, la historia de la manera como ella logra escabullirse entre núcleos y electrones y encontrar un camino para avanzar por el interior estelar.

Un fotón de luz puede sufrir distintos destinos cuando se propaga en el interior estelar: puede “rebotar” contra una partícula (dispersión o *scattering*) o simplemente puede ser absorbido por otra.

Fundamentalmente son dos los procesos de dispersión que sufre la luz en un plasma:

- Dispersión de Thompson. En este proceso un fotón choca contra un electrón en el plasma. En el proceso el electrón y el fotón cambian seguramente su dirección de propagación pero de manera muy importante ninguno de los dos pierde o gana energía (se dice que el choque es elástico).
- Dispersión de Compton. Este proceso también es un choque del fotón contra un electrón. Una peculiaridad sin embargo caracteriza a este proceso: el electrón y el

fotón cambian de energía, en particular el fotón pierde energía y se la cede al electrón. Se dice que esta dispersión es inelástica.

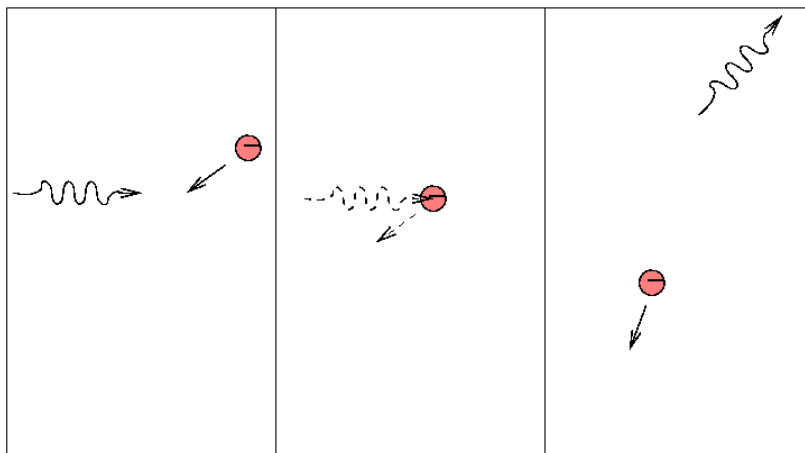


Figura 80. Ilustración del proceso de dispersión de Thompson.

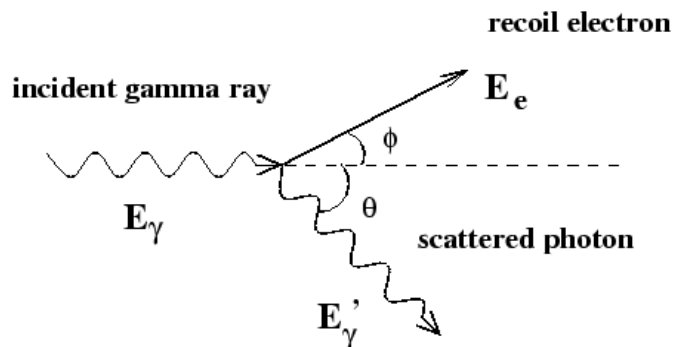


Figura 81. Ilustración del proceso de dispersión de Compton.

La importancia del hecho de que un proceso de dispersión sea elástico o inelástico es que el cambio o no de la energía del fotón es importante para determinar la transferencia de energía de la luz a la materia. Si el choque es inelástico (dispersión de Compton) la luz termina efectivamente entregando su energía a los electrones que se “calientan” y eventualmente le ceden su calor a los núcleos atómicos. De ese modo la energía de los fotones de rayos gama es transferida al plasma. En este proceso la longitud de onda de la luz aumenta (al disminuir su energía) y lo que inicialmente era un rayo gama puede convertirse en un rayo X. Si el choque es elástico (dispersión de Thompson) la luz simplemente da tumbos entre el plasma sin recibir ni transferir a él su energía.

La luz también puede ser absorbida. Varios procesos físicos pueden producir la desaparición completa de un fotón y la transferencia de su energía a la materia.

- Absorción electrónica. Un electrón libre puede capturar a un “incauto” fotón si se dan condiciones especiales para ello. En particular es necesario que el electrón este temporalmente cerca a un núcleo atómico para que se den las condiciones necesarias para que ocurra este proceso.
- Absorción atómica. Los procesos más comunes de absorción de la luz en la materia son aquellos en las que electrones que están ligados a un átomo o un ion (átomo que ha perdido parte de sus electrones) reciban la energía del fotón. Recordemos que este tipo de reacción es la que da lugar a las líneas de absorción estelar. En el interior estelar, especialmente en las capas más externas donde las temperaturas son moderadas y permiten la existencia de átomos y iones, estos procesos son supremamente importantes.

Los procesos de absorción están siempre acompañados de procesos de emisión. Entonces aunque a medida que la luz de la estrella emerge del núcleo no sólo es dispersada y absorbida sino también emitida. La energía necesaria para esa emisión es por encima de las regiones en las que se producen reacciones de fusión nuclear, energía reciclada por la absorción de luz creada en esas mismas reacciones nucleares. No existe nada nuevo bajo el Sol.

Algunos procesos de emisión de luz en el plasma de las estrellas incluyen:

- Emisión por frenado. Este tipo de emisión de luz se produce cuando electrones muy rápidos son frenados bruscamente al encontrarse con los núcleos atómicos en el plasma. La radiación de frenado es el proceso inverso a la absorción electrónica en el sentido de que muchos de los electrones que absorben energía por este proceso son también los que después en un encuentro cercano a un núcleo devuelven esa energía.
- Emisión por recombinación. Este es un tipo de emisión muy especial en las estrellas. Se produce cuando un electrón que se había volado de un átomo es capturado por un núcleo o ion libre en el plasma. Al ser capturado y puesto cerca al nuevo núcleo atómico, el electrón debe renunciar a la energía que tenía para acomodarse tranquilamente cerca al nuevo núcleo. El proceso de recombinación, entre muchos otros, es por ejemplo responsable de la emisión de luz en las auroras polares. Electrones libres en las capas más altas de la atmósfera son recapturados por los iones allí presentes produciendo ese espectacular despliegue de luces.
- Emisión por transición. El último tipo de proceso emisivo es el más común en la materia convencional. Se produce cuando un electrón en un átomo que estando inicialmente en un estado energético excitado, desciende espontáneamente a un estado de energía mayor.

Los pares de absorción y emisión forman por pares la cadena de eventos que le suceden a muchos fotones en el interior estelar.

Pero ¿cómo se cuantifica todo esto? Recordemos que la capacidad para asignar números a los procesos en física, en general y en astrofísica, en particular es una de las maneras poderosas de hablar sobre cosas que no podemos ni podremos bajo ninguna condición ver.

N cantidades son fundamentales en la descripción de los procesos de absorción y emisión de luz en la materia:

- Área efectiva de choque (σ). También llamada “sección eficaz”; este número cuantifica de alguna manera la intensidad de la interacción responsable del choque a través de un “tamaño” ficticio con el que la partícula que choca vería a su objetivo. Si nos imaginamos a los fotones como pequeñas pelotillas moviéndose en medio de obstáculos de diverso tipo, entonces podríamos imaginarnos el choque de ellos contra electrones o su absorción, como el choque de estas pelotillas contra pelotas más grandes de diverso tamaño. El tamaño de esas pelotas será mayor entre mayor es la intensidad de la interacción que produce el choque. Así un choque que es muy probable e intenso será equivalente para el pequeño fotón como moverse en medio de enormes moles que dificultan mucho su desplazamiento. Pero un choque muy improbable o mediado por una interacción muy tenue será visto por el fotón como si se moviera entre pelotillas más pequeñas y que ofrecen menos obstáculos.

El área efectiva de choque de la dispersión de Thompson es $\sigma = 7 \times 10^{-25} \text{ cm}^2 = 7 \times 10^{-9} \text{ A}^2$ Cuando el fotón se mueve en el plasma estelar pasa a través de partículas que para la dispersión de Thompson tienen un tamaño de menos de cerca de una diezmilésima de Amstrong. Recordemos que un átomo típico mide algunos Amstrongs.

El área efectiva de choque de la dispersión de Compton es más pequeña que el área efectiva de la dispersión de Thompson (es decir la primera es más improbable que la segunda) y tiene una peculiaridad depende del tipo de fotón que interactúe. En general el área efectiva decrece al disminuir la longitud de onda, es decir un fotón de rayos gama ve a los electrones como obstáculos mucho más pequeños que un fotón de rayos X.

- Camino libre medio (λ). Esta es la distancia promedio que recorre un fotón antes de ser dispersado o absorbido. El camino libre medio se relaciona con el área efectiva de choque y con la densidad de la materia. Entre más alta sea el área de choque menor será el camino recorrido por la partícula en el plasma porque hay más probabilidad de que se choque. Entre más grande sea el número de partículas menor será también el camino libre que puede recorrer el fotón. El camino libre medio esta dado por:

$$\lambda = \frac{1}{n\sigma} \quad (\text{Ec. 32})$$

Donde n es el número de partículas absorbentes por unidad de volumen (densidad

numérica, $n = \rho/m$).

Ejemplo 14: ¿En el centro del Sol cuál es el camino libre medio de una partícula si se supone que sólo sufre dispersiones de Thompson?

Sol./

La densidad numérica de electrones (que son las partículas que producen esta dispersión) se puede calcular así. Por cada núcleo de Hidrógeno hay un electrón mientras que por cada núcleo de Helio hay 2 electrones. El número de núcleos de Hidrógeno por unidad de volumen en el centro del sol es $(0,75 \times 100 \text{ g/cm}^3) / 1.67 \times 10^{-24} \text{ g} = 4.5 \times 10^{25} / \text{cm}^3$. El número de núcleos de Helio es $(0,25 \times 100 \text{ g/cm}^3) / (4 \times 1.67 \times 10^{-24} \text{ g}) = 3.8 \times 10^{24} / \text{cm}^3$. La densidad numérica de electrones es entonces $4 \times 10^{31} + 2 \times 3.8 \times 10^{30} = 4.8 \times 10^{25}$. El camino libre medio será entonces:

$$\lambda = \frac{1}{4.8 \times 10^{25} / \text{cm}^3 \times 7 \times 10^{-25} \text{ cm}^2} = 0.03 \text{ cm}$$

Es decir en el centro del Sol un fotón no avanza más de medio milímetro sin ser dispersado por un electrón. Un número similar (aunque dependiendo de la longitud de onda) aplica para la dispersión de Compton.

- Profundidad óptica. ¿Cuántos “tumbos” da un fotón al tratar de avanzar por la materia?. Avanzando a la velocidad de la luz un fotón recorre una distancia c en un segundo. El número de veces que se disperso será c dividido por el camino libre medio, es decir $N = c / \lambda$. En términos de n y σ ,

$$N = n \sigma c$$

En el centro del Sol, y suponiendo que sólo hay dispersiones de Thompson, esto significa que en un segundo un fotón sufre más o menos 1 billón de choques cada segundo.

Después de atravesar un pedazo de materia con una extensión d y suponiendo que el fotón viaja aproximadamente en línea recta, el fotón sufrirá $N d/c$ dispersiones (d/c es el tiempo que tardaría en este caso en pasar el fotón por el pedazo de materia).

Se llama profundidad óptica al número típico de dispersiones que un fotón sufre al atravesar por un pedazo de materia. Del razonamiento anterior la profundidad óptica es:

$$\tau = n \sigma d \quad (\text{Ec. 33})$$

Un plasma se dice que es muy “transparente” (ópticamente delgado) si $\tau \ll 1$ y muy opaco (ópticamente grueso) si $\tau \gg 1$.

La descripción que hicimos en la definición de profundidad óptica es solo aproximada y asume que el fotón se mueve en línea recta. Esta suposición es apenas buena para entender que es la profundidad óptica. Sin embargo no parece para nada próxima a la realidad. En la realidad el fotón da “tumbos” aquí y allá antes de llegar a ninguna

parte. El fotón describe algo más parecido a la caminata de un “borracho” que al camino recto y directo que mencionábamos en el aparte anterior.

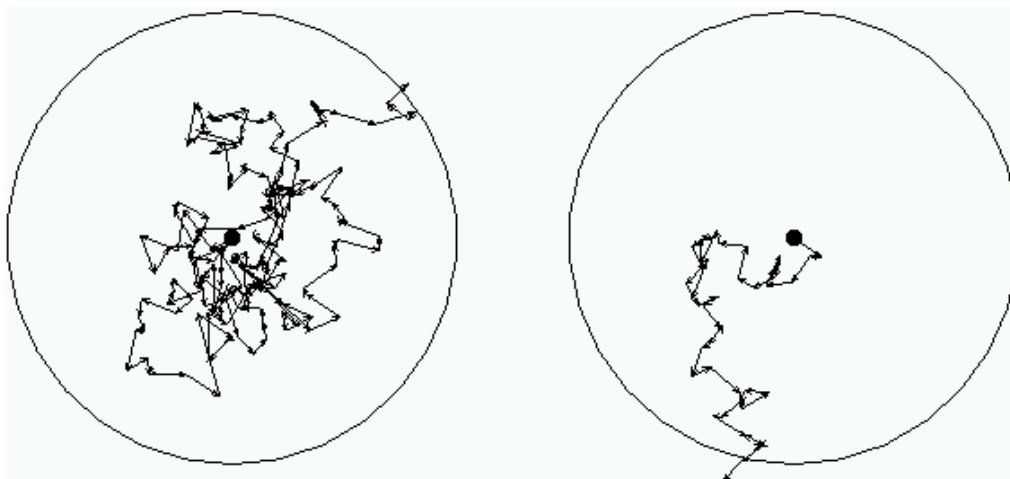


Figura 82. Trayectorias típicas seguidas por fotones que se mueven siguiendo trayectorias al azar en el interior estelar.

¿Y cuánto realmente avanza un fotón que se mueve de manera tan azarosa? La estadística enseña que después de dar N pasos un fotón “caminando” al azar con pasos de longitud l (camino libre medio) la cantidad $d = \sqrt{N} l$. Así por ejemplo si da 100 pasos de 1 cm cada uno no avanzará 100 cm, sino tan solamente 10 cm.

Avanzando a un ritmo tan pausado el número real de pasos que un fotón requiere para abandonar recorrer una distancia d será:

$$N = (n \sigma d)^2$$

Si en cada paso el fotón se mueve a la velocidad de la luz, el tiempo necesario para realizar N pasos de una longitud λ será: $N\lambda/c$. El tiempo necesario entonces para recorrer la distancia d será:

$$t = N \frac{\lambda}{c} = (n \sigma d)^2 \times \frac{1}{n \sigma} \frac{1}{c} = \frac{n \sigma}{c} d^2$$

Por ejemplo para abandonar el centro del Sol (que ocupa más o menos un 25% del radio solar el fotón necesita aproximadamente:

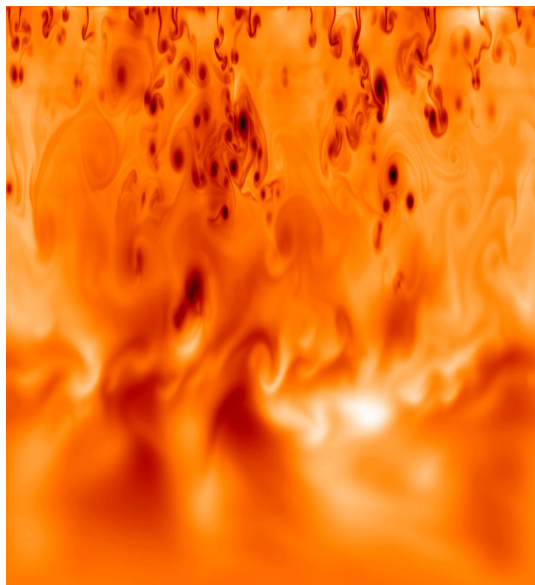
$$t = \frac{3.8 \times 10^{24} / \text{cm}^3 \times 7 \times 10^{-25} \text{cm}^2}{3 \times 10^{10} \text{cm/s}} \times (0.25 \times 7.96 \times 10^{10} \text{cm})^2 = 3.5 \times 10^{10} \text{segundos}$$

Es decir para salir tan solamente del núcleo solar, a un fotón le puede tomar más de 1,000 años. Quién lo creyera, las partículas más veloces del Universo están atrapadas por milenios en el interior solar.

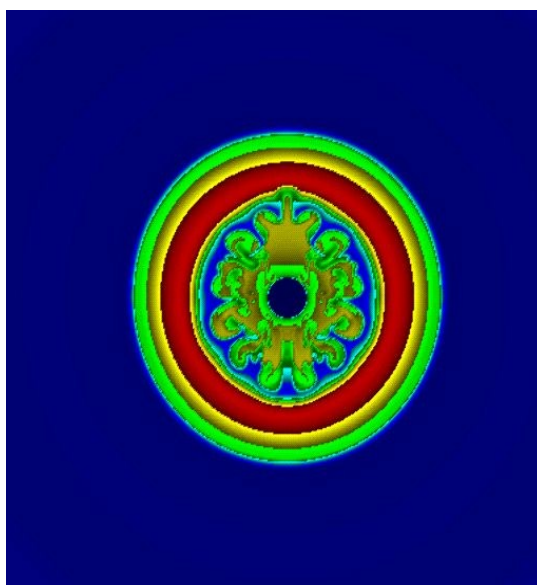
La novela del viaje del fotón saliendo de la estrella ahora esta completa:

- Un fotón de rayos gama es producido en una reacción nuclear muy cerca al centro de la estrella. Lo más probable es que haya resultado de la aniquilación de uno de los positrones producidos en las reacciones nucleares.
- Antes siquiera de que se de cuenta encuentra un electrón en el denso núcleo de la estrella y rebota contra él sin sufrir mella alguna (sin perder energía). Millones de rebotes se suceden en fracciones de segundo y el fotón no parece avanzar mucho. De tumbo a tumbo no recorre más que menos de medio milímetro y lo que avanza en una dirección lo pierde al rebotar en la dirección contraria. El fotón se mueve como un “borracho” en medio de un bosque lleno de arboles.
- Una que otra vez, el fotón tiene el chance de entregar una pequeña porción de energía a uno de los electrones del plasma en una dispersión de Compton. No son tan comunes pero las dispersiones de Compton van menguando la energía del fotón.
- En un momento inesperado sobreviene la desgracia: el fotón es absorbido por un electrón cuando los dos se encuentran casualmente cerca a un núcleo atómico. En ese momento el fotón original deja de existir y le entrega toda su energía al electrón secuestrador.
- El electrón que absorbió el fotón ha sido acelerado espontáneamente a velocidades enormes próximas a las de la luz. No pasa mucho tiempo antes de que la fuerza de un núcleo atómico lo frene bruscamente haciendo que la energía que había robado al fotón original se empiece a convertir en una cascada de nuevos fotones de menos energía. El fotón inicial ya no existe pero su energía se ha convertido en un número grande de nuevos fotones de energías más pequeñas.
- De tumbo en tumbo, rebotando allá, dejando parte de su energía en otro lugar o convirtiéndose espontáneamente en muchos fotones de menos energía, la energía del fotón original tarda miles de años en abandonar apenas la primera cuarta parte de la estrella.
- Mucho más arriba donde la temperatura del plasma disminuye lo suficiente, los millones de fotones (seguramente de luz ultravioleta) que han nacido a partir de la energía del fotón gama original se enfrentan a nuevos retos. Inicialmente encuentran regiones donde todos los átomos están completamente ionizados pero la densidad de materia es muy baja. Ya no son absorbidos por los electrones sino que simplemente van rebotando en ellos de aquí allá. Más arriba algunos electrones empiezan a ser atrapados por los núcleos. Los fotones son ahora presa de esos átomos recién formados. Un fotón de luz ultra violeta es capaz de ionizar a un átomo o de arrancar un electrón a un ion. Pero tarda más en salir el electrón arrancado por el fotón a que el mismo electrón sea recapturado en otro lugar por otro ion o núcleo desnudo produciendo en el proceso un nuevo fotón. De nuevo el fotón de luz ultravioleta original ha desaparecido pero su energía se ha convertido en un fotón de energía parecida o menor.
- Ya más cerca a la superficie de la estrella los átomos se van haciendo más comunes y también mas selectivos en el tipo de luz que absorben. Los fotones degradados ya al tipo de luz visible son débilmente absorbidos y la mayoría logran escapar al espacio interestelar.

El viaje ha durado decenas a centenares de miles de años.



[http://astro.uchicago.edu/Computing/Gif/9_840.gif]



[<http://www.engineers.auckland.ac.nz/~snor007/cfd/StarConvection.gif>]

Figura 83. Resultados de simulaciones de procesos astrofísicos donde se pone en evidencia el fenómeno de convección. A la izquierda convección en una estrella. Los remolinos oscuros corresponden a porciones de materia fría que desciende empujado por la materia caliente que asciende. A la derecha se muestra la convección en el centro de una estrella moribunda. Ambas gráficas demuestran que el fenómeno de convección es más complicado que el simple ascenso y descenso de materia caliente y materia fría.

3.5.2. El transporte de energía en el interior estelar

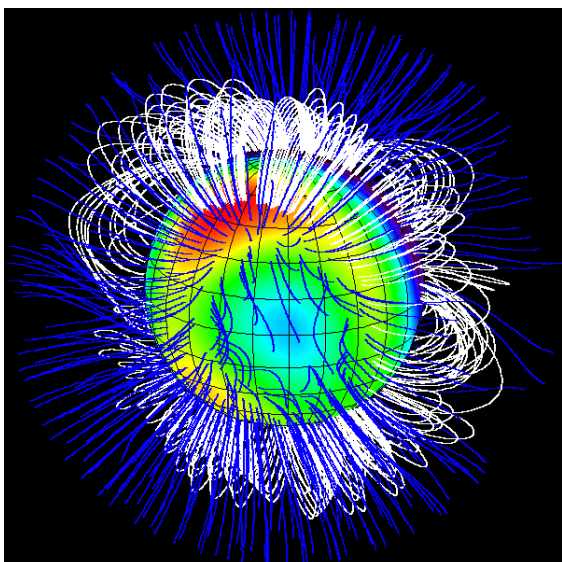
Con un viaje tan accidentado, vale la pena preguntarse si los electrones son capaces de llevar de forma efectiva la energía producida en las reacciones nucleares a todos los demás puntos de la estrella. Debe tenerse en cuenta que para mantener el equilibrio hidrostático todas las regiones de la estrella deben mantener una presión muy elevada que en este caso es producida básicamente por el calor ganado desde el horno nuclear central. No sólo importa entonces emitir luz, también importa que la energía que esa luz transporta llegue eficientemente a todos los puntos de la estrella y la mantenga en pie.

Efectivamente para que la energía sea transportada eficientemente por la luz, se debe cumplir la condición de que la materia sea relativamente transparente al paso de la radiación. En el caso de nuestro Sol, esa condición se cumple desde el centro mismo de la estrella hasta más allá de la mitad de su radio.

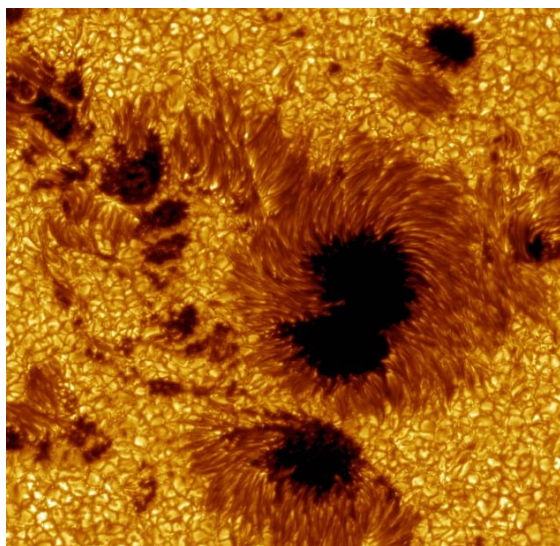
Cuando la materia se vuelve muy opaca al paso de radiación u otros fenómenos, entran en juego otro mecanismo del que hablaremos a continuación.

3.5.3. Convección

Cuando la materia es muy opaca o las reacciones de fusión nuclear se concentran mucho en calentar una parte del interior estelar y no otras, se produce una condición muy especial en el plasma.



[http://solarmuri.ssl.berkeley.edu/~fisher/public/document/s/annual-report-2002/annual-report-2002_files/image005.gif]



[<http://astronomy.neatherd.org/Swedish%20sunspots1.jpg>]

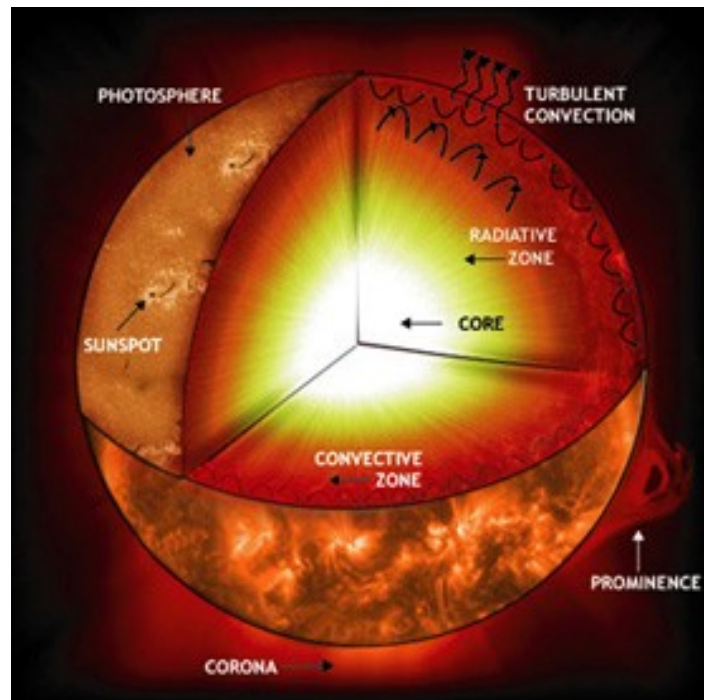
Figura 84. La convección en el interior del Sol es responsable de la creación del campo magnético solar. A la izquierda los resultados de una simulación por computador del proceso de creación de las líneas de campo. A la derecha una fotografía de una mancha solar un fenómeno que se produce en la fotosfera solar por efecto de los campos magnéticos generados por la convección. Como un elemento especial nótese la “granulación” alrededor de las manchas. Cada uno de los granos puede tener un tamaño comparable a la Tierra y es la “cúspide” de una de esas corrientes convectivas que elevan calor desde el interior solar hasta la fotosfera.

La parte inferior del plasma está extremadamente caliente comparada con la parte superior de él. Este calentamiento excesivo puede producir la formación de “burbujas” de plasma que se hinchan en el plasma circundante por efecto de su expansión térmica.

Estas burbujas de plasma que se inflan empiezan a experimentar un efecto inmediato en su entorno. Como sucede con los globos aerostáticos, el aire caliente dentro del globo es menos denso que el aire circundante y el globo empieza a flotar. Igualmente sucede a las burbujas de plasma muy caliente que están en el fondo de la estrellas.

Miles de “burbujas” de muy diversos tamaños comienzan a ascender por la estrella, y si lo hacen lo suficientemente rápido, se mantienen calientes y siguen ascendiendo. A una determinada distancia del punto de partida, la burbuja no tiene sustentación más y entrega la energía concentrada en su interior al ambiente. Además las burbujas que suben desplazan en su camino a plasma más frío que es obligado a descender para

dar espacio a ellas en las regiones más lejanas del horno nuclear.



[http://www.daviddarling.info/images/solar_interior.jpg]

Figura 85. Ilustración del interior solar y la atmósfera de nuestra estrella.

A este fenómeno se lo llama “Convección” y es un importante proceso astrofísico responsable de muchos aspectos del funcionamiento de algunos sistemas astrofísicos, las estrellas en primer lugar.

Con el ascenso de estas burbujas se crean “patrones de circulación” de calor y materia desde el interior hacia la periferia de la estrella que reciben el nombre de “corrientes de convección”.

La convección puede ser un eficiente proceso de transporte de energía alternativo al “transporte por radiación”. En el caso de estrellas como el Sol, la convección es realmente la responsable de su estabilidad dado que sus capas exteriores son tan opacas que no permiten un flujo tranquilo de radiación desde el centro a la periferia.

La introducción del fenómeno de convección no cambia en nada la historia del viaje del fotón contada en el apartado anterior. La única diferencia cuando aparece el fenómeno de convección es que la luz ya no viaja por su cuenta la última porción del viaje. Fotones atrapados en burbujas convectivas son ascendidos como en un elevador a velocidades mucho más grandes que aquellas a las que ellos mismos avanzan.

La ascensión de una burbuja convectiva ocurre más o menos a unos 40 km/h y puede

tomar cerca de 3 meses a una de esas burbujas alcanzar la superficie. Parece mucho pero si se compara este número con las decenas de miles de años que le tomaría a un fotón atravesar todo el interior estelar parece tan solo un abrir y cerrar de ojos.

La convección tiene un efecto importante en la estrella: la dota de un campo magnético. Recordemos que los plasmas tienen propiedades eléctricas y que al moverse son afectados por y producen campos magnéticos. La convección es precisamente esa agitación del plasma que da lugar por ejemplo al campo magnético global del Sol que en última instancia es el responsable de todos los fenómenos que se producen en la atmósfera solar.

3.5.4. La estructura interior de una estrella

La descripción pormenorizada que hemos hecho en las sesiones precedentes sobre los fenómenos que se producen en el interior estelar y que buscan resolver los problemas básicos de mantener la materia caliente e “inflada” (suficiente presión para sostener el peso de la estrella) y llevar la energía hasta la superficie estelar donde es emitida al medio interplanetaria, nos permite ahora ofrecer un panorama completo del interior de una estrella típica.

El Núcleo

El núcleo de la estrella es la región en la cuál se dan las condiciones para la fusión nuclear. Recordemos que las condiciones para que se produzcan estas reacciones básicamente son condiciones de temperatura.

El núcleo de una estrella normal involucra cerca del 10-25% del radio de la estrella que contiene cerca de la décima parte de la masa total de la estrella.

El núcleo de la estrella es la única región de todo el sistema cuya composición química cambia activamente durante la vida de la estrella.

La zona radiativa

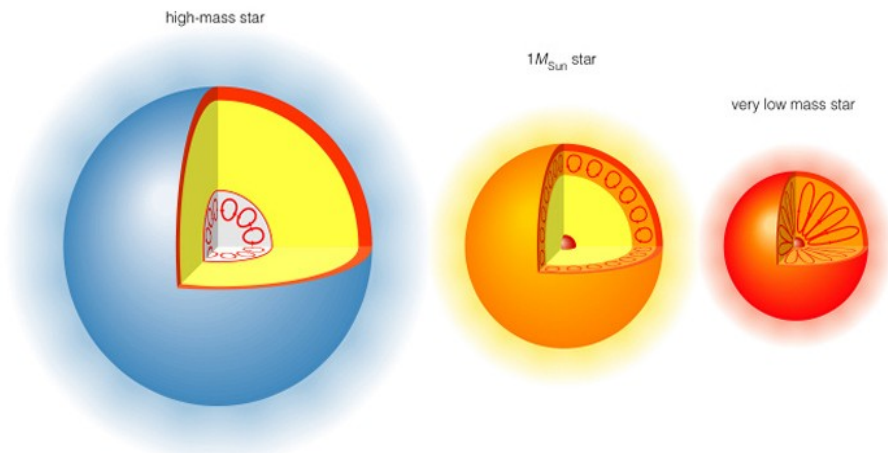
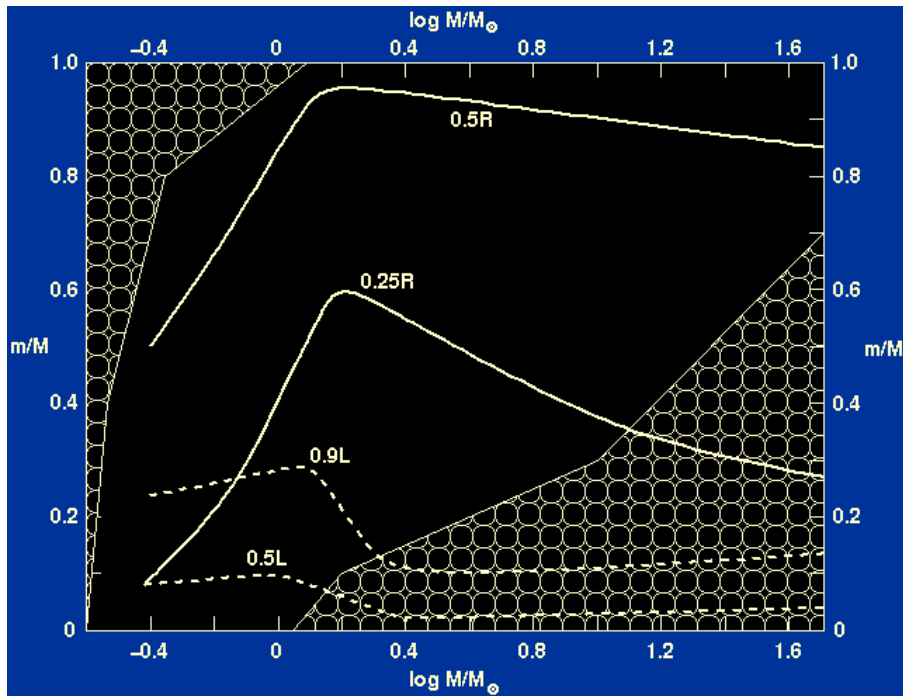
Entendemos aquí zona radiativa en general a todas las regiones en las cuales la luz es el medio más efectivo para transportar la energía desde un punto donde abunda a otro donde escasea. La zona radiativa es relativamente tranquila en tanto la materia contenida en ella esta casi completamente estática y remolnea solo un poco.

En el caso del Sol la zona radiativa se extiende desde el corazón mismo de la estrella hasta unos 100,000 kilómetros por debajo de la superficie solar donde comienza el fenómeno de convección.

La zona convectiva

En las regiones donde la materia se vuelve muy opaca o las diferencias en la temperatura son muy pronunciadas, se desarrollan entonces inestabilidades

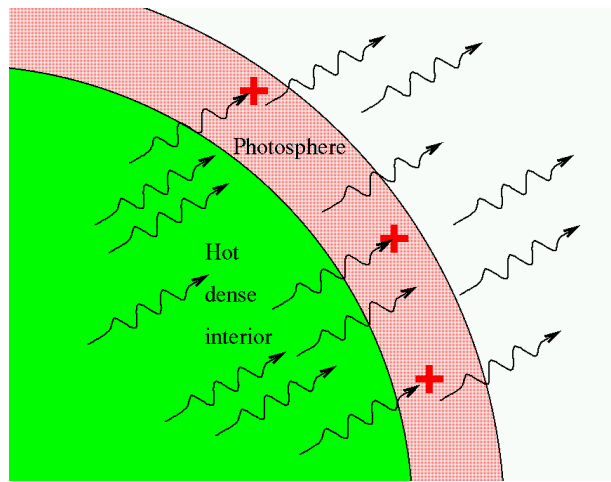
hidrodinámicas (burbujas que flotan) que comienzan a transportar más eficientemente el calor interior de la estrella hasta regiones superiores de la misma.



[http://www.bramboroson.com/astro/images/stars_compare_convection.jpg]

Figura 86. En el diagrama superior se muestran las regiones del interior estelar donde se produce convección. El diagrama debe entenderse así: en el eje X está la masa de la estrella. Si se elige una masa específica, digamos 2 masas solares ($\log 2 = 0.3$) y nos ubicamos en este valor sobre el eje X y ascendemos verticalmente por el diagrama encontramos las regiones donde se produce convección. En ese caso la convección se produce del centro hasta un 10% del radio de la estrella. De allí hasta la superficie toda la energía se transporta por radiación.

La zona convectiva es una región burbujeante, arremolinada y en la que tienen lugar los eventos responsables de la aparición de poderosos y extensos campos magnéticos. Para que esos campos afloren, sin embargo, es necesario que la zona de convección se encuentre tan cerca como pueda de la superficie estelar. Este es el caso precisamente de estrellas con una masa inferior a cerca de 1.1 masas solares (ver figura 86). En ese caso la inestabilidad hidrodinámica tiene lugar en las capas exteriores de la estrella. Con seguridad este tipo de estrellas exhibirá algún tipo de actividad debida a campos magnéticos inducidos por las corrientes convectivas en el interior estelar.



[http://spiff.rit.edu/classes/phys301/lectures/spec_lines/photosphere.gif]

Figura 87. La fotosfera es la región de la estrella desde la cuál emerge efectivamente la luz. La estrella no termina allí de modo que no podemos hablar propiamente de una superficie estelar.

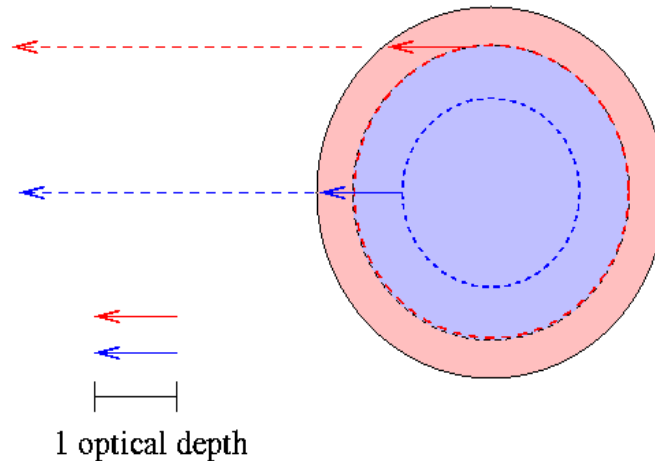
Para estrellas de masa mayor a 1.1 Masas solares, la convección se produce especialmente por otras razones. Con masas mayores a este valor, el ritmo de producción de energía y el tipo de reacciones nucleares hacen que la temperatura en el centro de estas estrellas varíe mucho de unas regiones a otras (donde no hay reacciones nucleares). Estos cambios bruscos en la temperatura inducen el mismo tipo de inestabilidades hidrodinámicas que dan lugar a la convección.

Las estrellas masivas tienen entonces una región convectiva cerca al núcleo seguida más arriba por una extensa región radiativa. Es de esperarse de acuerdo a esto que estas estrellas tengan un debilitado o ningún campo magnético superficial y que no exhiban fenómenos atmosféricos normalmente asociados a esos campos magnéticos.

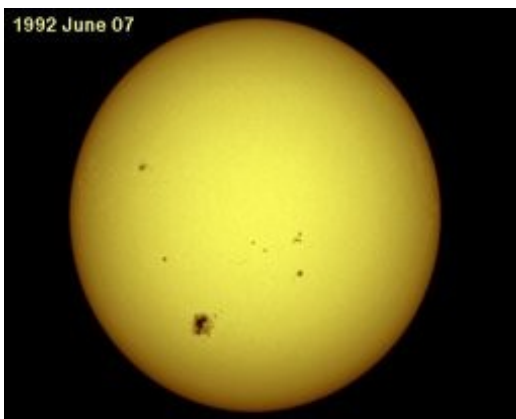
La fotosfera

La estrella es un cuerpo gaseoso. Esto significa que hablar de la superficie de un cuerpo que básicamente no tiene una estructura compacta y diferente de su entorno es infructuoso. Existe sin embargo una región de la estrella en donde aunque no termina la materia, el viaje de la luz hacia afuera si termina allí. A esa región se la llama la fotosfera.

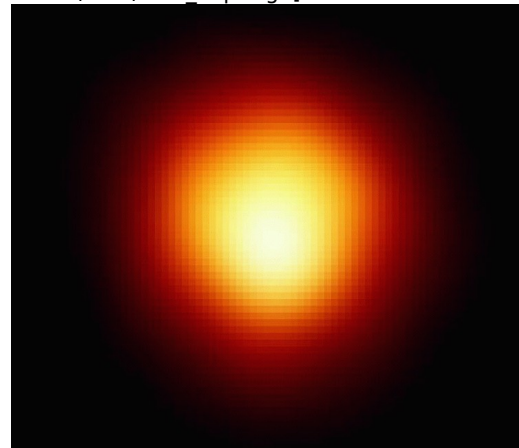
¿Pero qué condición exactamente define la fotosfera? La fotosfera es la región de una estrella en la cuál el camino libre medio es tan grande o más grande que cualquier cosa en la estrella. En esas condiciones la luz prácticamente esta libre y puede escapar de la estrella.



[http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/limb/limb_depth.gif]



[<http://content.answers.com/main/content/wp/en-commons/thumb/0/02/256px-Sun920607.jpg>]



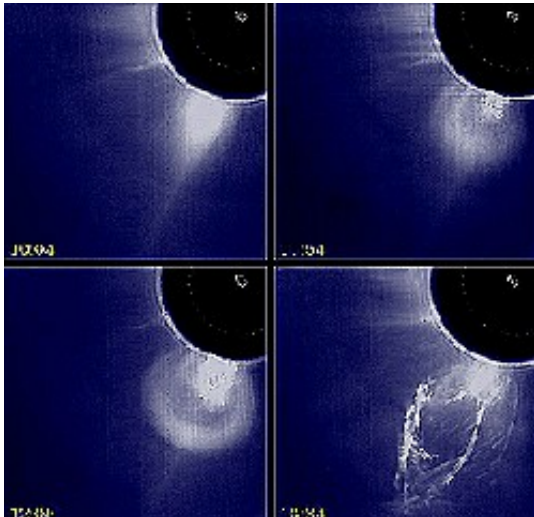
[http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/limb/betelgeuse_resolved.gif]

Figura 88. El oscurecimiento del limbo estelar ilustrado. Abajo a la izquierda el disco oscurecido hacia el borde del Sol. A la derecha vemos una imagen producida con interferometría óptica del disco de una supergigante roja en la que también puede apreciarse el fenómeno de oscurecimiento del limbo.

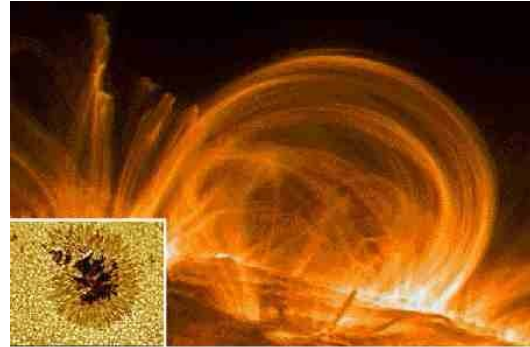
Una definición más rigurosa y usando las cantidades que habíamos definido en una sección anterior, dice que la fotosfera es aquella región de la estrella que esta a una profundidad óptica de 1: es decir la región de la estrella desde la que al emitirse un fotón hacia el observador experimentaría solamente 1 fenómeno de dispersión o absorción y de allí en adelante se movería libremente.

La definición de fotosfera conduce a un fenómeno muy interesante. Cuando observamos el disco de una estrella (solo hemos podido hacerlo en el caso del Sol y

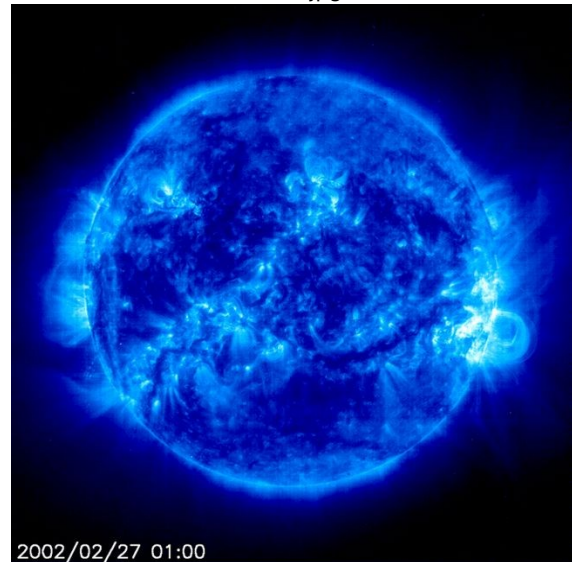
de algunas supergigantes rojas observadas con técnicas interferométricas) la fotosfera que percibimos corresponde a puntos de distinta profundidad en la estrella misma.



[<http://web.hao.ucar.edu/public/education/slides/slide13.jpg>]



[<http://www.amateurastronomy.org/blogs/media/blogs/a/Flare.jpg>]

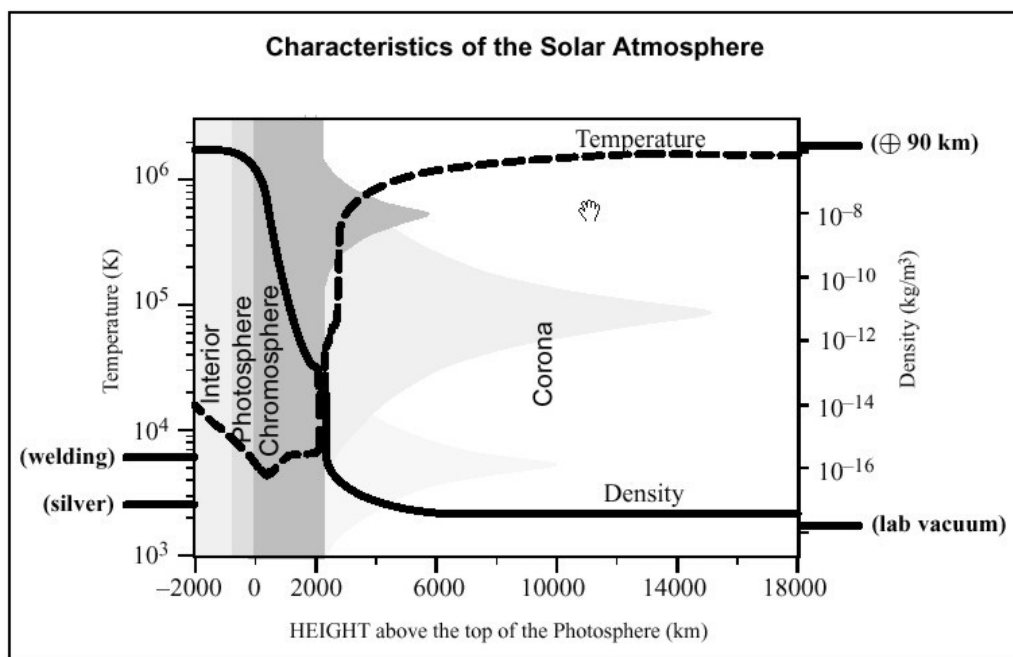


2002/02/27 01:00
[http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/image/9809/sunmosaic171_trace_big.gif]

Figura 89. Fotografías de la atmósfera solar. A la izquierda una espectacular de una eyección de masa coronal en acción. Arriba una prominencia sobre una región activa. Abajo una imagen completa del Sol en Ultravioleta en donde se ven las capas superiores de la atmósfera, más calientes que la fotosfera.

Al observar el centro del disco de la estrella miramos de forma perpendicular a las capas que conforman la estrella. La región que esta a una profundidad óptica de 1 corresponderá a una capa que esta profundizada en línea recta hacia el centro. Al observar la periferia del disco solar, la misma profundidad óptica de 1 corresponderá a una capa más exterior de la estrella. Al estar la capa observada en el borde más superficial su temperatura es menor que la que se ve cerca al centro del disco y por lo tanto su brillo superficial será también menor. El disco de la estrella en el borde parecerá entonces más oscuro que el disco cerca al centro. El fenómeno le da a la estrella una apariencia de esfera bastante natural, pero no hay que dejarse engañar.

En el caso de una esfera pequeña puesta a la luz de alguna fuente, el oscurecimiento de los bordes se debe a un efecto de iluminación. El efecto aquí es muy distinto. A este curioso fenómeno se lo denomina “oscurecimiento del limbo estelar”.



[http://www.jyi.org/volumes/volume9/issue2/images/sheung_fig1.jpg]

Figura 90. Gráfica de las condiciones de temperatura y densidad en el interior y atmósfera solar. Nótese cómo la densidad desciende muy rápidamente hasta el valor de la densidad del medio interplanetario. La temperatura al contrario desciende brevemente en la fotosfera para luego ascender nuevamente en la cromosfera y corona.

La atmósfera estelar

La última y más externa parte de la estrella es la que se ha dado en llamar su atmósfera. Esta denominación es un poco desacertada por que normalmente por atmósfera entendemos a una cobertura gaseosa de un cuerpo sólido. En el caso de las estrellas la atmósfera estelar es simplemente una continuación del también gaseoso interior estelar.

De existir una región convectiva cerca a la superficie (estrellas livianas) la atmósfera estelar puede ser el lugar de una rica y variada actividad dominada por los campos magnéticos generados por la convección. Este es precisamente el caso del Sol.

La atmósfera estelar puede o no estar en equilibrio hidrostático. En caso de que no la materia de esa atmósfera puede perderse indefinidamente al medio interplanetario en la forma de lo que es conocido como el viento estelar.

Recordemos que las atmósferas estelares son las responsables parciales de la formación de las líneas espectrales.

Otro fenómeno interesante que se produce en las atmósferas estelares (por lo menos en la de nuestro Sol) es la denominada inversión de la temperatura: la temperatura de la fotosfera es menor que la de la atmósfera exterior. ¿Cómo puede ser esto? El problema no está resuelto a cabalidad pero algunas pistas se conocen. Entre ellas está la posibilidad de que ondas magneto hidrodinámicas (Ondas de Alfvén) transportaran energía producida en la agitada fotosfera donde termina la convección hasta la corona donde dada la increíblemente baja densidad las ondas se convertirían en poderosos “ventarrones” capaces de calentar el plasma a su paso.

3.5.5. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. ¿Qué sucedería sin este preciso instante el núcleo del Sol dejará de producir luz?
2. Teniendo en cuenta el proceso de convección, cuánto tiempo estima que puede tomarle a un fotón abandonar el Sol.
3. Enumere algunas evidencias que corroboren que en el interior solar se produce convección.
4. Discuta de que manera podría la observación de una estrella revelar si en capas exteriores se produce convección.
5. Intente explicar por qué las estrellas masivas presentan núcleos convectivos y envolturas radiativas y viceversa.
6. Discuta qué efectos podría tener la convección en el interior de las estrellas en la distribución de los isótopos producto de la reacciones nucleares.

Consultas

7. Investigue si se han descubierto signos de actividad magnética en otras estrellas distintas al Sol. Indique que signos y con que evidencia observacional se han descubierto.

Parte 4. Evolución Estelar

Nada parece más inmutable que las estrellas. El nombre de las constelaciones, por ejemplo, figuras imaginarias formadas por las estrellas que vemos en el cielo, fueron asignados por hombres que vivieron varios milenios antes de nuestra era, una evidencia de que la inmensa mayoría de las estrellas que vemos hoy fueron también las que vieron los antiguos.

Lo que hemos aprendido hasta este punto de las estrellas parece sin embargo indicarnos que no son realmente eternas. Para empezar hoy sabemos que su poderosa capacidad para emitir luz viene de la fusión de Hidrógeno en sus núcleos. Pero el Hidrógeno estelar no dura para siempre y esta podría ser la primera y más sencilla pista de su limitada existencia en el tiempo.

Pero entonces si las estrellas no han existido, ni existirán por siempre ¿De dónde vienen? ¿cómo se forman? ¿cómo terminan su existencia? ¿qué queda de ellas después de que “mueren”?

Dedicaremos esta parte del texto a estudiar una de los mas fascinantes problemas de la astrofísica, apenas develado hasta los más increíbles detalles durante el pasado siglo y que se presenta hoy en la forma de una exitosa teoría científica conocida como la “teoría de la Evolución Estelar”.

El hecho de que veamos las mismas estrellas que los antiguos contemplaron, nos insinúa también que estamos ante una tarea verdaderamente monumental. Aunque con una vida finita las estrellas parecen vivir por enormes períodos tiempo, intervalos mucho más grandes que cualquier escala en la civilización humana. ¿Cómo podemos entonces decir algo sobre la evolución de sistemas astrofísicos que en toda la historia de nuestra civilización no parecen cambiar ni un ápice?

De nuevo la física nos ofrece una salida. Esta ciencia no solamente nos sirve para entender la constitución de las estrellas, medir la presión y la temperatura en su centro o entender como el calor producido llega desde el horno central hasta la superficie. Otras leyes pueden usarse para seguir, inicialmente de forma esquemática, lo que pasa en el tiempo cuando el combustible que las alimenta empieza a reducirse y agotarse completamente. También “adivinar” de donde vienen no es muy complicado si se entiende que la materia de la que están hechas debe tener procedencia de otros sistemas astrofísicos de cuya existencia ya debemos tener noticia seguramente. Al mirar alrededor solo dos sistemas parecen ser buenos candidatos: las otras estrellas o los gases que flotan entre ellas y que en los lugares más densos se manifiestan como nebulosas. Con todo esto una historia más o menos sensata de la historia de la vida de la estrella puede empezar a armarse.

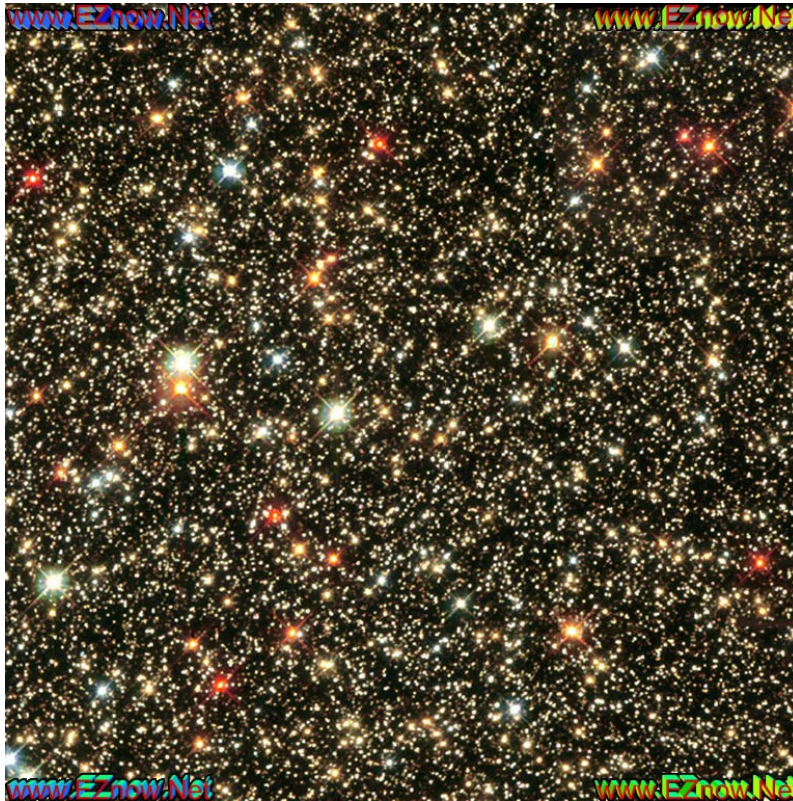
Pero si queremos los detalles, el costo es mayor. Ahora es la física y un nuevo aliado fundamental, los computadores, los que nos brindan las respuestas más detalladas sobre el proceso.

Si tomamos lo que sabemos sobre las estrellas y construimos un modelo de ellas en el computador (es decir una representación simplificada pero completa de su constitución interna, condiciones físicas, composición química, etc.) y a continuación aplicamos las leyes de la física para hacerlas cambiar a un ritmo acelerado, podemos, paso a paso, seguir lo que sucede a la estrella y tener una visión pormenorizada de su vida. Así se ha hecho desde los años 1930s cuando las primeras computadoras se usaron con estos fines y aún hoy se sigue haciendo con los mayores computadores del mundo.

La teoría de la Evolución Estelar, cuyos apartes más importantes son esbozados aquí, es pues el resultado de un profundo conocimiento de la física, una confianza ciega en que ha sido siempre y será la misma, sumados además a una creciente capacidad para calcular complicadas situaciones con la ayuda del computador.

Capítulo 4.1. La Formación Estelar

Como lo dejamos entrever en los párrafos anteriores no es muy difícil tratar de entender de dónde vienen las estrellas. Los detalles son los complicados.



[http://www.daviddarling.info/images/Sagittarius_star_field.jpg]

Figura 91. En este tupido campo estelar en el que parece haber solamente estrellas y vacío hay también una cantidad considerable e invisible de gases y polvo interestelares.

La materia de la que esta hecha una estrella debe venir necesariamente de un sistema astrofísico que la preceda en el tiempo. ¿Otra estrella tal vez? Esta hipótesis parece poco razonable en tanto no sería posible formar estrellas de la diversidad observada si siempre la generación siguiente de estrellas recibiera la materia de las precedentes.

Solo un tipo de sistemas astrofísicos tienen el potencial de ser la materia prima para formar las estrellas: las nubes de gas y polvo interestelar. Pero ¿qué son estas nubes? ¿de qué y cómo están hechas realmente? y más importante ¿cómo se convierte una parte de ellas en los increíbles hornos nucleares que son las estrellas?

4.1.1. El Medio Interestelar

Aunque al mirar en una noche despejada el espacio negro entre las estrellas parece

completamente vacío, no lo está. Todo el espacio en la vecindad del Sol y las estrellas vecinas está lleno de gases (átomos y moléculas), plasmas y polvo. A esta sustancia casi invisible y que se la nota solo cuando se concentra lo suficiente como para producir o reflejar luz, se la conoce conjuntamente como el medio interestelar (MI). En realidad 1 de cada 10 kilogramos en nuestra Galaxia está en la forma de esta componente imperceptible de materia, de modo que su existencia e importancia no es para nada despreciable.



[http://apod.nasa.gov/apod/image/0705/ldn1622_carboni_c720.jpg]

Figura 92. En medio de un campo tachonado de estrellas se produce un aparente espacio vacío. ¿por qué no hay estrellas allí? En realidad lo que parece la ausencia de estrellas es una nube densa de gas y polvo que impide la visión de las estrellas de fondo.

Pero si hay tanta materia interestelar ¿cómo es que no se ve?

La cantidad total de materia interestelar en la Galaxia es mucha, pero su “densidad” es increíblemente baja. En un volumen de 1 centímetro cúbico en los lugares más normales del medio interestelar es posible encontrar entre 1 y 10 partículas en todo momento ($\rho = 10^{-20} \text{ kg/m}^3$.) En el aire que nos rodea hay aproximadamente 10 trillones de moléculas en el mismo volumen ($\rho = 1 \text{ kg/m}^3$). Es de entenderse ante tal diferencia que si no vemos el aire mucho más difícil sea ver el medio interestelar.

Ante esta increíblemente baja densidad la pregunta se devuelve: ¿cómo es que sabemos entonces que existe el MI?

La primera evidencia concreta de la existencia de este medio invisible proviene del estudio de los espectros de las estrellas mismas. Al ser gases también las sustancias del diluido medio interestelar producen absorciones selectivas de la luz de las

estrellas, es decir, líneas espectrales de absorción. Pero si un espectro estelar en sí mismo está cubierto de líneas espectrales de absorción, ¿cómo reconocer cuáles fueron producidas en la estrella misma y cuáles en el medio interestelar?. Una manera ingeniosa es la siguiente: cuando una estrella se mueve respecto al observador toda su luz, incluyendo las líneas de absorción se desplazan (se corren al rojo o al azul). Si se observa entonces el espectro de una estrella en movimiento (casi todas lo están) y una línea espectral de absorción del medio se atraviesa en la mitad, entonces esa línea no aparecerá desplazada. Su presencia revelará entonces la existencia de un medio gaseoso que se interpone entre nosotros y ellas.

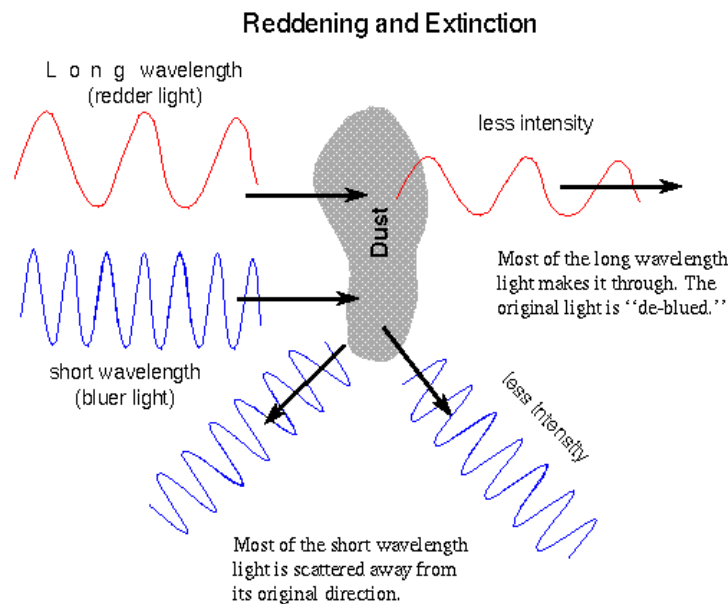


Figura 93. El origen del enrojecimiento de la luz estelar al atravesar nubes de polvo interestelar.

La segunda evidencia proviene de la observación en algunas regiones increíblemente pobladas de la Vía Láctea de "agujeros" entre las estrellas, sitios en los que no parece haber ningún objeto astrofísico. Ciertamente no hay muchas maneras sensatas para entender como esas regiones aparentemente rodeadas de un tumulto de estrellas están vacías por completo. Una mejor manera de entender estas observaciones es suponer la existencia de una sustancia oscura y opaca que se interpone entre nosotros y las estrellas de fondo y es la causante de este singular efecto aparente.

La tercera prueba de la existencia del medio interestelar proviene del estudio del color de las estrellas. Evidencia suficiente muestra que las estrellas se ven en su mayoría más rojas de lo que son. A este fenómeno se lo conoce como enrojecimiento de la luz estelar y es producido cuando la luz que incide sobre diminutos granos de polvo es dispersada o reflejada por los granos de forma selectiva. La luz roja de mayor longitud de onda es corrientemente absorbida y reemitida en la misma dirección en la que provenía aunque con menor intensidad (ver figura 93). La luz de longitud de onda más corta, azul por ejemplo, es eficientemente absorbida pero la mayor parte de la que es reemitida se produce en todas direcciones. El resultado es que la luz que va

pasando a través del polvo a lo largo de años luz de recorrido va perdiendo la luz azul en su composición y se enrojece por tanto.



[<http://www.celestialimage.com/rose.jpg>]



[http://apod.nasa.gov/apod/image/0511/horsehead_verse_hatse_f33.jpg]

Figura 94. Ejemplos de nebulosas de emisión. A la izquierda la nebulosa de la Rosetta. A la derecha la nebulosa de emisión IC434.

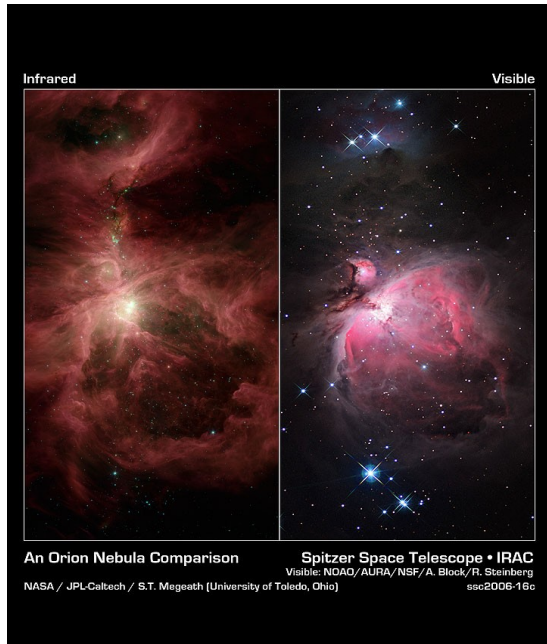
La última y más directa evidencia de la existencia del medio interestelar la ofrecen las denominadas “nebulosas de emisión” (llamadas también simplemente nebulosas). Estos sistemas astrofísicos son lugares donde se concentra por distintas razones el medio interestelar con una densidad entre mil y un millón de veces superior a la de otras regiones del medio interestelar. Normalmente se encuentran muy cerca a estrellas muy jóvenes que al emitir copiosas cantidades de luz ultravioleta excitan los gases de la nube y los hace exhibir una serie de tonalidades distintas, especialmente el rojo, evidencia clara de la existencia de Hidrógeno en esas nubes.

Lo que poco se cuenta: *La luz de las nebulosas*

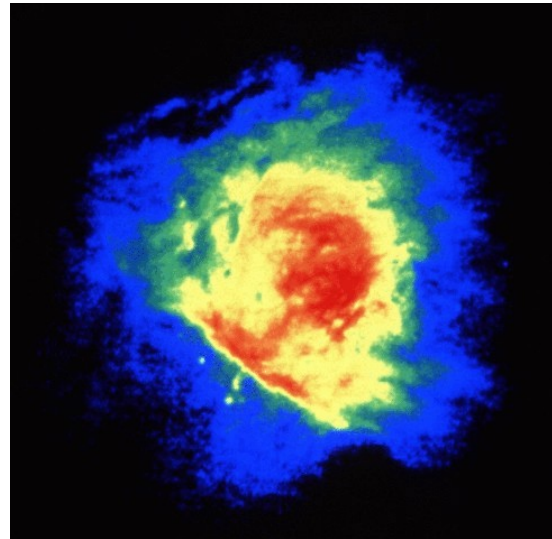
La luz de las nebulosas de emisión se produce por un fenómeno similar al que produce la luz de las auroras polares e incluso la del recubrimiento fluorescente de las lámparas “blancas” o fluorescentes de nuestras oficinas y hogares. El fenómeno se conoce como recombinación. En estas nubes (y en la atmósfera sobre las regiones polares de nuestro planeta y en los tubos de luz) una fuente de luz o energía externa (la luz ultravioleta de las estrellas cercanas) ioniza los átomos en la nube (en su mayoría átomos de Hidrógeno). Muchos de esos átomos ionizados encuentran posteriormente electrones libres y los atrapan nuevamente. Pero si para extraer un electrón de un átomo se necesita luz, al atraparlo, al contrario se emite luz también. Normalmente la excitación y desexcitación de los átomos produce absorción y emisión del mismo tipo de luz. Si un átomo de Calcio por ejemplo se excita absorbiendo luz amarilla, el mismo átomo emite luz amarilla al desexcitarse. Pero la recombinación no produce el mismo tipo de luz que la causa (luz ultravioleta). En su lugar el proceso de desexcitación se va produciendo de manera escalonada de modo que se emiten una sucesión de fotones de menor energía que el original. El hidrógeno por ejemplo al desexcitarse emite distintas

Lo que poco se cuenta: La luz de las nebulosas

longitudes de onda pero con gran probabilidad emite fotones de luz roja, producida cuando el electrón en su camino al estado base pasa del tercer al segundo nivel. Esa luz roja es precisamente la luz característica de las nebulosas. Otros colores observados en las nubes (verde, amarillo, violeta) es producido por la recombinación de electrones con otros átomos. El color entonces en estas nubes se vuelve indicativo de los átomos presentes en ella.



[http://www.nasa.gov/centers/jpl/images/content/154661main_spitzer-20060814-browse.jpg]



[http://www.laeff.inta.es/partner/cursos/radio/imagenes/Orion_radio.gif]

Figura 95. Las nubes interestelares emiten en otras longitudes de onda a veces de forma preferente que luz visible. A la izquierda imagen en infrarrojo de la nebulosa de Orión (centro). A la derecha imagen en ondas de radio de la misma nebulosa.

En las regiones más densas del medio interestelar y como lo evidencia la existencia de las nebulosas oscuras descritas más arriba o los grumos opacos que se hallan entre las nebulosas de emisión, existe una cantidad no despreciable de polvo interestelar. El polvo esta formado por diminutas partículas (del tamaño de los granos de polvo más finos que se puedan ver en la Tierra) constituidos normalmente por la reunión de átomos pesados, Carbono, Silicio, algunos metales e incluso moléculas como el agua que se condensan en la superficie como cristales de tamaño nanoscópico.

Crease o no, el medio interestelar también produce luz y no solo por efecto de la excitación producida por las estrellas vecinas.

En los lugares más fríos de esas nubes se dan condiciones para la formación de

moléculas de muy diversos tipos. Esas moléculas son capaces de emitir, después de sutiles excitaciones, ondas de radio que han sido desde hace mucho tiempo estudiadas en detalle para entender a fondo como se distribuye el medio interestelar en nuestra galaxia y en otras.



[<http://ganymede.nmsu.edu/tharriso/m42.jpg>]



[http://www.seds.org/messier/Pics/jpg/ori_kc.jpg]

Figura 96. La gran nebulosa de Orión (izquierda) pertenece realmente a una estructura mayor, una nube molecular gigante cuyas otras partes se evidencian en la imagen macro de la constelación mostrada a la derecha.

El mismo átomo de Hidrógeno en las condiciones increíblemente peculiares del medio interestelar produce una forma de ondas de radio de gran importancia en la astrofísica de este medio. Esta forma de radiación de Hidrógeno frío y muy poco denso se la llama “línea de 21cm” y corresponde a una forma de ondas de radio con precisamente 21 cm de longitud de onda (una frecuencia de 1420 Mega Hertz, muy parecida a las utilizadas por los modernos teléfonos celulares.)

El polvo interestelar al calentarse por la luz absorbida de las estrellas también produce su propia luz. En particular lo hace como una fuente térmica (espectro de Planck). Es decir, el tipo de luz que produce depende de la temperatura que alcanza (en estos casos algunos centenares de grados). A las temperaturas del polvo la mayor parte de la radiación producida por él esta en la forma de luz infrarroja. Esto significa que las nubes con abundante polvo y grandes fuentes de energía cercanas se ven brillantes en el infrarrojo.

El medio interestelar no esta regado por ahí de forma uniforme. Por distintas razones, en algunas regiones de las galaxias, grandes cantidades de gas y polvo se reúnen para formar lo que se conoce como “Nubes Moleculares Gigantes” (NMG). Estos monstruos gaseosos, que pueden extenderse por varios centenares de parsecs y contener en su seno miles de estrellas, son el nicho de una gran cantidad de

subestructuras reconocibles. Las mismas nebulosas de emisión hacen parte normalmente de grandes NMG.



[http://www.noao.edu/image_gallery/images/d4/horsehead.jpg]



[http://www.eno.iac.es/img/ciencia/ciencia4_68.jpg]

Figura 97. La nube de polvo que produce la famosa nebulosa de la cabeza del caballo.

En el seno de estos gigantescos complejos y muy cerca y en el interior de las nebulosas de emisión se encuentran las denominadas “nebulosas oscuras”. En ellas los gases y el polvo de la NMG están concentradas en densidades centenares de veces mayores a su medio ambiente. Las nebulosas oscuras se extienden por una fracción de años luz y pueden contener gases que suman masas de varios cientos de soles juntos. Al ser tan densas, el polvo interestelar se concentra y las hace prácticamente opacas a la luz. Esto hace que el interior de estas nubes sea muy frío (temperaturas menores a unas decenas de grados kelvin) y se favorezca en ellas la existencia de moléculas complejas. La cabeza de caballo, que se interpone en el medio de la nebulosa de emisión IC 434, es uno de los más “bonitos” ejemplos de estas nebulosas oscuras.

Lo especial en estas subestructuras del medio interestelar es que hoy sabemos en ellas ocurre el nacimiento mismo de las estrellas.

Pero ¿qué es lo que hace pensar a los astrofísicos de forma tan directa que en esas nubes se produce la formación estelar?. Varias pistas soportan esta sospecha. En primer lugar, las nebulosas oscuras son los lugares más densos del medio interestelar y por la misma razón están más predispuestas a los efectos compresores de su propia autogravedad. En segundo lugar, los gases de esas nubes son suficientemente fríos como para que la tendencia a disiparse como producto de su presión interna sea lo suficientemente baja y le de entonces chancee a la gravedad de hacer lo suyo. En tercer lugar, siempre resulta muy notorio que cerca a ellas se encuentren siempre poderosas estrellas azules, precisamente las causantes de la emisión de la nebulosa

que las rodea. Esas estrellas podrían ser justamente recién “nacidas” del colapso de las que en su momento fueron también nubes oscuras.

4.1.2. Colapso de las nebulosas oscuras y la formación estelar

Pero pasar de una nube a una o muchas estrellas no es un proceso realmente sencillo como podría pensarse en un primer momento. Su entendimiento le ha tomado a los astrofísicos varias décadas, sin llegar todavía a un consenso absoluto sobre los complejos fenómenos que podrían participar en el proceso.

Normalmente las nubes en el medio interestelar se encuentran en un delicado equilibrio hidrostático. Más bien, algunas de ellas tienden a dispersarse por su extensión y temperatura.

Para que una nebulosa oscura comience a colapsar es necesario producir una perturbación suficientemente intensa que induzca, aunque temporalmente, el triunfo de la gravedad sobre la presión.

El problema es que ni una perturbación, e incluso una muy poderosa, es suficiente condición para que la nube colapse. La nube tiene que tener suficiente masa contenida en el espacio donde se produjo la perturbación para que la gravedad venza definitivamente a la presión. Existe un límite mínimo para la masa de una porción de nube que puede colapsar ante una perturbación. A ese límite se lo llama la “masa de Jeans” y se calcula con la fórmula:

$$M_J = 7.5 \times 10^{21} \text{ kg} \sqrt{\frac{T^3}{\rho}} \quad (\text{Ec. 34})$$

Cualquier pedazo de nube que tenga una masa mayor o igual a la masa de Jeans, al ser perturbada se derrumbara irremediablemente. Las porciones de nube de masa menor colapsaran un poco hasta que la presión crece en su interior y rebotaran hacia afuera. La masa de Jeans es como la “cuota inicial” para el colapso: si la tienes colapsas, si no la tienes te conformas con una oscilación que se amortigua.

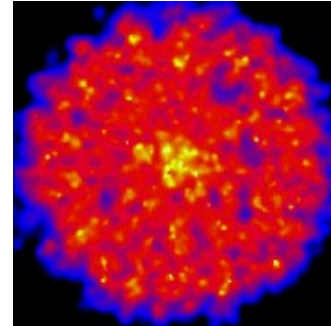
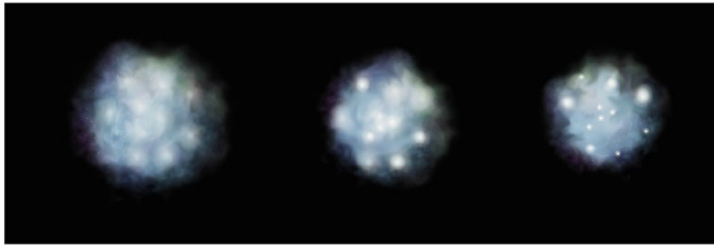
Como puede verse en la fórmula anterior, entre más caliente es una nube (mayor temperatura) mayor es la “cuota inicial” para el colapso, es decir, solamente porciones muy grandes de nube podrán colapsar. Esto último, si se cumple que la perturbación sea del tamaño apropiado. Se entiende este resultado porque a mayor temperatura mayor tendencia a disiparse y por lo tanto hace falta más masa para vencer a la presión. De otro lado, entre más densa la nube (mayor ρ en el denominador), menor es la masa de Jeans, es decir, en una nube densa, pequeñas porciones alcanzan la “cuota inicial” del colapso con facilidad.

Ejemplo 1: ¿Si una nube oscura tiene una densidad de 10^{-15} g/cm^3 y una temperatura de 10 K, cuál es la Masa de Jeans en la nube?

Sol./

$$M_J = 7.5 \times 10^{21} \text{ kg} \sqrt{\frac{(10 \text{ K})^3}{10^{-12} \text{ kg/m}^3}} = 23 \times 10^{30} \approx 1 M_{\text{sol}}$$

Ejercicio 1.1. ¿Cuál es el valor de la Masa de Jeans en las nebulosas de emisión que tienen temperaturas de 10,000 K y densidades de 10^{-21} kg/m^3 ?



[http://zebu.uoregon.edu/~imamura/122/images/sform_diag.jpg]

Figura 98. El proceso de formación estelar (izquierda) poniendo especialmente énfasis en la fase de fragmentación. Derecha, resultados de una simulación completa del fenómeno que confirma lo intuido desde hace ya mucho por los astrofísicos

¿Si tenemos la “cuota inicial” para el colapso, entonces tendremos estrellas? La historia es un poco más complicada.

El proceso de formación de estrellas a partir del colapso de nubes oscuras se da en 3 grandes etapas que describimos de forma sencilla en los siguientes apartes.

- Primera etapa: colapso isotérmico. El nombre de esta fase obedece al hecho de que en esta primera etapa la nube colapsa sin calentarse. Este comportamiento parece contrario a lo que se esperaría en cualquier gas que al comprimirse se calienta también. ¿Cómo es entonces que la nube no se calienta? El colapso gravitacional de la nube convierte energía gravitacional en energía térmica. Al calentarse por el colapso, los gases radian el calor extra que escapa de la nube eficientemente debido a que en esta etapas, al menos para el tipo de luz producida en esta fase, la nube es muy transparente.

Durante esta fase se produce un milagro. Lo que en un principio era un grumo con varios cientos de veces la masa del Sol paulatinamente empieza a llenarse de grumos más pequeños. Este fenómeno que se conoce como “fragmentación” se produce porque al colapsar la densidad de la nube aumenta mientras la temperatura no lo hace. Al aumentar la densidad la masa de Jeans disminuye (como lo enseña la ecuación 34). Es decir, la nube comienza con una “cuota inicial” muy grande que le permite colapsar, al avanzar el colapso la “cuota” disminuye dando como resultado que pequeños trozos o grumos interiores a la nube empiecen por su propia cuenta a colapsar también. Cada pequeño grumo de esos se convertirá posteriormente en una estrella y tal vez un sistema planetario

también.



[<http://www.astrocanarias.com/goagc/carlos/images/pleyades.jpg>]

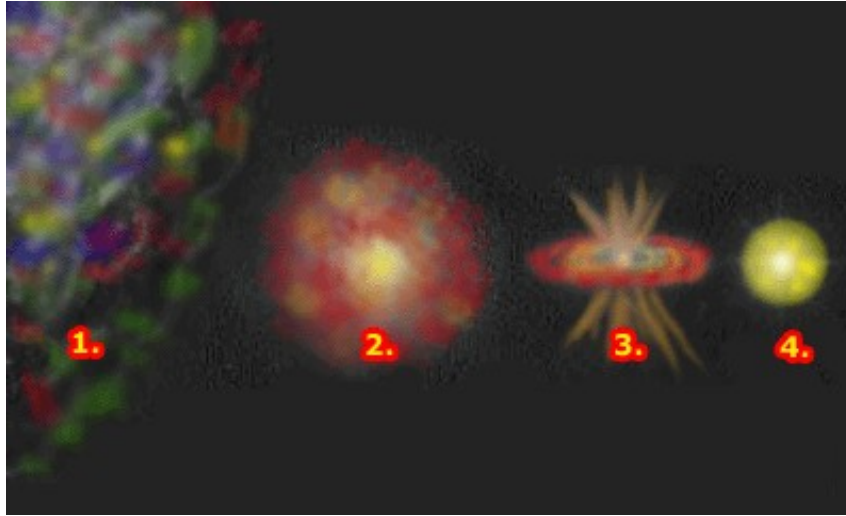
Figura 99. La mayoría de las estrellas nacen en grupos llamados por los astrónomos "cúmulos estelares". Aquí el cúmulo de las Pléyades.

- Segunda etapa: colapso adiabático. Cuando la densidad ha crecido lo suficiente, la nube comienza a volverse muy opaca a la salida de la radiación producida con la energía del colapso. Paulatinamente el calor comienza a quedarse atrapado y escapa solo a un ritmo muy lento. El nombre adiabático viene precisamente de esa condición: un proceso en el que no escapa el calor. Al empezar a aumentar la temperatura la masa de Jeans sufre un cambio. Con una temperatura que crece, el valor de la masa de Jeans se empieza a volverse cada vez más grande. La cuota inicial del colapso, entonces, comienza grande, disminuye durante el colapso isotérmico y después vuelve a aumentar. Al hacerlo no más grupos pequeños colapsan y el número total de incubadoras estelares queda fijo. La fragmentación entonces se detiene y toda la nube se convierte en un gigantesco "vientre materno" lleno de pequeños "fetos" estelares.

El proceso de fragmentación y su finalización durante el colapso adiabático, constituye una prueba de por qué tantas estrellas se forman en grandes grupos o "manadas" estelares. Mientras están jóvenes y se mantienen unidas las estrellas forman lo que los astrónomos conocen como "cúmulos estelares." Todas las estrellas en un cúmulo son entonces, "hermanas de sangre": todas se han formado aproximadamente al mismo tiempo y en el seno de la misma nube.

La duración de las etapas anteriores puede estimarse usando las "matemáticas del colapso" presentadas en el capítulo de Gravitación de la Parte 3. Si suponemos que la nube densa comienza con una densidad de aproximadamente 10^{-15} g/cm³ entonces el tiempo de colapso isotérmico toma aproximadamente 10,000 años.

Un tiempo realmente pequeño para crear un “vientre” lleno de fetos “estelares”.



[http://physics.uoregon.edu/~jimbrau/BraulmNew/Chap19/FG19_06.jpg]

Figura 100. Una ilustración resume del proceso de formación estelar. 1) El inicio del colapso de la nube, 2) fragmentación y formación de un grumo en colapso, 3) Fase de T-Tauri y 4) Estrella formada.

- Tercera etapa: colapso de un fragmento. La tercera y última etapa del proceso de colapso de una nebulosa oscura es el colapso de cada fragmento en la nube. Recordemos que ese proceso tendrá como resultado una estrella individual. En este punto, el fragmento ha alcanzado una densidad muy grande y la presión empieza a competir contra la gravedad. El fragmento alcanza entonces un estado de casi equilibrio hidrostático. A un objeto como este lo llamamos una “protoestrella.”

4.1.3. Protoestrellas

Una protoestrella es en sí misma un sistema astrofísico prácticamente independiente de la nube en la que se forma.

A continuación se describen algunas de las características de estos sistemas astrofísicos.

- Estructura y tamaño. La protoestrella es una inmensa esfera de gas con un diámetro de entre decenas y centenares de veces el tamaño de nuestro Sol.
- Temperatura. Los gases, a este punto, han alcanzado temperaturas comparables a las de la superficie de las estrellas más frías, es decir 2,000 a 3,000 grados, todavía muy lejos de las temperaturas necesarias para que ocurra en ellas la fusión nuclear del Hidrógeno.
- Luminosidad. Por su constitución y tamaño, las protoestrellas son enormes luminarias, que producen radiación principalmente en el infrarrojo. Recordemos que a una temperatura dada el tamaño de un objeto (que determina su área) es el factor determinante de su luminosidad.

Con tamaños decenas de veces mayores que los del Sol, la protoestrella produce centenares a miles de veces más luz que nuestra estrella. Resulta sorprendente entonces que estos objetos no se observen en el cielo como se esperaría de un objeto con un luminosidad comparable a la de una gran estrella. ¿Por qué no revelan su presencia? Las protoestrellas están “escondidas” a la observación directa porque la misma nube que las forma trae consigo una gran concentración de polvo que se reúne alrededor de ella e impide a la luz visible emerger. En su lugar el polvo absorbe la luz se calienta y reemite la energía en forma de luz infrarroja.

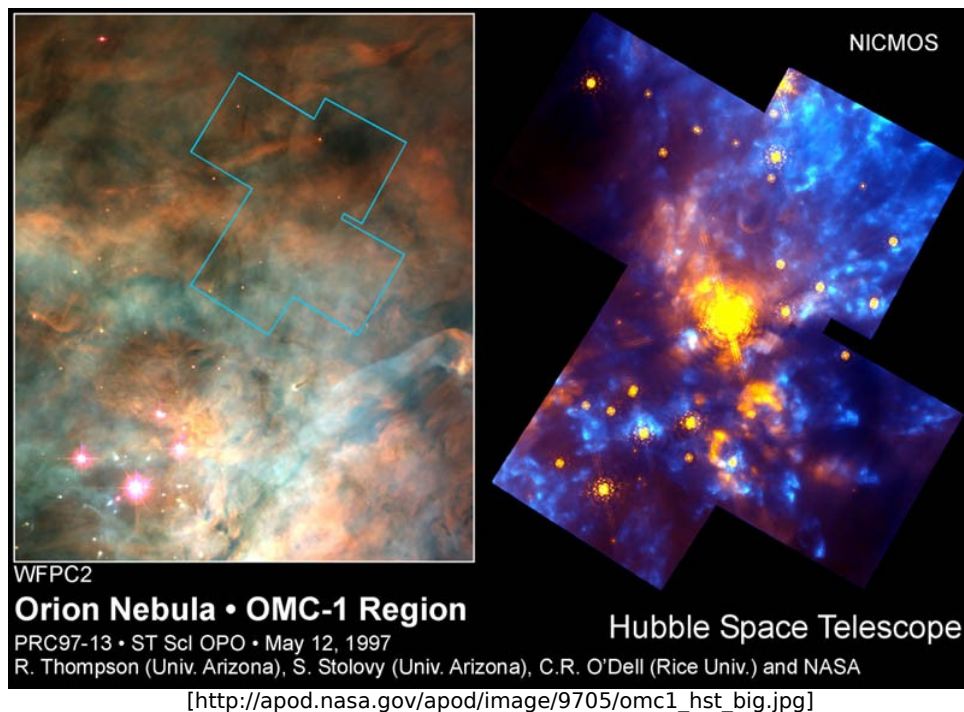


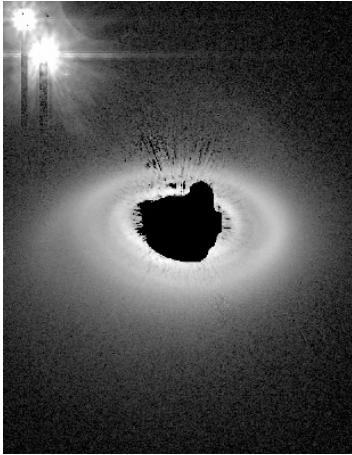
Figura 101. La observación en Infrarrojo de la nebulosa de Orión revela la presencia de poderosas luminarias (protoestrellas) escondidas dentro de gruesos cascarones de polvo.

- Fuente de energía. Pero si la protoestrella emite copiosas cantidades de luz tenderá entonces a enfriarse. Un mecanismo inusual sin embargo la mantiene encendida. Sobre las “superficies” de estos cuerpos cae continuamente materia del entorno, y lo hace normalmente a gran velocidad. Al llegar a esa superficie la materia se frena súbitamente y toda su energía de movimiento se convierte, en un instante, en calor. La superficie de la protoestrella se mantiene caliente literalmente a “golpes”. Este mismo proceso hace ganar masa a la protoestrella continuamente. Esta será la única etapa de toda la vida de la estrella durante la cuál ella captura masa en lugar de perderla.

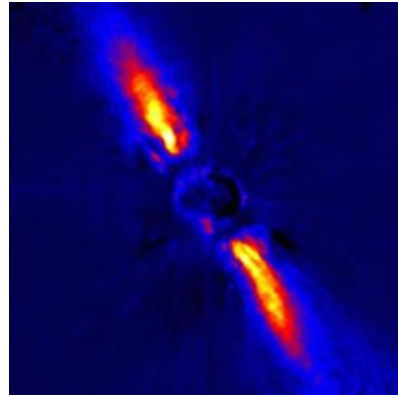
4.1.4. Fase de presecuencia principal

La protoestrella no es invisible para siempre. Al continuar la poderosa emisión de luz

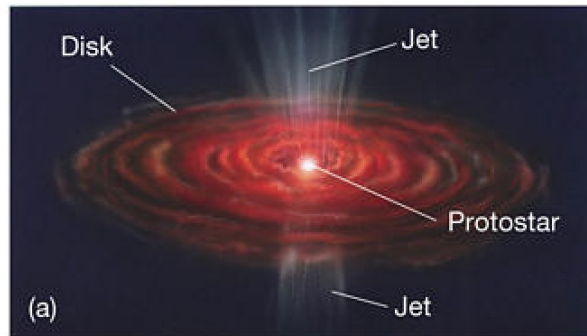
desde su superficie y después de ocurrir algunos de los fenómenos que describiremos a continuación la protoestrella logra liberarse del cascarón de polvo que la rodea. La luz de la protoestrella y, posiblemente, flujos de materia salientes disuelven y dispersan el polvo que la rodea lo que en un momento dado produce la liberación de la luz del objeto. La protoestrella empieza súbitamente a verse desde afuera. La etapa que rodea estos eventos y lo que sigue antes de que se forme finalmente la estrella se conoce como la fase de “presecuencia principal” un nombre que se entenderá más adelante.



[<http://www.casca.ca/ecass/issues/2004-se/features/acs/hd141569a.jpeg>]



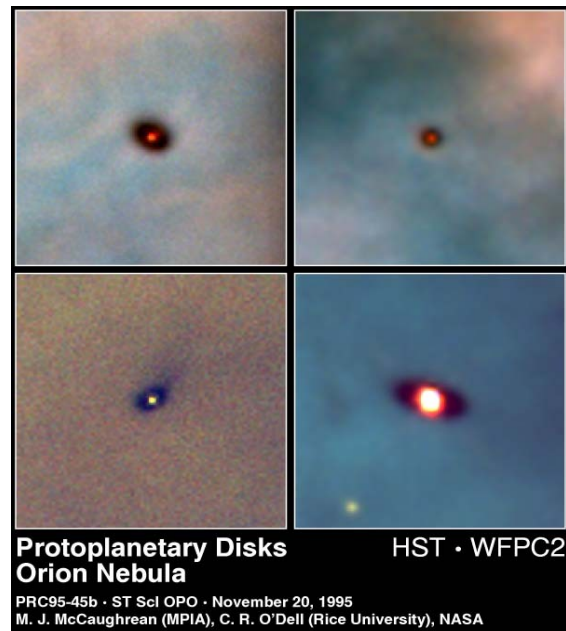
[http://fuse.pha.jhu.edu/pubinfo/BP_Image_2_lg.jpg]



[http://www.jwst.nasa.gov/images/birth_of_stars.jpg]

Figura 102. Los discos circumestelares son un común denominador en los procesos de formación estelar.

Un interesante evento que se produce durante esta fase es la fusión del Deuterio. Al aumentar mucho la temperatura en el interior de la protoestrella, debido a la acumulación de materia y el colapso, se alcanzan finalmente las temperaturas necesarias para que comience la primera reacción de fusión nuclear en la estrella. Aproximadamente a 1 millón de grados (10 veces menos que la temperatura necesaria para fusionar Hidrógeno-1) los núcleos de Deuterio (Hidrógeno-2) empiezan a fusionarse para producir Helio. Esta primera incursión en el “negocio nuclear” le da a la protoestrella un respiro temporal y le permite sostenerse alimentada por esta nueva fuente de energía.



[http://www.nmm.ac.uk/upload/img_200/Protoplanetary-disks.jpg]

Figura 103. Ejemplo de algunos PROPLYDS observados con cámaras del telescopio espacial Hubble.

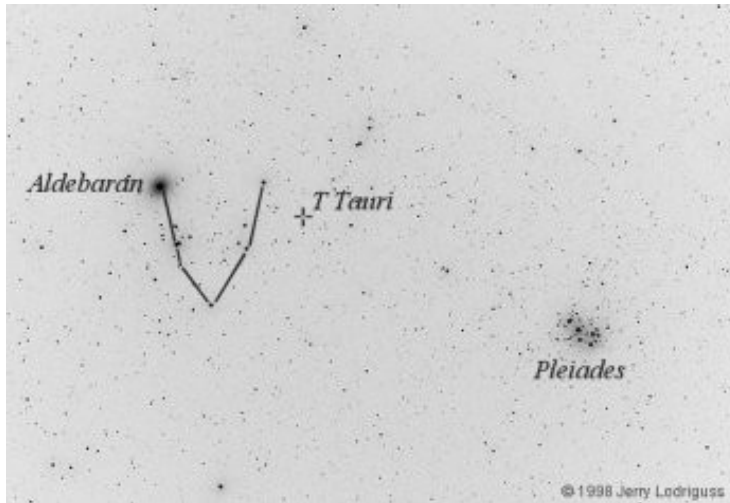
Pero el Deuterio no dura mucho. Como sabemos el isótopo más abundante del Hidrógeno es el protio (Hidrógeno-1) seguido por el Deuterio. Este último está presente como apenas 1 de cada 10,000 núcleos del elemento en forma natural. Una consecuencia sutil de este proceso será el hecho de que en la estrella resultante la cantidad de Deuterio será mucho más pequeña que la que encontramos en otros lugares del Universo (el medio interestelar y los planetas por ejemplo.)

Otro de los fenómenos que ocurren durante esta etapa única de la formación estelar es la formación de un disco circumestelar. El disco está formado de una parte de los gases y el polvo del grumo original que no alcanzaron a precipitarse sobre la protoestrella y que en su lugar y por efecto de la rotación de la nube, pasan a crear una estructura achatada y rotatoria.

La importancia de los discos circumestelares reside en el hecho de que en muchos de ellos, seguramente, se produce un fenómeno maravilloso: el polvo interestelar concentrado empieza a reunirse para formar partículas sólidas paulatinamente más grande y finalmente grandes bloques de roca que orbitan la estrella. A los cuerpos sólidos que se forman en la nube se los conoce de forma genérica como detritos y los más grandes forman lo que se ha dado en llamar “infinitesimales”. Bajo las condiciones apropiadas, los infinitesimales y detritos pueden reunirse para formar un futuro Sistema Planetario.

Por las razones expresadas en el último párrafo, a los discos circumestelares se los llama también “discos de detritos”, “discos protoplanetarios” o en inglés “PROto

Planetary Disks”, abreviado comúnmente como “PROPLYD”.



[<http://www.aavso.org/images/m45.jpg>]



[<http://www.racionalista.pl/img/news/100105ttauri.jpg>]

Figura 104. El objeto T-Tauri de la constelación del Toro (izquierda) es el referente observacional para otros objetos del mismo tipo. A la derecha una imagen en el infrarrojo de este objeto donde se puede observar los efectos de su actividad en el medio interestelar vecino.

Estos inocentes y aparentemente tranquilos proyectos de estrella tienen realmente una infancia “movida”. Por razones que no están cabalmente entendidas las estrellas durante esta fase de transición del nacimiento a la edad adulta, producen luz de forma errática, tienen poderosos “vientos estelares” y proyectan en dirección perpendicular al plano del disco circumestelar (dirección del eje de rotación del disco) chorros de materia que son expulsados, posiblemente, por fuerzas magnéticas nacidas en el seno del disco y la estrella misma.

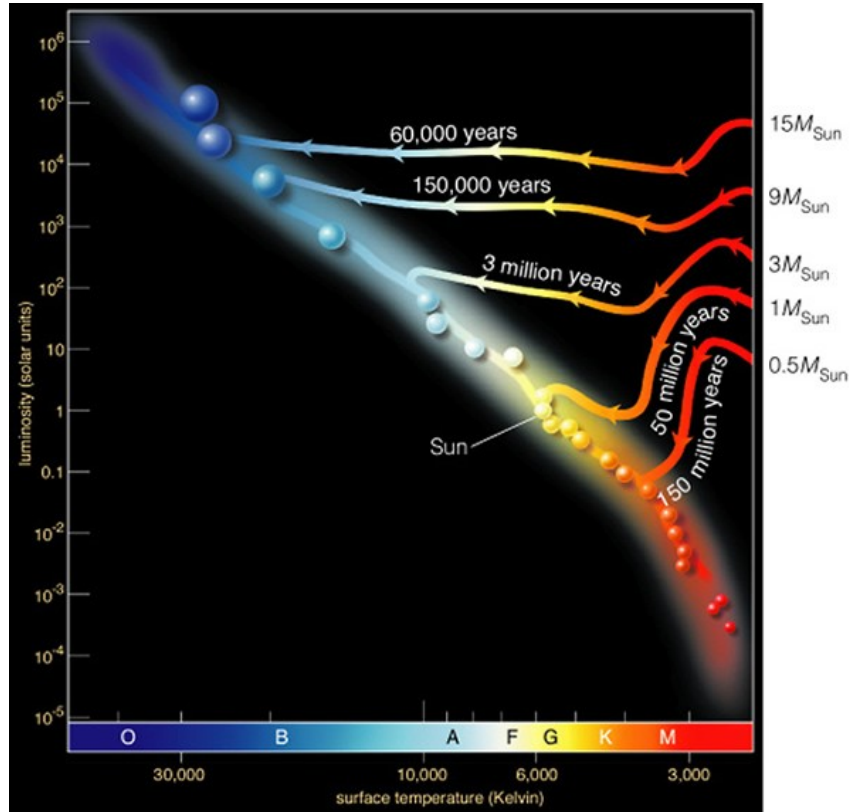
Esta fase violenta del crecimiento estelar recibe el nombre, para las estrellas livianas, de fase “T-Tauri”. El nombre peculiar de esta etapa hace referencia al primer cuerpo de este tipo, descubierto hacia 1852, y que se identificó como la estrella T de la constelación del Toro (T-Tauri, ver figura 104).

La fase T Tauri se produce más de 10 millones de años después de iniciado el proceso de formación estelar y puede extenderse otro par de millones de años más.

Una de las más interesantes consecuencias de esta “infancia terrible” es que los fenómenos violentos que se suceden durante esta fase son responsables de la disolución casi total del gas y polvo remanente del proceso. El gas en el disco circumestelar o disco protoplanetario es dispersado durante estas etapas produciendo, entre otras cosas, la interrupción, por ejemplo, del proceso de formación de planetas gigantes alrededor de las estrellas.

¿Cómo evoluciona y cambian las propiedades de la estrella de presecuencia principal?

Una de las maneras para estudiar y representar los cambios que sufren los proyectos de estrella durante estas etapas de la vida estelar es localizar a estos cuerpos por sus propiedades observacionales en el diagrama de Hertzsprung-Russell.



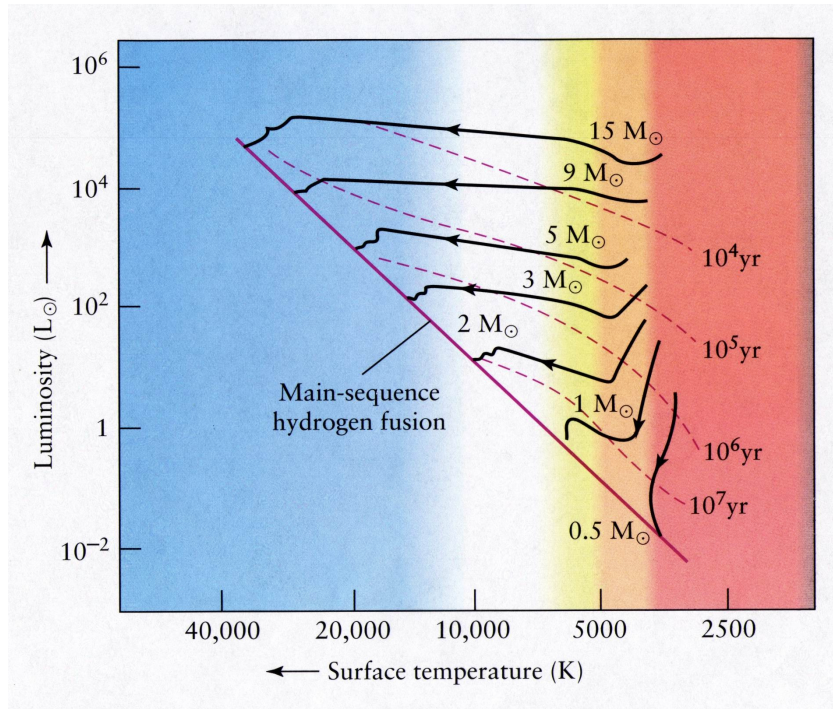
[<http://webs.mn.catholic.edu.au/physics/emery/images/HR%20Evol%20Tracks.jpg>]

Figura 105. Camino evolutivo en el diagrama H-R de las estrellas durante el proceso de formación estelar.

Pero ¿cómo hacerlo si una parte del tiempo se la pasan escondidas dentro de un cascarón de polvo y durante el resto su luz oscila violentamente? En este punto, los computadores se vuelven una herramienta poderosa. Usando las leyes de la física que se aplican a las estrellas en formación es posible seguir la evolución de la temperatura y la luminosidad de estos cuerpos y con estos dos datos ubicarlos en el diagrama H-R. El resultado es una sucesión de puntos en el diagrama que corresponden a momentos distintos de la evolución de la estrella naciente. Al ser unidos, estos puntos forman lo que en astrofísica se da en llamar “una trayectoria evolutiva” (ver figuras 105 y 106).

Si tomamos, por ejemplo, lo que aparece en el diagrama de la figura 105 para el caso de una estrella naciente con una masa igual a la de nuestro Sol, la trayectoria evolutiva de la estrella en la etapa de presecuencia principal nos cuenta la historia del objeto. La protoestrella comienza como un cuerpo relativamente frío pero muy luminoso y por lo tanto muy grande (extremo derecho). Al evolucionar llega un

momento en el que manteniendo más o menos la misma temperatura, su luminosidad desciende mucho, una señal de que su tamaño también se reduce en esta etapa (parte descendiente de la trayectoria evolutiva). Durante el tiempo que sigue, el objeto se va paulatinamente calentando (tramo de desvío a la izquierda) hasta que alcanza una temperatura y luminosidad terminal.



[http://zebu.uoregon.edu/~imamura/208/feb15/hr_pms.gif]

Figura 106. Otra representación del camino que siguen las estrellas en el diagrama H-R. En especial, se marcan en el diagrama unas líneas de igual tiempo de evolución. Esas líneas pueden usarse para entender el tiempo que toman las distintas etapas del proceso. Por ejemplo, al examinar el camino de la estrella de 9 masas solares y la línea de 10^4 años se puede descubrir que el tiempo de formación de ese tipo de estrella es precisamente 100,000 años.

¿Pero cuando termina entonces el nacimiento de la estrella? Después de varias decenas de millones de años (e incluso en un tiempo tan pequeño como 60,000 años para el caso de estrellas de gran masa) el colapso continuo de la protoestrella caliente finalmente la materia en el centro del cuerpo hasta alcanzar el valor crítico de varias decenas de millones de grados. En ese momento comienzan las reacciones de fusión nuclear que convierten Hidrógeno-1 en Helio-4 (cadenas Protón-Protón o ciclos CN/CNO) y nace una estrella. El equilibrio hidrostático total se alcanza en este punto y la recién nacida estrella tiene combustible para rato.

Una importante observación de esta descripción final de la formación estelar, hecha, básicamente con la ayuda de los computadores, es la siguiente: el punto del diagrama H-R sobre el cuál esta la estrella al momento mismo del inicio de las reacciones de fusión nuclear, coincide con la posición para el color y la luminosidad

correspondiente, a un lugar de la secuencia principal. Esta que parece ser una observación evidente es realmente el descubrimiento de un hecho fundamental. Las estrellas de la secuencia principal (que si recuerdan es simplemente una nube de puntos que se produce cuando se colocan muchas estrellas vecinas al Sol en el diagrama H-R) son estrellas que están quemando Hidrógeno-1 en su núcleo como fuente principal de energía. Las estrellas por fuera de la secuencia principal deben tener por tanto fuentes de energía distintas y por la misma razón estar en estadios evolutivos diferentes. Descubrimos entonces que lo que diferencia a las estrellas de la secuencia principal de las que no están allí es el estado evolutivo en el que las estrellas de un grupo o del otro se encuentran.

Masa (M_{\odot})	Tiempo (10^6 años)
0,5	196,74
1,0	137,92
1,5	66,63
2,25	21,04
3,0	9,11
5,0	2,07
9,0	0,57

Tabla 6: Tiempos calculados para el proceso de formación estelar. Los valores son extraídos de simulaciones precisas del proceso.

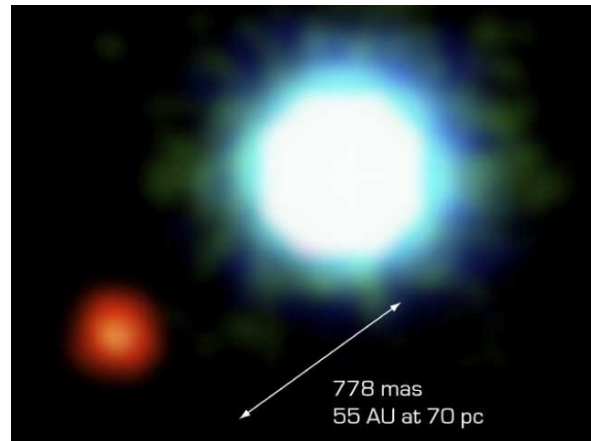
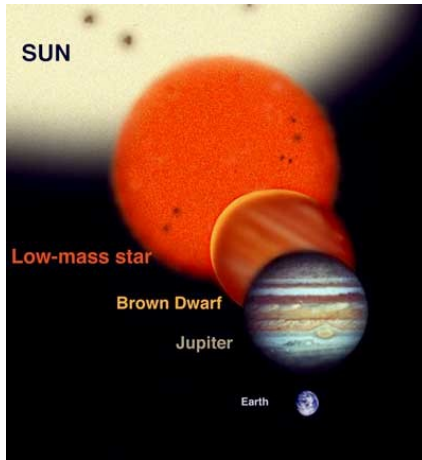
4.1.5. La masa de las estrellas

¿Cuáles son los factores que determinan la cantidad de masa que tiene una estrella? ¿puede la masa de una estrella ser arbitrariamente grande o arbitrariamente pequeña? Estas son preguntas importantes por las que debe responder la teoría de la formación estelar esbozada en las secciones anteriores.

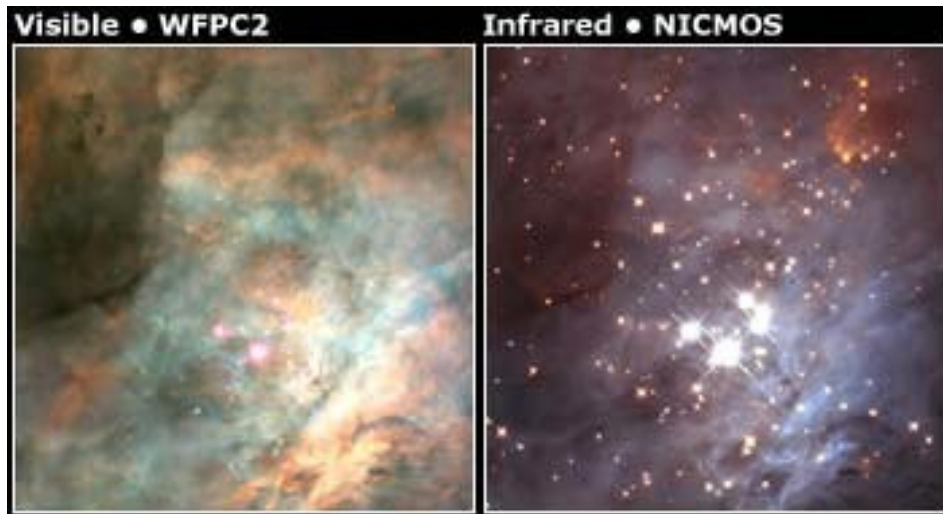
La primera idea sobre la masa de las estrellas viene de entender cuáles son los procesos que determinan la cantidad total de materia que se une al cuerpo. Dos posibles ideas se han planteado. La primera es que una vez comienza el colapso del grumo en el seno de la nebulosa oscura y mucho después del proceso de acreción, cada grumo empieza a capturar materia del gas circundante. Los grumos compiten por la materia disponible en la nube hasta que unos se hacen muy pesados y otros, sin capturar gran cosa, se quedan muy livianos. La otra idea (preferida por las evidencias) es que las estrellas determinan su masa desde la etapa misma de la fragmentación. En este modelo, la materia contenida en un fragmento individual es y será la que formará al final la estrella.

Una cosa sin embargo es importante: la masa de las estrellas no puede ser ni muy pequeña, ni muy grande. Es posible definir límites por arriba y por abajo para la masa de los grumos que pueden, después del proceso descrito arriba, convertirse en una estrella.

Las estrellas deben tener más de 0,08 masas solares (30 veces la masa del planeta Júpiter) para alcanzar temperaturas centrales suficientes que les permitan quemar Hidrógeno-1. Con una masa muy pequeña el colapso no logra calentar lo suficiente el centro de estos cuerpos y no se producirán reacciones de fusión del Hidrógeno-1. Cuerpos con masas inferiores a este límite han sido observados ya y su número podría incluso ser comparable o mayor que el de las estrellas en nuestra Galaxia.



[[http://www.daviddarling.info/images/brown_dwarf_size.jp](http://www.daviddarling.info/images/brown_dwarf_size.jpg)] [http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/image/0505/brownplanet_eso.jpg]



[<http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/0019w.jpg>]

Figura 107. Representación artística (arriba a la izquierda) y fotografías de estrellas enanas marrón. Arriba a la derecha una imagen de una enana marrón (mancha roja) cerca de una estrella normal. Abajo en el panel de la derecha se pueden ver enanas marrón muy abundantes confundidas entre las estrellas normales de una región de formación estelar en la nebulosa de Orión (el Trapecio).

Este tipo de objetos, que se ha dado en llamar “enanas marrón”, emiten copiosa cantidades de radiación infrarroja y un poco de luz visible (apenas comparable con la de las estrellas más pequeñas). Muchas veces se las encuentra acompañadas de estrellas normales. Algunas de ellas incluso podrían parecer planetas alrededor de

esas estrellas cuando realmente son compañeras binarias de ellas.

El límite inferior para la masa de una estrella es más o menos fácil de determinar. El límite superior no lo es tanto. ¿Cuál es la estrella más pesada que puede formarse? La mayor cantidad de materia que puede reunirse para formar una estrella puede ser determinada por dos factores. El primero es la nube misma de la que se forma. Puede ser que las estrellas no tengan masas arbitrariamente grandes, sencillamente, porque la nube de la que se forman no podría proveer esa masa. La segunda razón, y quizás la más probable es que existan mecanismos dentro de la estrella misma que impidan que un objeto extremadamente masivo exista alguna vez por un tiempo suficiente en la forma de una estrella. Así por ejemplo, si una estrella naciera con una masa de 500 veces la de nuestro Sol su luminosidad sería tan colosal que la luz que produciría la estrella podría ser capaz de destruir parte de ella misma. La “super estrella”, de acumular una cantidad tan colosal de masa, terminaría deshaciéndose de una buena parte de ella simplemente a punta de empujar lo que le sobra con la misma luz que produce.

Estudios observacionales han mostrado que en las agrupaciones estelares las estrellas más pesadas que pueden existir en ella tiene entre 120 y 200 veces la masa de nuestro Sol (un rango bastante amplio!) Estrellas aún más pesadas podrían haberse formado en las primeras etapas de vida del Universo.

Lo que poco se cuenta: El límite de Eddington

Existe una forma de deducir un límite superior para la masa de una estrella. Tomemos una partícula, un Protón por ejemplo, que se encuentra en la superficie de una estrella. La partícula, aún sin entrar en contacto con otras partículas, experimenta dos fuerzas: la fuerza gravitacional de atracción y la fuerza producida por la luz que la golpea:

$$F_{\text{luz}} = \left(\frac{L}{4\pi R^2} \times \sigma_T \right) / c \quad (\text{Ec. 35})$$

Donde L es la luminosidad de la estrella, R su radio σ_T el área efectiva de choque de la partícula con el fotón (ver parte 3) y c la velocidad de la luz.

Si la estrella es demasiado luminosa la fuerza de la luz podría ser lo suficientemente grande como para expulsar a la partícula: la estrella empezaría a descomponerse por efecto de su propia luz. Para evitar este destino, la fuerza producida por la luz debe ser menor que la fuerza de gravedad. La condición, entonces, para que la estrella no se auto destruya es:

$$F_{\text{luz}} < F_{\text{grav}}$$

$$\frac{L\sigma_T}{4\pi R^2 c} < \frac{GMm_p}{R^2}$$

Que se convierte en una condición para la luminosidad así:

Lo que poco se cuenta: El límite de Eddington

$$L < \left(\frac{4\pi c G m_p}{\sigma_T} \right) M \quad (\text{Ec. 36})$$

Reemplazando $G=6.67 \times 10^{-11} \text{ Nm}^2/\text{kg}^2$, $c=3 \times 10^8 \text{ m/s}$, $\sigma_T = 7 \times 10^{-29} \text{ m}^2$, $m_p = 1.67 \times 10^{-27} \text{ kg}$, queda:

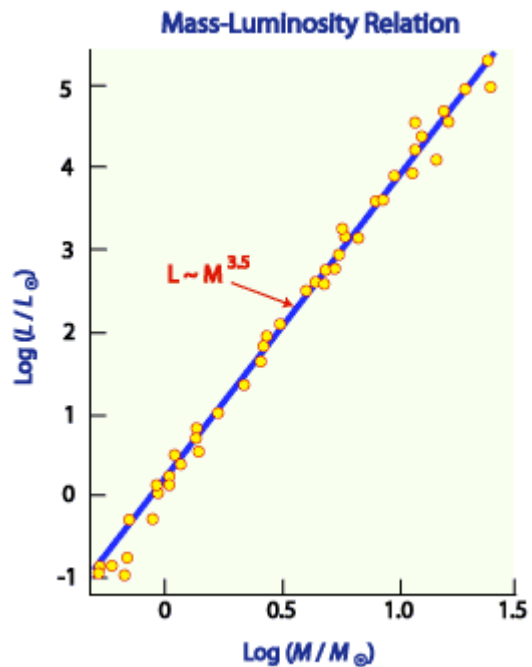
$$L < 6M \quad (\text{Ec. 37})$$

Es decir la luminosidad de una estrella no puede superar en más de un factor de 6 su masa. A este límite en la luminosidad se lo denomina el "límite de Eddington". ¿Cuál es la máxima masa de la estrella? Estudios observacionales han demostrado que la luminosidad de las estrellas aumenta muy rápidamente con su masa. Una estrella el triple de masiva que el Sol es más de 46 veces más luminosa que nuestra estrella. La relación aproximada entre masa y luminosidad es: $L = (M/M_{sol})^{3.5} L_{sol}$. Si usamos esta relación y reemplazamos en la Ec. 37 queda:

$$\left(\frac{M}{M_{sol}} \right)^{3.5} L_{sol} < 6M \quad , \quad M^{2.5} < \frac{6M_{sol}^{3.5}}{L_{sol}} \quad , \quad M^{2.5} < \frac{6M_{sol}^{3.5}}{L_{sol}} \quad , \quad M < \left(\frac{6M_{sol}^{3.5}}{L_{sol}} \right)^{1/2.5} M_{sol}$$

$$M < 62 M_{sol}$$

El límite, aunque está muy por debajo del límite observado (unas 100 masas solares) nos da una idea de lo que le pasa a estrellas tan masivas con 60 o más masas solares. Estas estrellas con sus enormes masas se auto destruyen lentamente con su propia luz.



[<http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/images/stellarevolution/masslum.gif>]

Figura 108. La relación masa-luminosidad de las estrellas normales.

4.1.6. Cuestionario del Capítulo

Preguntas

1. ¿A qué se debe el color rojizo de las nebulosas de emisión?
2. Explique por qué en la primera fase del colapso de la nebulosa oscura, la temperatura dentro de la nube no aumenta (colapso isotérmico).
3. Explique y discuta por qué no se pueden formar estrellas del gas de una nebulosa de emisión.
4. Explique por qué las estrellas se forman normalmente en grandes grupos (cúmulos estelares).
5. Discuta algunos escenarios en los que se podrían formar sistemas binarios.
6. Si las estrellas nacen en cúmulos estelares, discuta las razones posibles por las cuales nuestro Sol no pertenece a uno de ellos.
7. Discuta la posibilidad de que dos estrellas puedan chocar y fusionarse. ¿Qué resultaría de ese proceso? ¿Qué tan probable puede ser?

Consultas

8. Investigue el significado de estos conceptos y procesos relacionados con las primeras fases de la evolución estelar:
 - a) Grano presolar.
 - b) Abundancia de Litio en protoestrellas.
 - c) Nebulosa de reflexión.
 - d) Objeto Herbig-Haro.
 - e) Vías de Hayashi.
 - f) Papel de explosiones de Supernova en la formación estelar.

9. Investigue el papel que los campos magnéticos podrían tener en la evolución de la protoestrella durante la fase de presecuencia principal.

Capítulo 4.2. Madurez Estelar

Una vez la protoestrella, que es un cuerpo cuya energía proviene de la acreción de materia y la fusión del deuterio, que esta casi en equilibrio hidrostático y que presenta grandes vientos estelares y chorros, se convierte definitivamente en una estrella (fusión del Hidrógeno-1, equilibrio hidrostático), mucho tiempo le queda por delante al sistema.

Aproximadamente un 10% de la masa de la estrella se encuentra contenida en la región central donde las temperaturas superan el punto crítico para la fusión del Hidrógeno. Aún así, la cantidad de Hidrógeno disponible como combustible para alimentar el horno estelar es enorme y le asegura una gran estabilidad física a la estrella.

Pero ¿cuánto dura esta situación? Algún día el combustible se tiene que acabar.

4.2.1. Duración de la vida estelar

Ya habíamos calculado en el capítulo de procesos nucleares de las estrellas de la tercera parte que con la cantidad disponible de Hidrógeno en el Sol, la fracción de esa masa que se convertiría en energía (eficiencia de las reacciones) y el ritmo al que se esta emitiendo luz, el Sol podría vivir en el estado actual alrededor de 10 mil millones de años, de los cuales ya ha transcurrido la mitad. Ese tiempo parece una eternidad comparado con el tiempo de formación que, según los últimos datos del capítulo anterior, era del orden de 150 millones de años. La estrella parece pasar más tiempo en un estado de equilibrio hidrostático alimentada por la fusión nuclear del Hidrógeno-1 que en cualquier otra etapa de su vida. La analogía con un ser vivo nos permite denominar a esta fase la “madurez” o “edad adulta” estelar, en tanto esta es también la etapa mas duradera de la vida de los seres vivos.

Pero preguntémonos en general cuánto dura la madurez estelar (que es prácticamente toda la vida) de una estrella con una masa M distinta de la del Sol.

Obedeciendo al mismo argumento presentado para el Sol, el tiempo de vida de una estrella t asumiendo primero, que su luminosidad L nunca cambia, segundo, que solo una fracción f esta en la región de la estrella para quemar Hidrógeno, tercero, que esta hecha de una fracción X de hidrógeno y que al quemarse una fracción ϵ se convierte en energía radiante, queda:

$$t = \frac{\epsilon f X (Mc^2)}{L} \quad (\text{Ec. 38})$$

Si usamos ahora la relación masa luminosidad introducida en la sección anterior $L = (M/M_{\text{sol}})^{3.5} L_{\text{sol}}$ Obtenemos:

$$t = \frac{\epsilon f X (M c^2)}{(M/M_{sol})^{3.5} L_{sol}}$$

$$t = \left(\frac{\epsilon f X M_{sol} c^2}{L_{sol}} \right) \left(\frac{M_{sol}}{M} \right)^{2.5} \approx 10^{10} \text{ años} \left(\frac{M_{sol}}{M} \right)^{2.5} \quad (\text{Ec. 39})$$

Como vemos entonces, las estrellas muy masivas tenderán a vivir muy poco tiempo en la secuencia principal, en tanto las estrellas livianas lo harán por mucho tiempo. La razón es clara: aunque las estrellas “pesadas” tienen mucha masa para quemar, también emiten luz a un ritmo muy acelerado. Si se triplica la masa de una estrella, se triplica la cantidad de combustible disponible PERO se multiplica por 46 ($=3^{2.5}$) la cantidad de luz emitida.

Ejemplo 2: Estime el tiempo de vida de las siguientes estrellas: a) Sirio, $M = 2.2 M_{sol}$, b) Spica, $M = 15 M_{sol}$.

Sol./ Usando	la	ecuación	39	obtenemos:	
t_{Sirio}	=	0.14	$\times 10^{10}$ años	=	1390 millones de años
t_{Spica}	=	0.00115	$\times 10^{10}$ años	=	11 millones de años

Cálculos detallados muestran que la vida en la secuencia principal de una estrella como Sirio es de 533 millones de años (comparado con los 1400 millones de años calculados) y la de una estrella como Spica es 10 millones de años (comparado con 11 millones predichos.) El modelo para la edad estelar utilizado aquí es apenas aproximado pero sus predicciones mejoran al aumentar la masa.

Ejercicio 2.1. Haga en Excel u otro programa similar, un diagrama cartesiano de edad (eje vertical) contra masa (eje horizontal) utilizando para ello la ecuación 39.

Ejercicio 2.2. ¿Cuál es la edad estimada de la estrella más longeva? ¿cuál es la edad de la estrella que vive menos?

Además de servir como termómetro y barómetro para medir lo inaccesible (como vimos en la parte 3), la física que soporta los razonamientos anteriores se comporta como un increíble cronómetro capaz de “medir” la duración de fenómenos que se extienden por períodos de tiempo más grandes que cualquier proceso humano, incluso que la edad de nuestra propia especie.

Los anteriores resultados permiten entender y analizar 3 hechos observacionales básicos.

- La acumulación de estrellas en la secuencia principal. Si bien en el capítulo anterior aprendimos que al terminar el proceso de formación de las estrellas, ellas se ubicaban en el diagrama H-R sobre la secuencia principal, eso no necesariamente explica por que el 80-90% de las estrellas en la Galaxia caen cerca a esta banda. Podría este lugar ser simplemente una región de paso mientras la estrella se convierte en algo muy distinto. Lo que muestra el estudio detallado de la evolución de las propiedades de la

estrella en formación, esbozado en los párrafos anteriores, explica, sin embargo, este notorio hecho. La secuencia principal es el lugar que ocupan en el diagrama H-R las estrellas que están pasando por su madurez. Al ser la madurez el período más largo en la vida de la estrella, existe una elevada probabilidad de que si se observa a la estrella en un tiempo de su vida escogido al azar entonces ella este pasando precisamente por ese período.

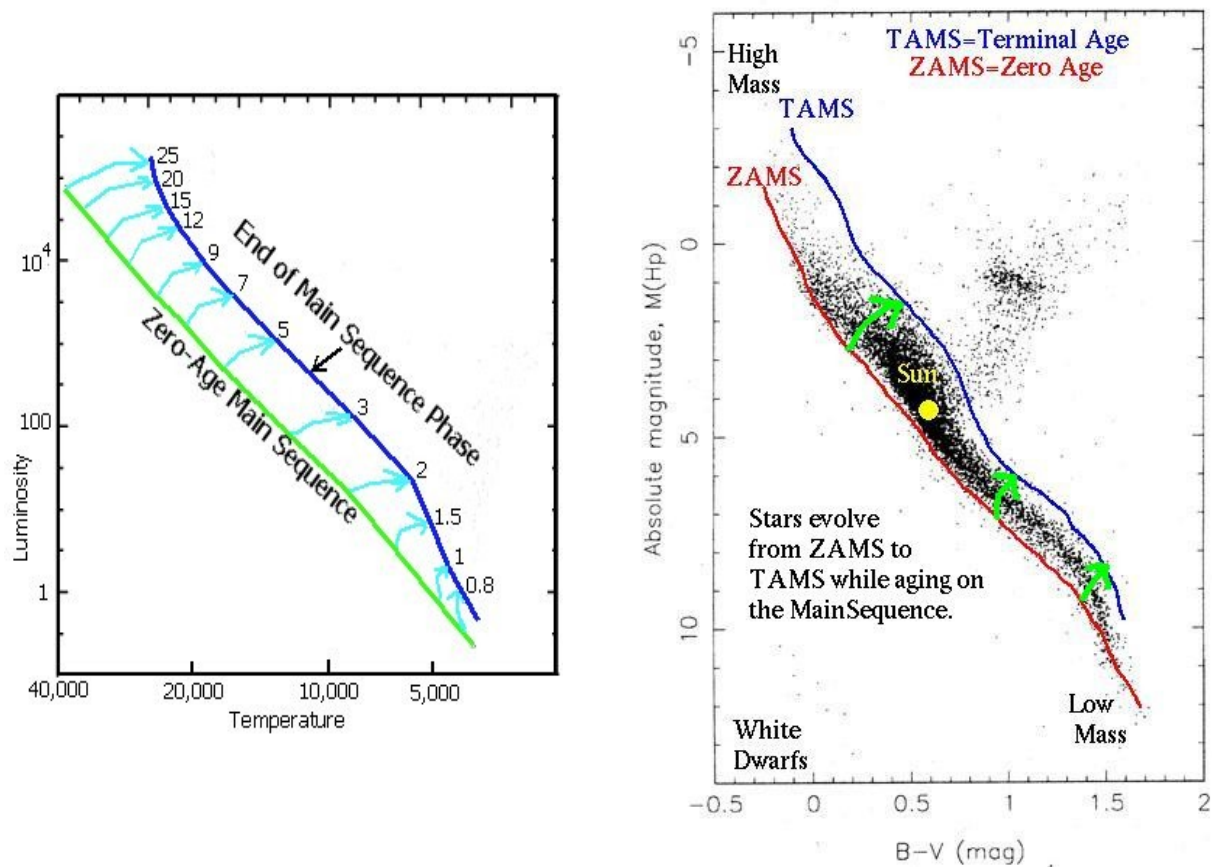
Una analogía tal vez sirva. Si se toma una muestra de la población de una ciudad y se contabilizan el número de niños, adultos y ancianos, ¿cuál población estará en mayor número? Naturalmente habrá más adultos que cualquiera de los otros grupos. La razón es que un adulto se define como una persona entre unos 18 y 60 años, un rango enorme de edades (42 años de posibilidades) mientras que la infancia y la tercera edad se extienden por menos de un par de décadas.

- *El color de las estrellas en el cielo.* Otra observación interesante que se deriva de los resultados presentados hasta aquí tiene que ver con la edad de las estrellas que podemos ver a simple vista. Siendo, por efectos de selección y por su gran luminosidad, la mayoría de las estrellas visibles en el cielo, estrellas blanco azuladas de la parte superior de la secuencia principal, debemos reconocer que estas estrellas son realmente recién nacidas en la Galaxia. Si bien la mayoría de ellas ha acompañado a la humanidad desde el surgimiento de la civilización, la verdad es que la historia de muchas de esas estrellas no podría remontarse a tiempos anteriores, ni siquiera, al tiempo en el que los dinosaurios dominaban la Tierra. La mayoría de las estrellas que vemos en el cielo son entonces recién llegadas en las escalas del tiempo galáctico.
- *Las estrellas rojas y su edad.* Es curioso de otra parte poder decir que con solo ver el color de una estrella se pueda entender o estimar cosas como la edad o el estadio evolutivo en el que se encuentra. Por ejemplo, no es equivocado decir, cuando se ve una estrella azul o blanca en el cielo, que esa estrella es mucho más joven que nuestro propio planeta y en algunos casos que pudo nacer más o menos en la misma época en la que nacieron nuestros antepasados biológicos más antiguos. De otra parte la observación de una estrella rojiza es garantía de que la estrella esta pasando por una etapa de su vida en la que no consume Hidrógeno como principal combustible nuclear. ¿La razón? En el último capítulo de la segunda parte, explicábamos que por efecto de la baja luminosidad, prácticamente ninguna estrella de la parte baja y rojiza de la secuencia principal puede ser vista a simple vista. Esto implica entonces que las estrellas rojas están fuera de la secuencia principal que, como aprendimos antes, es la región donde están las estrellas que consumen Hidrógeno en su centro. Si están afuera de la Secuencia Principal puede afirmarse sin temor a equivocarse que esas estrellas no fusionan Hidrógeno como fuente principal de energía. Todo esto simplemente viendo el color de la estrella.

4.2.2. La madurez estelar en el diagrama H-R

Aunque las estrellas que fusionan Hidrógeno-1 y se encuentran sobre la secuencia principal están en equilibrio hidrostático y lo estarán mientras les dure el abundante combustible del que disponen, algunos cambios menores se suceden durante esta

etapa.



[<http://www.astr.ua.edu/keel/galaxies/hipphr.gif>]

Figura 109. Cambio de posición en el diagrama H-R durante la fases de secuencia principal (izquierda). Dispersión resultante en el diagrama H-R por efecto de la evolución de las estrellas durante la fase de madurez estelar.

Estos pequeños cambios producen una modificación muy paulatina de la posición que sobre el diagrama ocupan las estrellas. En particular un proceso importante se sucede lentamente en el centro de una estrella de la secuencia principal. A medida que el Hidrógeno se va consumiendo y la cantidad de Helio empieza a crecer, la estrella comienza a ajustarse lentamente para lo que es una cada vez más reducida disposición de combustible.

En el caso de la estrella, la respuesta a esa reducción en el combustible disponible es bastante natural. Si el núcleo no produce suficiente energía para soportarla gravitacionalmente, la estrella colapsa sutilmente, aumentando la temperatura del plasma y con ella el ritmo al que se produce la energía. Con el paso de millones de años los cambios que sufre el núcleo empiezan a evidenciarse en la superficie. El aumento paulatino de la luminosidad del centro produce un aumento inicial del tamaño de la estrella y una disminución de su temperatura superficial. Como

resultado la estrella comienza a moverse hacia afuera de la secuencia principal, especialmente hacia la parte de arriba.

El engrosamiento de la secuencia principal obedece entonces a un fenómeno natural. No todas las estrellas nacen exactamente al mismo tiempo. Unas lo hicieron desde hace mucho tiempo y otras apenas están empezando. Al tomar una muestra de un número representativo de ellas, resulta que algunas apenas estarán empezando (se ubican en el que se ha denominado “secuencia principal de edad cero”, ZAMS por *Zero Age Main Sequence*) otras irán por la mitad del camino y algunas habrán incluso alcanzado el límite de su estadía en la secuencia principal, llamado también, TAMS por *Terminal Age Main Sequence*.

4.2.3. Estadísticas Interesantes

Además de las observaciones hechas arriba otras cosas pueden mencionarse sobre las propiedades de las estrellas mientras están en la secuencia principal.

- *Distribución de estrellas entre los tipos espectrales.* En la figura 110 se presentan los resultados de un conteo del número de estrellas de la secuencia principal de los distintos tipos espectrales, tal y como pueden ser estudiados por Hipparcos y DIVA. Como puede verse allí, el tipo espectral más común es el tipo F siguiéndole el tipo G al que pertenece nuestro Sol.
- *Función Inicial de Masa.* Esta “cantidad” o propiedad, es una de las más importantes en el estudio de la evolución estelar. La Función Inicial de Masa entrega la fracción de estrellas de una determinada masa que se forman durante el proceso de colapso de una nube. En la figura se muestra esquemáticamente lo que se sabe hasta ahora sobre esta importante cantidad en astrofísica. De allí se ve que la fracción de estrellas livianas formadas en una nube es mucho mayor que la de estrellas de masa intermedia y esta a su vez que la fracción de estrellas masivas. La frecuencia de cada tipo de masa disminuye al mismo ritmo al que aumenta la masa. Es decir si una fracción dada de estrellas nace con masa M , la fracción de estrellas que nacen con masa $2M$ es poco menos de la mitad.

4.2.4. Cuestionario del capítulo

Preguntas

1. ¿Qué podemos decir, a la luz de lo que conocemos hasta este punto de la teoría de la evolución estelar, sobre las estrellas amarillas que vemos en el cielo?
2. Explique por qué las estrellas vecinas al Sol, cuando son ubicadas en el diagrama H-R por sus propiedades, se ubican mayoritariamente sobre la secuencia principal.

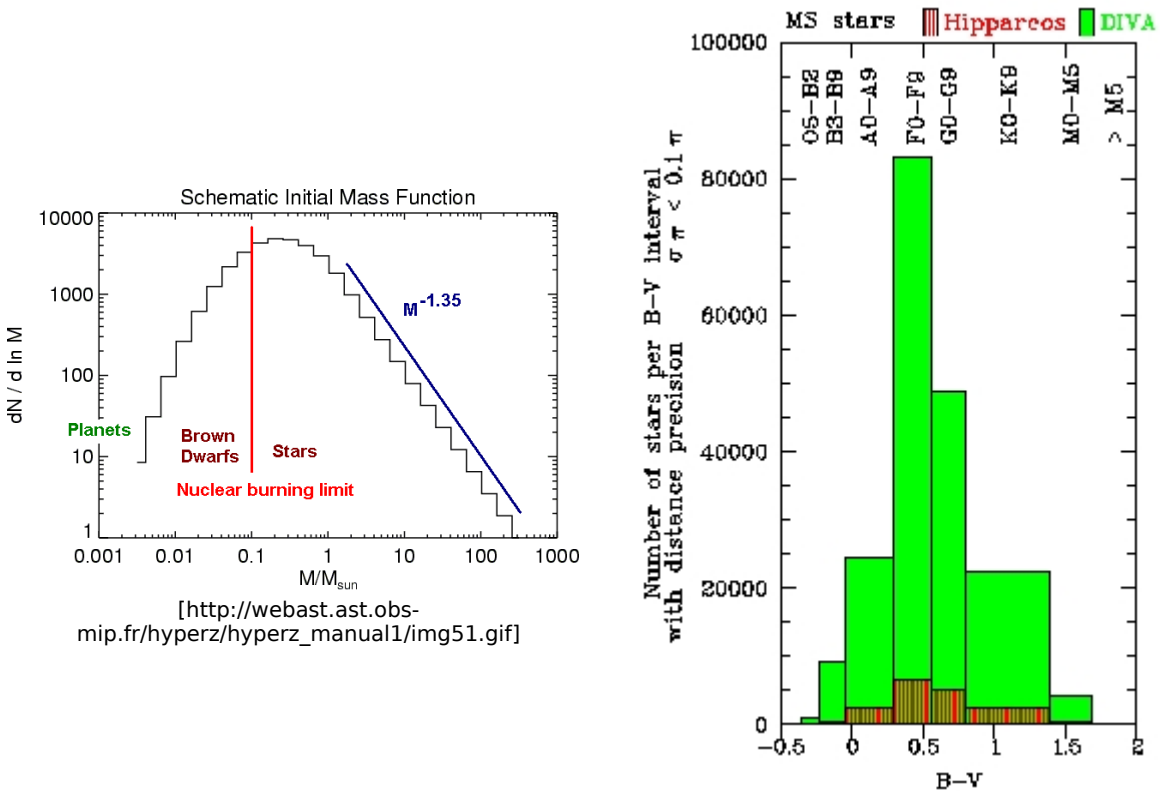


Figura 110. Dos piezas de información de gran interés. Izquierda, la función inicial de masa que dice que fracciones de estrellas se forman de cada valor de masa. Derecha, la fracción de estrellas de la secuencia en distintos intervalos de índice de color.

3. Si nuestro Sol ha completado ya la mitad de su vida en la Secuencia Principal ¿por qué su composición química, como lo muestran los espectros muy precisos obtenidos permanentemente de él, no muestran signos de ninguna alteración en su composición química?
4. Explique por qué las estrellas de masa mayor son también las menos longevas.

Consultas

5. Investigue por el problema de la Universalidad de la Función Inicial de Masa.

Capítulo 4.3. Vejez y muerte de las estrellas

Una vez la estrella ha consumido una buena parte del Hidrógeno disponible en sus regiones centrales para mantener encendida la estrella durante la fase de madurez estelar (secuencia principal), algunos cambios importantes en su estructura empiezan a sucederse relativamente rápido. Esta fase, que comienza con la salida de la estrella de la secuencia principal, la llamaremos aquí convenientemente “vejez estelar”.

La estrella vive los últimos “años” de su vida en una desesperada búsqueda de nuevas formas de energía, todo con el propósito de mantenerse “en pie” contra el efecto aplastante de su autogravedad. En un momento dado, esa desesperada búsqueda conduce a la estrella a situaciones extremas en las que finalmente se suceden cambios tranquilos o violentos que terminan destruyendo la mayor parte de la estrella en unos procesos que llamaremos la “muerte estelar”.

Como hemos visto hasta este punto, algunos de los fenómenos más importantes que determinan la evolución de la estrella dependen de su masa. Por ejemplo las estrellas de menos de 3 masas solares pasan por la fase T Tauri. Del mismo modo, el tiempo de duración de cada etapa de la vida estelar depende de la masa también. La masa es el factor diferenciador que define también la evolución final de las estrellas y su destino definitivo.

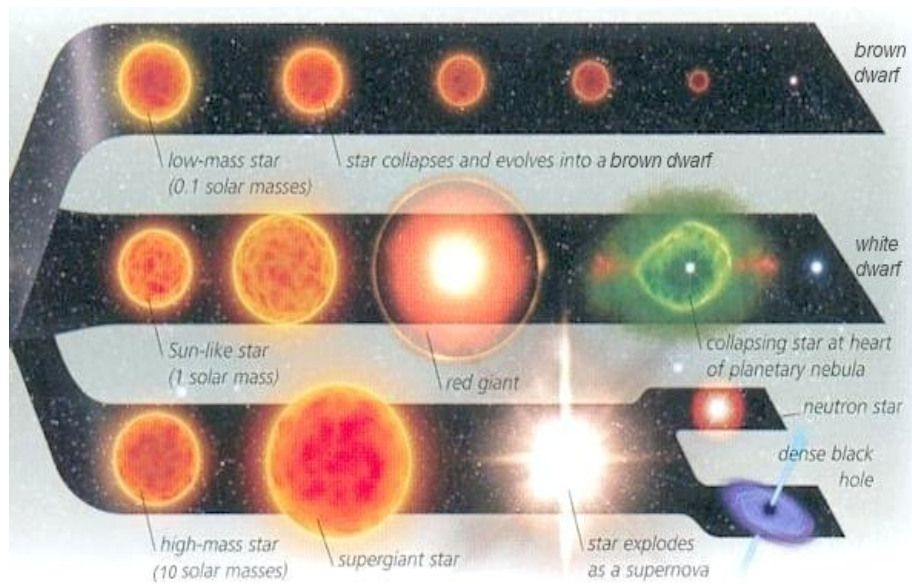
Los fenómenos que se suceden en las últimas etapas de la evolución estelar no son para nada simples. Tampoco es posible contar una historia común para todas las estrellas e incluso para estrellas en intervalos de masa arbitrarios. Cada estrella sufre procesos que pueden ser únicos y depender de factores como su medio ambiente, el hecho de si esta o no acompañada por una hermana binaria, la composición química inicial, entre muchos otros factores.

Entre muchas posibilidades se han reconocido sin embargo dos tipos de destinos finales más o menos comunes a un gran número de estrellas. Las estrellas, por esta misma razón, se dividen en dos grandes grupos: estrellas livianas ($M < 8 M_{\text{sol}}$) que son también la gran mayoría y las estrellas masivas ($M > 8 M_{\text{sol}}$) menos comunes pero muy importantes como veremos más adelante.

Describiremos aquí los escenarios de envejecimiento y muerte de estos dos grandes grupos de estrellas. Muchos detalles adicionales, específicos de la vida de ciertas estrellas bajo condiciones particulares deben ser omitidos por la extensión que implicaría tratar esas muchas otras posibilidades en este texto.

4.3.1. Vejez y muerte de estrellas livianas

Una de las características más comunes de las estrellas envejecidas son las formas novedosas con las que desesperada mente encuentran solución a sus problemas energéticos.



[http://amanda.wisc.edu/steele/kti/figures/stellar_evolution.jpg]

Figura 111. Breve síntesis de los distintos caminos sufridos por las estrellas durante su vejez y muerte, de acuerdo a la cantidad total masa que contienen.

Durante el comienzo del final, justo después de que la estrella ha salido de la secuencia principal, el núcleo caliente y denso de la estrella es ahora una enorme bola hirviente de Helio prácticamente puro y completamente inútil en lo que respecta a la producción de energía.

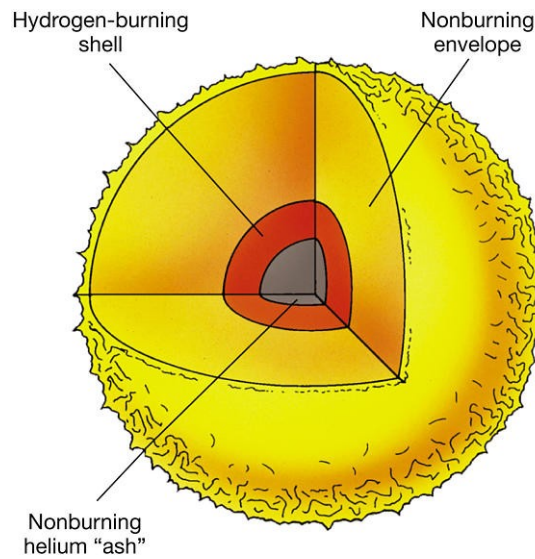
Ante esta situación crítica (literalmente el horno central de la estrella está apagado) el colapso del núcleo de Helio y las capas circundantes es inevitable. El colapso sin embargo produce calor suficiente para que capas del núcleo estelar donde normalmente no se producían reacciones de fusión nuclear, se enciendan para producir el calor necesario para sostener la presión interior de la estrella.

Este tipo de “quemado” del Hidrógeno circundante al núcleo se lo conoce como “fusión en capa” y será uno de las situaciones más comunes durante las distintas etapas de la vejez estelar.

Lo que sucede a la estrella durante sus etapas de combustión de Hidrógeno en capa es una de los más publicitados fenómenos de la evolución estelar.

Para seguir de cerca los cambios que se producen en la estructura y la apariencia de la estrella durante estas etapas, podemos hacer un seguimiento de las propiedades observadas esperadas de la estrella en el diagrama H-R, tal y como lo hicimos en la fase de presecuencia principal. En la figura 112 se muestra el camino evolutivo típico que “sigue” una estrella liviana una vez abandona la secuencia principal (punto 1 en la curva). Este camino evolutivo ha sido construido con los resultados de complejos cálculos realizados por computadoras.

El principal cambio que le sucede a la estrella en esta fase es un enfriamiento superficial paulatino que la hace cada vez más roja. La razón de este fenómeno es la lenta hinchazón que la estrella va sufriendo durante esta etapa como producto inicialmente de un incremento en la cantidad de energía producida por el centro de la estrella. Paradójicamente, aunque ya no hay reacciones de fusión a través de todo el centro de la estrella y en cambio la región productora de energía esta reducida a un cascarón de hidrógeno caliente, la densidad, presión y temperatura en ese cascarón son ahora muy altas, mucho más altas que en la fase anterior, incrementando el ritmo de producción de energía.



Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

[http://physics.uoregon.edu/~jimbrau/BraulmNew/Chap20/FG20_03.jpg]

Figura 112. Una ilustración de la apariencia del interior estelar durante la fases de Hidrógeno en capa (capa roja). El diagrama no esta necesariamente a escala.

A medida que la estrella se va hinchando, su interior se hace cada vez más opaco al paso de radiación y las diferencias de temperatura entre el centro y su entorno se hacen también más pronunciadas. Todo esto junto conduce a una especial situación en la estrella. Recordemos que durante la etapa de secuencia principal, la energía en el interior de la estrella viaja o bien transportada por la luz o bien transportada por la convección. En el nuevo estado de la estrella envejecida, la energía solo es transportada por convección: la estrella se vuelve una gran "olla" hirviente de plasma con corrientes convectivas que van desde su profundo interior hasta la fotosfera.

La respuesta que un cuerpo de estas características ofrece a una entrada de luz y calor intensa como la del cascarón de hidrógeno en fusión es impresionante: en poco tiempo, la estrella comienza a ganar tamaño de forma acelerada. En poco tiempo lo que era una estrella envejecida y rojiza pero con un tamaño no mayor a unas cuantas veces el tamaño de nuestro Sol, se convierte rápidamente en un cuerpo de tamaño colosal (decenas a centenares de veces el tamaño del Sol.) La región del diagrama H-R donde terminan las estrellas después de esta "inflación" corresponde

exactamente con aquella que en el último capítulo de la tercera parte identificamos como la región de las “Gigantes Rojas”. Por esta última razón se dice que la estrella después de salir de la secuencia principal se convierte en una Gigante Roja.

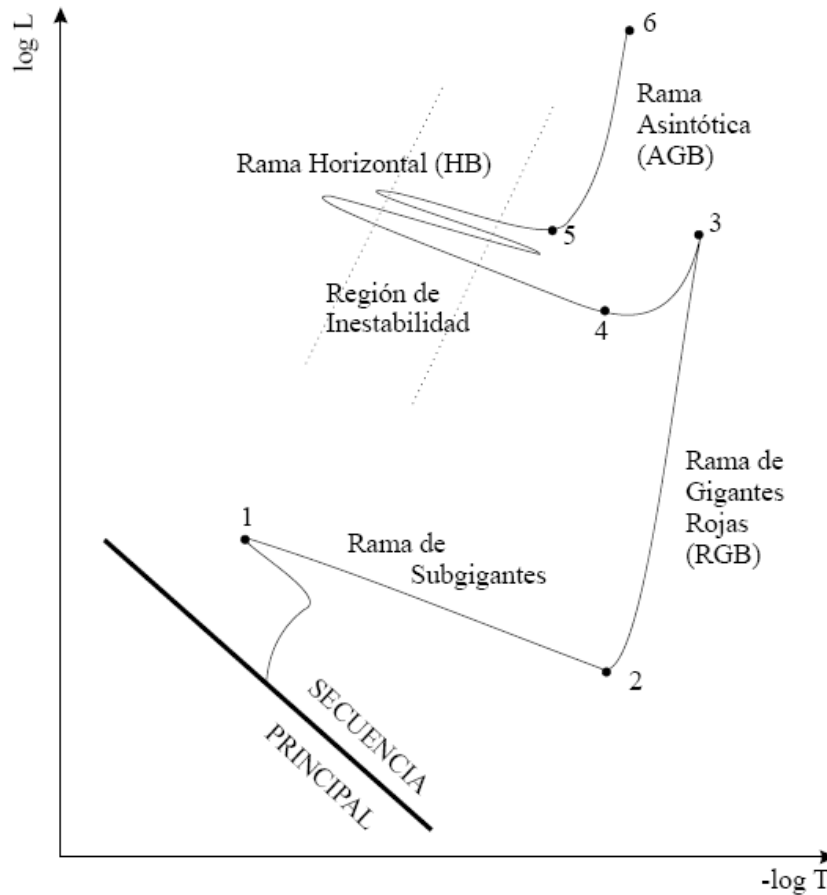
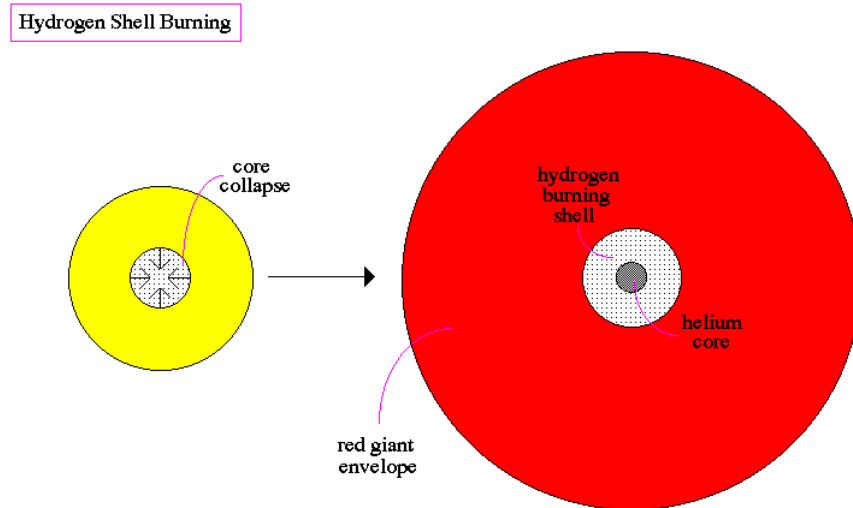


Figura 113. La trayectoria evolutiva de una estrella liviana durante la fase de envejecimiento estelar.

La anterior historia, que como lo decía antes, ha sido narrada a partir de los resultados entregados por computadores usando las leyes de la física, nos ofrece entonces el que podemos considerar segundo acierto de la teoría de la evolución estelar (el primero es el de predecir que las estrellas al iniciar las reacciones de fusión nuclear se ubican sobre la secuencia principal.) La explicación de por qué existe un grupo importante de estrellas frías, muy luminosas y rojizas en el diagrama H-R. Ellas no son más que un estadio de paso para las estrellas livianas en su irremediable camino a la muerte.

Pero ¿qué impide que la estrella crezca de forma indefinida? Durante la mayor parte de la historia de la estrella en estas etapas, lo que le sucede a la envoltura (la

componente visible de la estrella) es diferente a lo que le sucede al núcleo de la estrella. Durante todo el tiempo en el que la estrella se infló hasta convertirse en una gigante roja, el núcleo inerte de Helio ha continuado un proceso de contracción y calentamiento paulatino. En un momento dado ocurre el milagro: la temperatura en el núcleo de Helio se hace lo suficientemente grande como para que los núcleos mismos de Helio comiencen a fusionarse. El que en un momento era la basura inservible de la estrellas, los desechos nucleares de la primera parte de su vida, renacen a la vida y se convierten en el nuevo combustible de la estrella.



[<http://www-astronomy.mps.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit2/Images/rgstar.gif>]

Figura 114. Ilustración de la estructura de una gigante roja.

El nuevo calor generado por la fusión del Helio en el centro hincha el núcleo antes apagado y produce un efecto inesperado: la cantidad de energía que sale de el núcleo, ahora reencendido, es menor que antes. La razón es que al expandirse, el plasma se enfría y a menor temperatura las reacciones nucleares ocurren más despacio y por lo tanto producen menos energía.

Esta “exhalación” del núcleo de la estrella, revitalizado por el nuevo combustible, produce un cambio fundamental en la envoltura de la estrella. Al disminuir la energía que sale del interior la gigante vuelve y se comprime, disminuye su luminosidad (no mucho tampoco) y su superficie se calienta. En el diagrama la estrella se desplaza abajo a la izquierda y su color pasa de un rojo oscuro a un rojo más claro y un naranja.

Otro logro más de la teoría de la evolución estelar: la explicación del origen de las gigantes naranjas, que a la luz de lo anterior, no son más que estrellas livianas y envejecidas que siendo enormes, esconden en su centro un núcleo de Helio en fusión.

Con una nueva fuente de energía el futuro de la anciana estrella parecería estar asegurado. Pero nada está más lejos de la realidad que eso: si bien la cantidad de Helio para fusionar es comparable a la cantidad de Hidrógeno de la que disponía la

estrella al comenzar, la velocidad a la que se quema el nuevo combustible es mucho mayor. Si el Hidrógeno central tardó en convertirse en Helio varios miles de millones de años, el Helio se convierte en Carbono y Oxígeno en pocos millones de años.

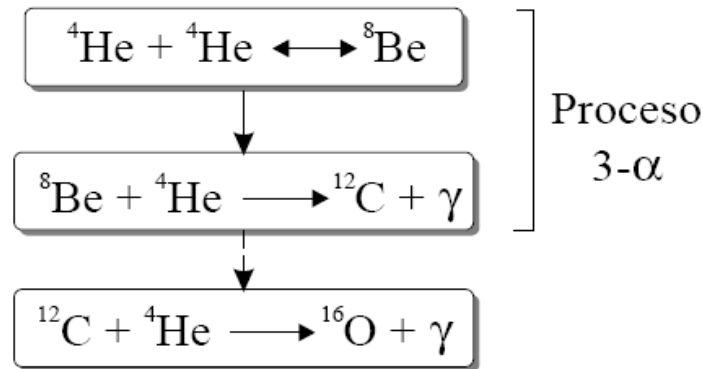


Figura 115. El proceso triple alfa y la síntesis del Oxígeno-16. Se utilizan 3 núcleos de Helio-4 para formar un núcleo de Carbono-12. Para fabricar el Oxígeno-16 basta disponer de Carbono-12 y un núcleo de Helio-4.

En un determinado momento y mientras la estrella está todavía en la "rama horizontal", el núcleo adquiere una estructura por capas, como una cebolla. En el centro se encuentra el inerte Carbono y Oxígeno producido por la fusión del Helio. Encima una capa todavía de Helio en ebullición que se consume engrosando el núcleo de Carbono y Oxígeno. Y encima de la capa de Helio una capa de Hidrógeno muy caliente y que se fusiona también.

Hasta este punto la historia del final de la vida de una estrella liviana parece bastante normal y sin sobresaltos. Pero como siempre otra sorpresa le espera a la estrella moribunda.

Durante varios centenares de millones de años la materia en el centro de la estrella ha ido ganando sistemáticamente densidad. Empezando con unos no despreciables 100 gramos por cada centímetro cúbico durante la fase de secuencia principal, el centro de la estrella durante la fase de fusión del Helio alcanza niveles de densidad enormes. Densidades de $1'000,000 \text{ g/cm}^3$ son comunes en este punto. ¿Qué consecuencias trae este hecho para la estrella? A densidades tan altas el plasma se vuelve tan duro como el acero y la presión térmica (por agitación de las partículas debida a la temperatura) se vuelve un juego de niños comparada a la poderosa fuerza de presión que ejerce la materia en ese estado.

Las propiedades de la materia muy densa y caliente son bastante peculiares y merecen un pequeño paréntesis en esta presentación. Este particular estado, comprimido e infernal es el estado normal de la materia durante las últimas fases de la vida de las estrellas.

Física de la materia densa

Los electrones libres en un plasma se mueven con velocidades que a densidades normales obedecen la distribución de Maxwell-Boltzman (Apéndice B). Esto significa que hay electrones con muy diversas velocidades coexistiendo en el plasma, unos muy rápidos, otros muy lentos. Un número muy alto de ellos se mueve a una velocidad típica que depende de la temperatura y que esta dada por la ecuación 18 (parte 3):

$$v_{max} \approx 500 \text{ km/h} \sqrt{\frac{T}{\mu}}$$

Esta forma de distribuir las velocidades obedece reglas muy sencillas de repartición de la energía entre las partículas del gas de electrones. Cuando la densidad es muy alta sin embargo las cosas se modifican radicalmente.

Hay que tener presente, en primer lugar, que como sucede en todos los sistemas microscópicos, las reglas de la teoría cuántica son las que aplican en la descripción exacta del plasma en estos casos. La más importante regla que modifica las cosas en esta situación es la de la “cuantización de la energía”: los electrones en el plasma realmente solo pueden tener un número determinado de valores de la energía (niveles de energía). Es como decir que la velocidad a la que pueden moverse solo puede tener ciertos valores determinados. Sin embargo el número de niveles de energía es tan grande y los niveles son tan sutilmente diferentes que cuando el número de electrones es moderado (baja densidad) esta “cuantización” de los niveles no parece notarse.

Una analogía puede ayudarnos a clarificar la física a estas escalas. Imaginemos a los electrones como asistentes a un concierto en un gran teatro. Los asistentes (como los electrones en el plasma) no pueden estar en cualquier lugar del teatro: hay unas sillas instaladas para ellos y solo pueden acomodarse en ellas. Cuando el número de participantes es muy pequeño, hay tantas sillas vacías disponibles que los participantes se sienten prácticamente libres para ubicarse dentro del auditorio. En la práctica para los asistentes la situación es casi idéntica a aquella en la que no hay sillas. La libertad para moverse de una silla a otra desocupada es tan alta que la restricción de que solo una persona puede ocupar un asiento es muy poco importante.

¿Qué tiene que ver todo esto con la temperatura y la presión? Cuando la densidad es pequeña, decir que la mayoría de los electrones tienen la velocidad indicada en la última formula, en nuestra analogía, es como decir que la mayoría de los participantes se ubican en filas intermedias del auditorio. Hay participantes al frente del escenario y otros en la última fila, pero la mayoría están en alguna fila en el intermedio. Al aumentar la temperatura en el plasma, la velocidad a la que se mueven la mayoría de las partículas aumenta, en la analogía, la fila en la que esta la mayoría de las personas es más alta (más lejana al escenario). La figura 116 ilustra el concepto de distribución de velocidades y la analogía de ocupación de un auditorio..

Recordemos ahora que la presión esta relacionada con la tendencia a dispersarse de las partículas. Sabemos que a mayor velocidad o mayor densidad, en un gas normal,

la presión aumenta. En el gas de electrones, a una misma densidad, la velocidad determina la presión. Si la temperatura es alta, los electrones se moverán en promedio a altas velocidades (ocuparán las filas mas altas) y por lo tanto la presión será mayor.

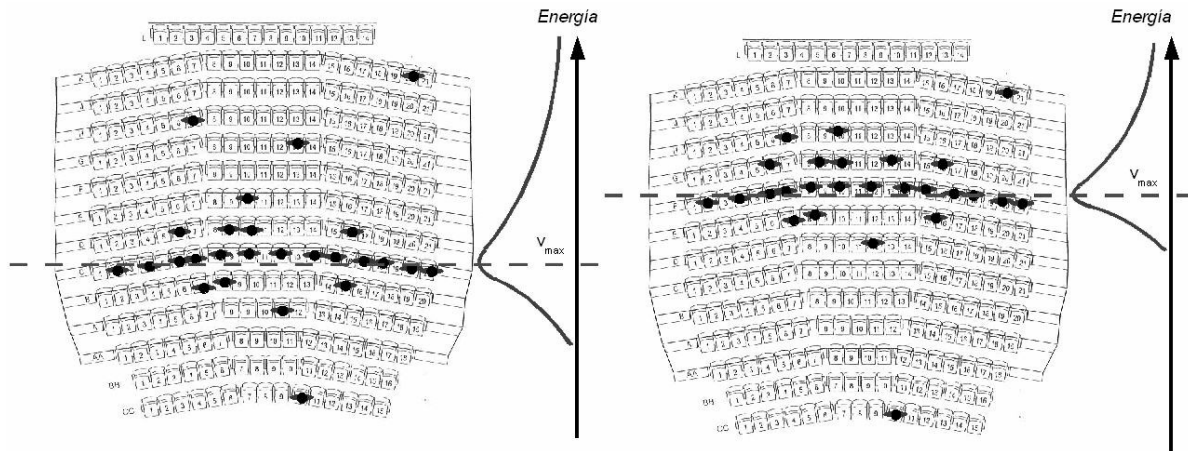


Figura 116. Analogía del auditorio y los niveles de energía ocupados por los electrones en un gas en equilibrio térmico (ver texto).

Una vez entendido esto pasemos al caso de un gas de electrones muy denso. En este caso sucede algo peculiar. Imaginemos que tomamos un recipiente imaginario (el núcleo de la estrella por ejemplo) y por un mecanismo cualquiera empezamos a aumentar paulatinamente la densidad de partículas. Cuando el gas empieza a poblarse, los electrones comienzan a ocupar velocidades acordes con la distribución de Maxwell-Boltzmann. En nuestra analogía cuando el auditorio comienza a llenarse las personas se ubican libremente en los asientos vacíos especialmente concentrados en ciertas filas. Cuando el número de electrones es muy grande, los niveles de energía posibles empiezan a ocuparse y los electrones ya no pueden acomodarse según la participación de energía sino donde hay niveles libres. Para entenderlo mejor volvamos a la analogía. Si bien hay una fila donde la mayoría de las personas quieren estar, cuando hay muchas personas en el auditorio las sillas de esa fila y adyacentes comienzan a llenarse y las personas deben entonces buscar asiento donde encuentren. Cuando el número de personas es muy grande se produce una situación como la mostrada en la figura 117: casi todo el auditorio está lleno y solo las últimas filas están libres. En el plasma cuando la densidad de electrones es enorme casi todos los niveles de energía están ocupados y solo niveles de energía muy altos comienzan a estar disponibles.

La consecuencia de todo esto es que la temperatura se vuelve ahora un factor poco importante para la presión. La velocidad de los electrones más rápidos (las personas en las últimas filas) es muy grande, pero no porque haya mucha energía térmica en el plasma, sino porque hay MUCHOS electrones que ocupan los niveles de energía más bajos. Es más, si un proceso dado liberará energía entre los electrones, la situación no cambiaría mucho porque su posibilidad de movimiento está prácticamente

bloqueada. Los electrones de niveles bajos no podrán subir porque los niveles superiores están ocupados. Estarán atrapados, sepultados por todos los demás. En un gas normal un aumento de temperatura hace que las partículas ganen velocidad y la presión aumenta. Esta es una buena válvula de escape para el gas porque al aumentar la presión el gas tiende a inflarse y el calor a diluirse (esto es lo que pasa por ejemplo en una explosión). En un gas de electrones en este estado superdenso, un aumento de la temperatura no hace que los electrones ganen velocidad, y por lo tanto la presión tampoco aumenta. La consecuencia es que el gas no tiene válvula de escape y un aumento continuo en la energía interna puede producir una peligrosa acumulación de energía en el gas.

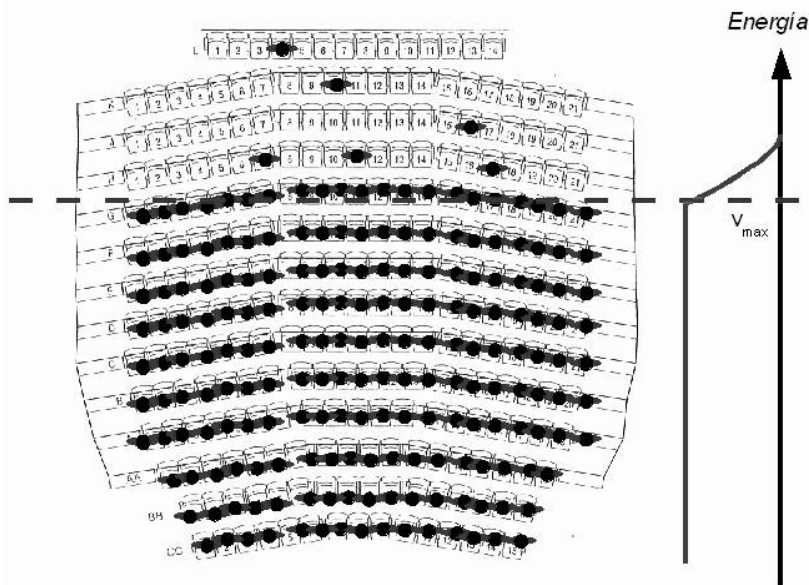


Figura 117. Analogía del auditorio y los niveles de energía ocupados por los electrones en un gas degenerado (ver texto).

A los plasmas que están en este peculiar estado se dice que están en estado “degenerado” y se dice que son soportados por la “presión de degeneración” (la producida por los electrones de las “últimas filas”) y no por la presión térmica (que es la que se produce en los gases normales).

Si la anterior explicación le parece razonable pasemos ahora a entender que consecuencias tiene esto en las últimas etapas de la vida de la estrella. Sino lo invitamos a que le eche una mirada otra vez.

Los flashes del Helio y la muerte de la estrella

Existen dos consecuencias importantes que tiene la degeneración de la materia en y cerca al núcleo de la estrella en esta etapa.

La primera consecuencia es la interrupción del colapso estelar que antes de esta

etapa era causado por la ausencia de presión suficiente para sostener la materia del núcleo de la estrella. Son los electrones en estado de degeneración los que proveen de presión suficiente para que el colapso se detenga. En este punto el núcleo de la estrella, hecho de una mezcla de Carbono, Oxígeno y Helio se “congela” en ese estado peculiar y no cambia más.

En la envoltura del núcleo degenerado todavía capas sucesivas de Helio e Hidrógeno respectivamente mantienen encendido el horno nuclear de la estrella. Sin embargo el estado de altísima compresión al que se ven sometidas estas capas crea una condición explosiva. Cuando la capa de Helio en fusión alcanza el nivel de degeneración la fusión ocurre de forma natural pero el plasma no responde como es esperado. Allí la presión no aumenta por el incremento paulatino de la temperatura producido por la deposición de la fusión de Helio. Un efecto “bola de nieve” comienza a crearse: al aumentar la temperatura el ritmo de las reacciones nucleares aumentan lo que a su vez aumenta la temperatura que de su parte aumentan aún más la velocidad de las reacciones nucleares y así sucesivamente. Todo esto en un tiempo increíblemente corto para la escala de tiempo de vida de la estrella. La fusión del Helio en capa se hace entonces en este punto de forma explosiva.

La “explosión” del Helio en capa diluye el plasma alrededor del núcleo de la estrella y lo saca temporalmente del estado degenerado a donde regresa posteriormente después de relajarse y llover nuevamente sobre el núcleo. Una sucesión de estallidos de fusión conocida como los “flashes del Helio” marcan el comienzo del final para la estrella. Los flashes entregan a la envoltura energía suficiente como para desestabilizarla y producir un flujo saliente de materia como nunca lo había tenido la estrella.

La misma materia que le había tomado millones de años a la estrella reunir y miles de millones de años sostener, empieza a desprenderse lentamente.

Los residuos de la muerte estelar

¿Qué queda de la estrella después de todos estos procesos? A medida que la envoltura se va desprendiendo, capas cada vez más interiores comienzan a ser visibles. En el lapso de algunas decenas de miles de años toda la envoltura de la estrella se ha hecho transparente y se somete a un irremediable proceso de dispersión en el medio interestelar.

En el centro del sistema todavía esta el durísimo y compacto núcleo de Helio, Carbono y Oxígeno. Este cuerpo conserva al principio una elevadísima temperatura como recuerdo de sus energéticas fases precedentes pero se va enfriando paulatinamente al carecer de cualquier tipo de procesos creadores de nueva energía.

Ese núcleo compacto y brillante emite copiosa luz ultravioleta que excita los gases de la envoltura como lo hacen las estrellas a las nebulosas de emisión, haciendo que la envoltura ahora invisible por su bajísima densidad vuelva a la vida y se ilumine con la luz de sus propios gases.



[<http://lithops.as.arizona.edu/~jill/EPO/Posters/PlanetaryNebula/pnepic.gif>]

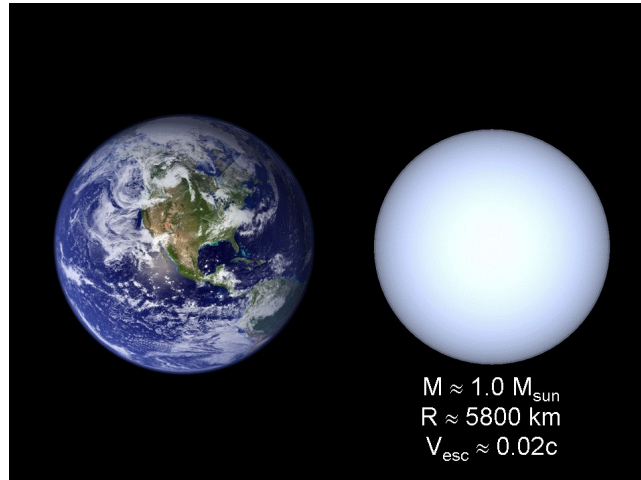
Figura 118. Una colección de nebulosas planetarias tomadas por el telescopio Espacial Hubble.

Se forma entonces, en el lugar de la envoltura de la estrella, una inconfundible nebulosa que no vivirá más de unos cuantos centenares de miles de años hasta que se disperse completamente. Este tipo de objetos astrofísicos, nebulosas de emisión en forma de lóbulo, en cuyo centro reside una fuente compacta de luz, han sido observados desde tiempos históricos y se los conoce comúnmente en astronomía como “nebulosas planetarias”. La observación de las nebulosas planetarias y la predicción de su origen y propiedades es un éxito más de la teoría de la evolución estelar.

A pesar de lo fotogénicas que puedan ser las nebulosas planetarias, el verdadero show astrofísico se lo roban los objetos compactos en su centro. Cuerpos prácticamente sólidos de Helio, Carbono y Oxígeno.

Con un diámetro comparable al de nuestro planeta (12,000 km) pero una masa de poco más de una décima parte a casi una masa solar, estos cuerpos están entre los cuerpos astrofísicos más densos del Universo. Una cucharadita de materia de estos cuerpos tiene la masa de 10 ballenas adultas. Al principio estos cuerpos están muy calientes pero lentamente se van enfriando alcanzando temperaturas de varias decenas de miles de grados, lo que les da una apariencia blanquecina. En los telescopios estos objetos parecen estrellas con un brillo mucho menor del que por su color deberían tener si fueran estrellas de la secuencia principal. Al ubicarlos en el diagrama H-R se reúnen en una banda diagonal casi paralela a la secuencia principal donde se las conoce como “enanas blancas”.

El calificativo de estrella para estos objetos no parece muy apropiado en tanto su luz no proviene de los procesos de fusión nuclear. Las enanas blancas son simples recuerdos del núcleo de una estrella que perdió su envoltura.



[<http://tbn0.google.com/images?q=tbn:gnV2vTUvSmyKiM:http://www-astronomy.mps.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit3/Images/WhiteDwarf.gif>]

Figura 119. Comparación del tamaño de una enana blanca y la Tierra.

Pero las enanas blancas no solo son visibles en el centro de nebulosas planetarias. Objetos con las mismas propiedades son vistos como compañeras binarias de otras estrellas (ver figura 120) y han sido observadas solitarias entre estrellas normales en cúmulos estelares.

4.3.2. Vejez y muerte de estrellas masivas

El proceso de envejecimiento de una estrella masiva ($M > 8 M_{\text{sol}}$) no difiere en líneas generales del que sufren las estrellas más livianas. Después de salir de la secuencia principal y pasar por el proceso de fusión de Hidrógeno en capa, la estrella alcanza rápidamente el estadio de Gigante Roja.

En ese estado, la estrella comienza la fusión del Helio aunque lo hace en condiciones diferentes que las encontradas en el centro de las estrellas livianas. Al ser mucho mayor el tamaño y masa del núcleo de las estrellas masivas, la materia no tiene la densidad suficiente para estar degenerada, ni siquiera en la etapa de fusión del Helio. La fusión del Helio central ocurre entonces de manera tranquila aunque igualmente muy rápido.

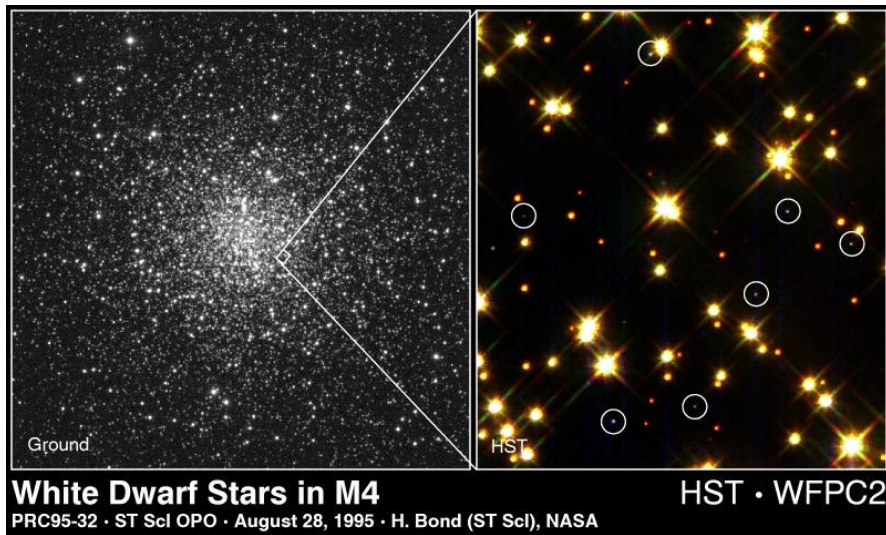
A la fusión del Helio en el centro le siguen, como vimos en el caso de las estrellas livianas, etapas de fusión de Helio en capa que suceden de nuevo de forma tranquila.

Sucede algo nuevo en este punto. La estrella alcanza en su continuo ir y venir en el diagrama H-R un estado similar al que alcanzan las estrellas livianas justo después de la fusión del Hidrógeno en capa. Siendo completamente convectiva y opaca la envoltura de la estrella se hincha de forma acelerada y dispara el tamaño y

luminosidad de la estrella hasta niveles no alcanzados por ninguna otra fase de la evolución estelar. La estrella se ha convertido en una Supergigante Roja.



[http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/c/c9/Sirius_A_and_B_artwork.jpg]



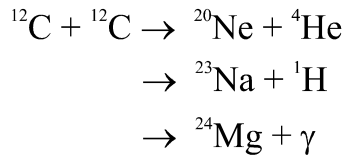
[<http://www.astronomynotes.com/evolun/m4wdsm.jpg>]

Figura 120. Observaciones de enanas blancas. Arriba Sirio acompañada de su hermana binaria, una enana blanca. En la imagen abajo cada punto débil señalado con un círculo corresponde a una enana blanca. Nótese lo abundantes que pueden ser este tipo de objetos.

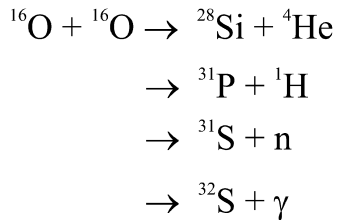
Nucleosíntesis de los elementos pesados

La primera diferencia fundamental que se produce en las fases finales de la evolución de las estrellas pesadas es que la historia de la energía por fusión nuclear en la estrella no termina con el núcleo apagado y degenerado de Carbono y Oxígeno en el que termino la estrella liviana. Cuando la estrella llega a este punto, la materia central no ha alcanzado la densidad de degeneración y el núcleo continua colapsando hasta que alcanza la temperatura suficiente para completar la fusión del Carbono (ver

figura 121).



Fusión del Carbono



Fusión del Oxígeno

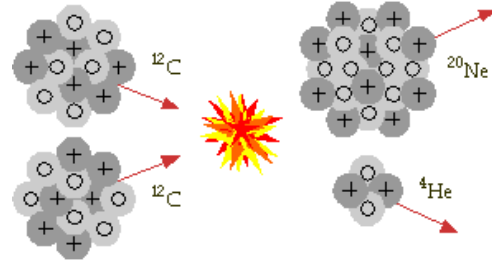


Figura 121. Procesos de síntesis del Neón, Silicio y Magnesio y formación final de Silicio, fósforo y azufre.

Pero la historia no concluye allí y después de un breve lapso de tiempo (en la escala de la vida estelar) el Carbono se ha agotado completamente en el centro y sobreviene de nuevo la crisis. De nuevo el núcleo de la estrella responde colapsando, aumenta la presión y la temperatura. Se alcanzan ahora las condiciones para la fusión del siguiente grupo de elementos en la lista.

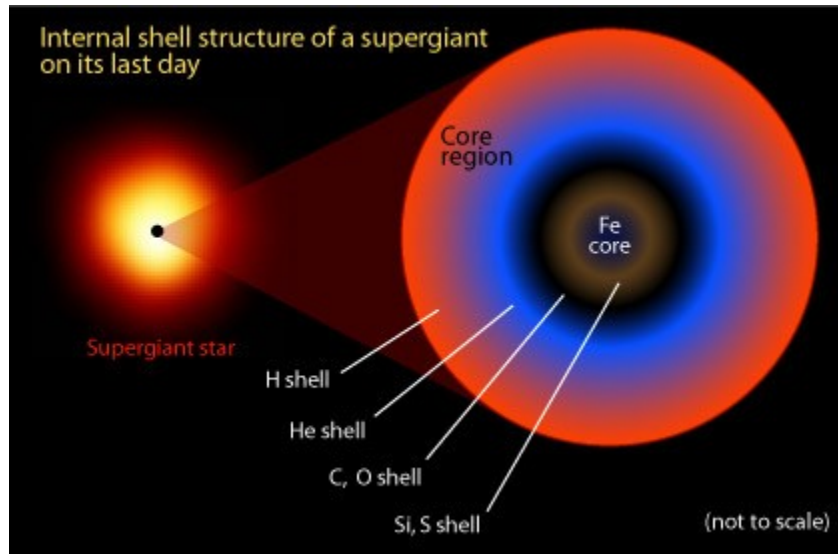
Se produce de este modo una cadena de fusión, residuo, fusión, residuo, etc. que lentamente va convirtiendo la materia original de la estrella en núcleos paulatinamente más pesados. Los principales protagonistas de esta secuencia se enumeran a continuación:

Hidrógeno → Helio → Carbono (Oxígeno) → Neón, Sodio, Magnesio → Oxígeno Fósforo, Azufre, Silicio 'Hierro' (Mn, Fe, Co, ...)

Como sucedió en las primeras etapas. Una vez un isótopo es consumido casi completamente, una delgada capa compuesta casi exclusivamente por él se mantiene rodeando el núcleo hecho de los elementos que se sintetizaron previamente. El resultado de la secuencia de procesos indicados arriba es una estructura en capas de cebolla característica del núcleo de estrellas masivas en estas etapas (ver figura 122).

Pero, ¿por qué la secuencia anterior no continúa? Una estrella masiva no es capaz de fabricar usando la fusión nuclear elementos con isótopos que tengan A más grande que 60 (Hierro, Níquel, Manganeso, Cobalto, etc.) La razón fue explicada en el capítulo de Física Nuclear de la tercera parte. Se explicaba allí que por razones profundas de la estructura nuclear, la fusión de elementos más pesados que estos isótopos produce núcleos con energía de enlace por nucleón más pequeña. La consecuencia inmediata es que la fusión de estos elementos sencillamente NO GENERA NUEVA ENERGÍA. En su lugar, para que esas reacciones se produzcan, es necesario invertir energía. Se dice que el proceso es "endotérmico" en lugar de "exotérmico".

Ante este panorama, la estrella se encuentra en un atolladero. Ya no puede fusionar los elementos residuos de los últimos procesos nucleares y se tiene que conformar con sostener un núcleo inerte e increíblemente caliente formado principalmente por elementos del grupo del Hierro.



[<http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/images/stellarevolution/redsupergiant.jpg>]
Figura 122. Estructura en capas de cebolla de la región central de una estrella masiva moribunda.

A este punto, sin embargo, las condiciones de densidad en el núcleo estelar han alcanzado niveles muy elevados, lo suficiente para que los electrones pasen a un estado degenerado y produzcan una presión inmensa que sostiene el núcleo sin necesidad de que se produzcan nuevos procesos de producción de energía y calor.

La fabricación de nuevos elementos en la estrella cesa por completo. ¿o no?

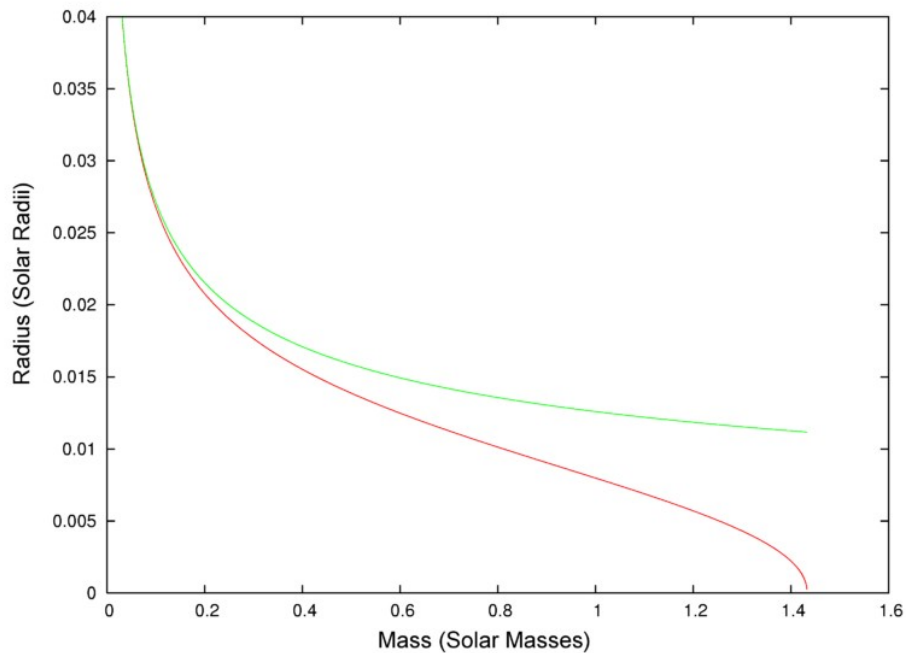
El colapso del núcleo de “Hierro”

Podría pensarse en este punto que todo lo que podía pasar en la vida de la estrella masiva paso ya. Sin embargo falta un desenlace que supera en rapidez y violencia a muchos fenómenos en el Universo.

La presión de degeneración de los electrones en el núcleo de Hierro sería suficiente para mantenerlo estable sino fuera porque desde la capa de Silicio en fusión se sigue produciendo núcleos del grupo del Hierro que entran a aumentar su masa. Al hacerlo la densidad del núcleo continua su crecimiento en forma desmedida.

En este punto se alcanza un nivel crítico. El grado de empaquetamiento de los electrones es tan alto que los únicos niveles de energía disponibles para ellos son aquellos en los cuales la velocidad de las partículas es cercana a la de la luz. El comportamiento de la materia degenerada cambia considerablemente. En particular, la materia se vuelve considerablemente más “blanda” que cuando los electrones se movían a velocidades un poco más normales y cede considerablemente ante el

aumento de masa.



[<http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/thumb/9/91/ChandrasekharLimitGraph.png/200px-ChandrasekharLimitGraph.png>]

Figura 123. Variación del tamaño del núcleo de una estrella degenerada al cambiar la masa de la misma. Cuando no se tienen en cuenta los efectos de la relatividad (línea verde), la materia es bastante dura y a pesar del aumento de la masa el radio no cede mucho. Naturalmente esta situación es irreal puesto que la relatividad debe ser tomada en cuenta. Cuando los electrones son relativistas, la materia se vuelve un poco más suave y el cuerpo se vuelve puntual para un valor finito de la masa. Este valor es precisamente el límite de Chandrasekhar.

Si la masa aumenta gradualmente, cuando el núcleo de la estrella alcanza una cantidad total de 1.4 veces la masa del Sol, su tamaño se habrá reducido a unos pocos kilómetros y hasta menos de continuar el proceso (originalmente el núcleo tenía un diámetro de decenas de miles de kilómetros). Si la masa aumenta a un ritmo rápido, la transición del estado “duro” del plasma al estado “blando” descrito arriba se produce de forma relativamente súbita y como consecuencia el núcleo de la estrella colapsa.

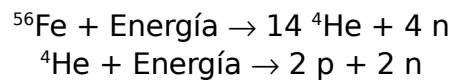
Al límite de masa descrito arriba, es decir, a la masa más grande que puede contener el núcleo degenerado de una estrella masiva antes de colapsar irremediamente hasta convertirse en un punto, se lo llama la “masa límite de Chandrasekhar”.

Si la estrella entonces tiene un núcleo cuya masa supera el límite de Chandrasekhar entonces nunca se formará en ella una enana blanca. Esto es exactamente lo que marca el límite de unas 8 masas solares que establecer de forma aproximada el destino diferente de los dos grupos de estrellas.

Fotodesintegración y neutronización

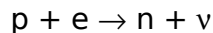
Después del “reblandecimiento” del núcleo de Hierro como producto del aumento de su masa, causado por la continua fusión de los elementos en capas superiores, sobreviene entonces un colapso inminente que da comienzo de nuevo a otras historias de creación y destrucción.

En primera instancia, al comprimirse y calentarse el núcleo de Hierro se produce un fenómeno que empieza a deshacer lo que con esmero la estrella había hecho hasta ese momento. A temperaturas de muchos miles de millones de grados, los fotones de luz son capaces de destruir completamente núcleos enteros en procesos como:



A estos procesos se lo conoce como “fotodesintegración” y tienen como efecto convertir los núcleos pesados creados por la estrella nuevamente en núcleos livianos, protones y neutrones. Peor aún. Los procesos de fotodesintegración “chupan” energía térmica del núcleo contribuyendo aún más al colapso.

Otro proceso muy importante que ocurre en este punto se produce porque la energía de los electrones en el plasma comienza a ser suficientemente alta como para que la reacción:



el proceso contrario a la desintegración del neutrón, comience a ocurrir.

Con todo, el núcleo en colapso de la estrella lentamente va convirtiendo la densa bola de “Hierro” en un amasijo, primero de protones, neutrones y electrones y después en prácticamente puros neutrones. A este proceso se lo conoce como “neutronización”.

El proceso de neutronización es el detonante final para acelerar el proceso de implosión del núcleo de la estrella. En primer lugar, al desaparecer una importante fracción de los electrones del plasma para crear neutrones, la presión de degeneración producida por ellos se reduce. Adicionalmente, un poco de energía que queda disponible de la anterior reacción, va a parar al neutrino que por ser tan esquivo escapa sin problemas, incluso del hirviente y denso centro estelar, llevándose consigo valiosa energía térmica.

Una explosión de Supernova

El escenario anterior parecería no dejar otro final posible que la conversión del núcleo de la estrella en un punto matemático, como quiera que se pueda entender que una cantidad finita de materia estrella pueda reducirse a un espacio nulo. Ciertamente esa posibilidad aterra, en tanto parece contradecir todo lo que sabemos de física.

Pero antes de que eso pueda pasar algo sucede en el núcleo en colapso. Muy cerca al centro de la estrella, a apenas unas decenas de kilómetros, la materia alcanza un nivel de densidad extremo. Solo los núcleos atómicos son tan densos como la materia de la estrella en esa región. La densidad es 10^{14} g/cm³ y siguiendo la analogía que usamos para describir el grado de compresión de la materia en la enana blanca, en ese lugar una sola cucharada de materia pesa 100 millones de toneladas, es decir, la masa completa de una montaña pequeña.

En estas condiciones los físicos nucleares saben que se ponen en funcionamiento fuerzas que hasta ese momento solo afectaban a las partículas en los choques más cercanos. Estas fuerzas son las que median entre los nucleones, protones y neutrones, en el núcleo atómico, pero ahora se hacen evidentes en un sistema astrofísico a escala macroscópica. El núcleo de la estrella, se dice, es prácticamente un núcleo atómico con una extensión de varios kilómetros. El efecto de la entrada en escena de estas fuerzas es el endurecimiento repentino y enorme de la materia de la que esta hecha esta parte del centro.

Pero no toda la materia del núcleo de la estrella consigue esta densidad inmediatamente. Aquella parte que no lo hace continua precipitándose a gran velocidad sobre el centro endurecido de la estrella, a velocidades cercanas a las de la luz.

Cada vez que una porción de materia “choca” contra la dura superficie del grano denso central produce un remezón en la materia vecina. Con muchísimos remesones produciéndose en fracciones de segundo, un poderoso estrépito que comienza como un incesante “ruido” que trata de salir hacia afuera, termina finalmente convirtiéndose en una onda de choque que emerge del núcleo a toda velocidad barriendo con lo que se encuentra a su paso! Se dice que el núcleo en colapso ha rebotado.

La onda de choque que emerge crea una burbuja caliente y relativamente poco densa a su paso por el núcleo de la estrella. En el centro de ella está el remanente superdenso del colapso, un objeto formado principalmente por neutrones y que es soportado por una presión derivada de las fuerzas nucleares.

Pero la onda de choque no llega muy lejos. A medida que va emergiendo del núcleo va destruyendo también los núcleos atómicos que habían sobrevivido previamente a la fotodesintegración. No es sino que avance unos miles de kilómetros para que su impulso desaparezca completamente. Lo que iba a ser un explosivo desenlace parece frustrarse definitivamente.

En este estado, el centro de la estrella se asemeja a una fruta hueca. En el centro una semilla supercompacta y pequeña (unas decenas de kilómetros), rodeada de una burbuja de material descompuesto y mucho menos denso que la semilla. Una cascará formada por el material que se acumulo en el frente de la onda de choque, que en paz descansa y una enorme pulpa formada por el resto de la estrella, incluyendo las capas de cebolla y la supergigante envoltura de hidrógeno y helio que podemos ver desde afuera.

Pero en el centro de esta curiosa estructura las cosas no son tan tranquilas como parece. Desde el núcleo denso se producen abundantes neutrinos que hacen las veces de la luz irradiada por la estrella. Ciertamente a estas densidades la luz real tiene poco chance de escapar, pero los neutrinos pueden moverse con más libertad. Los neutrinos reemplazan a los fotones y producen efectos parecidos a los que vimos en las estrellas normales. Por ejemplo, al ser absorbidos en la base de la burbuja caliente que rodea al centro endurecido generan poderosas y desordenadas corrientes convectivas. La burbuja es todo menos que aburrida. También en la cáscara de más arriba, los neutrinos son atrapados calentando el material de esa misma cáscara. La suma de corrientes convectivas violentas y desordenadas y el calor depositado por los neutrinos en la cascara de esta "fruta" crean las condiciones para el final de la estrella. En breve la onda de choque ya muerta, revive y empieza de nuevo su viaje destructor hacia la envoltura de la estrella.

Todo lo narrado hasta este punto del colapso del núcleo de Hierro, el "rebote" y el renacimiento de la onda de choque ocurren en menos de medio segundo. Ningún otro medio segundo antes es tan importante para la estrella como esta fracción crucial y rápida de su vida.

Cuando la onda de choque comienza a ascender por las capas superiores del núcleo y después por la envoltura supergigante de Hidrógeno y Helio, casi toda la energía producida por el colapso del núcleo ya ha sido disipada al exterior como neutrinos. Las supernovas, que son precisamente los fenómenos violentos en los que mueren las estrellas masivas, son pues las fuentes más poderosas de neutrinos en el Universo.

Pero ¿cuánta es exactamente la energía producida en el proceso del colapso final de una estrella masiva?. Si usamos lo que aprendimos en el capítulo dedicado a la gravitación en la parte 3, en particular lo que sabemos sobre la energía autogravitacional, podemos calcular cuánta energía se libera en el colapso final de una estrella masiva.

Supongamos que el núcleo de Hierro comienza con el tamaño típico de una estrella enana blanca, $R_{inicial}=12,000$ km y tiene, como sabemos la masa de Chandrasekhar, $M_{inicial} = 1.4 M_{sol}$. Por el colapso todo ese cuerpo se comprime hasta ocupar un espacio de apenas $R_{final}=10$ km conteniendo la misma masa, $M_{final} = M_{inicial}$. La energía gravitacional, al principio y al final será:

$$U_{inicial} = -0.6 \frac{GM_{inicial}^2}{R_{inicial}} = -28 \times 10^{43} \text{ julios}$$

$$U_{final} = -0.6 \frac{GM_{final}^2}{R_{final}} = -33 \times 10^{46} \text{ julios}$$

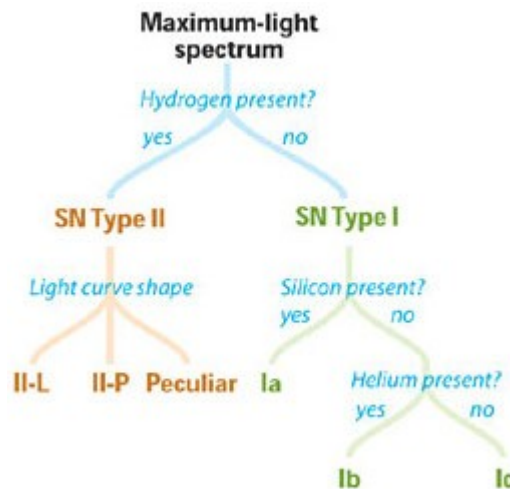
La diferencia de energía es 3.3×10^{46} julios. ¿Qué tan grande es esta energía? Para producir una cantidad tan enorme de energía, TODA la Galaxia (100,000 millones de soles) tendría que brillar durante 26 años seguidos! Un número para nada

despreciable.

De toda esa energía apenas 1 parte en 100 se convierte en luz y 1 en 10,000 se invierte para mover toda la materia de la envoltura de la estrella, desde las capas exteriores del núcleo hasta las últimas partículas en la atmósfera de la supergigante y producir así la más grande explosión después del Big-Bang: una explosión de supernova.

Lo que poco se cuenta: Tipos de Supernovas

Se llama explosión de supernova a todos aquellos eventos de origen estelar asociados con un aumento muy rápido en la luminosidad y valores picos de esta luminosidad que exceden prácticamente las de cualquier otro objeto astrofísico. La observación de estos eventos ha permitido clasificar las explosiones de supernova en diversos tipos de acuerdo con su espectro (ver figura 124) en particular de acuerdo a la presencia o no de líneas espectrales de ciertos elementos químicos.



[http://media.skyandtelescope.com/images/sn_flowchart_m.jpg]

Figura 124. Tipos de Supernovas

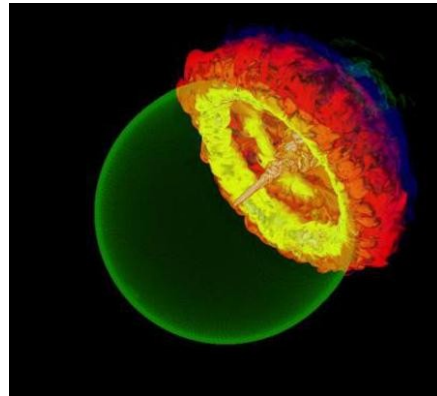
Las explosiones estelares producidas por eventos como los descritos en esta sección están asociadas con los tipos II, Ib y Ic. En esas supernovas la explosión exhibe líneas de absorción del Hidrógeno y del Helio evidencia del hecho de que son producidas por la expulsión de la envoltura de estrellas evolucionadas. Se dice que estas estrellas están asociadas con el colapso estelar.

Las supernovas tipo Ia son eventos completamente distintos. Se sabe hoy por hoy que estas explosiones (que son incluso más luminosas que las supernovas tipo II, Ib, Ic) se producen cuando una enana blanca captura materia de una compañera binaria hasta superar el límite de Chandrasekhar. Cuando se llega a ese nivel y dada la rapidez con la que ocurre el fenómeno, la enana blanca colapsa pero en el proceso se produce la "deflagración" repentina y violenta de los núcleos acumulados en ella lo que genera una reacción en cadena de fusión nuclear que destruyen en fracciones de segundo a la enana blanca y producen una enorme bola de fuego y finalmente la supernova.

Un último ingrediente, y uno maravilloso, de esta fascinante historia del final de la vida de las estrellas masivas queda finalmente pendiente. Cuando la onda de choque “revivida” emerge violentamente entre las capas superiores del núcleo y su envoltura, arrastra en su violencia un poderoso influjo de neutrones y neutrinos. Como conocimos en el capítulo de física nuclear de la parte 3, cuando se somete a una sustancia a un flujo sostenido de neutrones se producen procesos de captura de estas partículas por los núcleos de la sustancia. En el caso de la supernova los procesos de captura de neutrones durante la emergencia de la onda de choque, tanto del tipo s como del tipo r, son responsables de la fabricación de todos los elementos químicos restantes de la tabla periódica, más allá del límite riguroso del Hierro.



[<http://www.news.harvard.edu/gazette/2006/07.20/photos/19-supernova-1.jpg>]



[<http://agaudi.files.wordpress.com/2007/03/white-dwarf-star.jpg>]

Figura 125. Supernova tipo Ia. A la izquierda una enana blanca roba material a su compañera que ha crecido en la fase de gigante roja. A la derecha se muestra una instantánea del proceso de deflagración nuclear en este tipo de supernovas. La figura es construida a partir de los resultados de una simulación por computador.

Las supernovas son entonces los hornos en los que se fabrican TODOS los elementos químicos más pesados que el Hidrógeno y el Helio. Cada átomo de Cobre en los circuitos de nuestros aparatos eléctricos, cada átomo de Oro y Plata en nuestras joyas, el preciado Yodo, el Plomo y el Uranio fueron todos sin excepción fabricados en una explosión de supernova.

Remanentes de la muerte de estrellas masivas

¿Qué puede quedar después de un evento de la violencia de una explosión de supernova?

Como vimos, la explosión producida por la emergencia de la onda de choque “revivida”, solo afecta la materia que esta por encima de la burbuja caliente que rodea al núcleo compacto de la estrella. De ahí para abajo, incluyendo la materia de la burbuja caliente, la masa se deposita y compacta hasta formar un cuerpo de cerca de 10 kilómetros de radio y una superficie con una temperatura inicial de varios centenares de miles de grados.

Por su historia este cuerpo esta formado fundamentalmente por neutrones razón por

la cual se ha terminado en llamar “estrella de neutrones”. De nuevo, aquí la denominación de estrella para el remanente compacto en el que se convierte el núcleo de una verdadera estrella, parece inadecuado. Recordemos que este cuerpo produce luz, de la misma manera que las enanas blancas, simplemente por efecto del calor remanente de la intensa fase que la precedió.

Pero ¿pueden las estrellas de neutrones observarse? Con un radio de apenas 10 km y asumiendo una temperatura superficial tan alta como 100,000 K podemos estimar la luminosidad de una estrella de neutrones típica usando la ley de Stefan (ver Apéndice B):

$$L = 4\pi\sigma R^2T^4 = 4\pi \times 5.67 \times 10^{-8} \times (10 \times 1000)^2 \times (100000)^4 = 7 \times 10^{21} \text{ W}$$

Es decir la luminosidad de una estrella de neutrones es casi 100,000 veces más pequeña que la del Sol. Su magnitud absoluta sería por tanto:

$$M = M_{sol} - 2.5 \log\left(\frac{1}{100000}\right) = +17.2$$

Para que fuera visible a simple vista ($m = +5$) debería estar situada a una distancia que se puede calcular así:

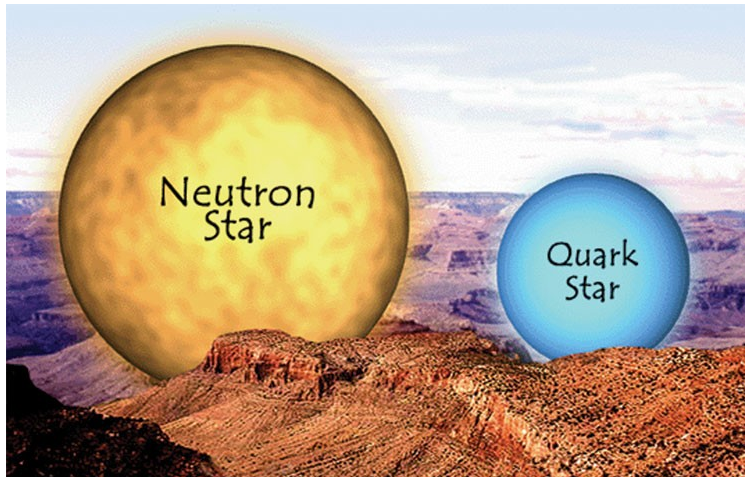
$$\begin{aligned} M &= m - 5 \log\left(\frac{d}{10}\right) \\ +17.2 &= +5 - 5 \log\left(\frac{d}{10}\right) \\ d &= 10 \times 10^{\frac{17.2-5}{5}} = 0.03 \text{ pc} \end{aligned}$$

Es decir la estrella de neutrones tendría que estar casi 30 veces más cerca que la estrella más cercana para apenas ser visible a simple vista.

¿Pueden entonces detectarse cuerpos tan débiles como estos? La observación de estrellas de neutrones individuales implica algunos retos observacionales importantes. Muy pocos objetos de este tipo han sido captados de forma individual, en tan solo un milisegundo.

Una de las maneras corrientes en las que se detectan las estrellas de neutrones se relaciona con el hecho de que este tipo de cuerpos no emiten radiación de forma isotópica (igual por todas partes). Las estrellas de neutrones son los cuerpos astrofísicos con los campos magnéticos más intensos del Universo. El origen de sus “supercampos” se remonta a los más moderados campos estelares creados por la ebullición del plasma en las zonas convectivas dentro de la estrella. Esos moderados campos magnéticos son amplificados billones de veces por efecto de la compresión debida al colapso. Otra característica importante de la así totalidad de las estrellas de

neutrones es que rotan a velocidades increíbles, un fenómeno que tiene su origen también en el colapso del núcleo de la estrella. Típicamente una estrella de neutrones puede completar entre una y una centena de vueltas en 1 segundo. Se han observado estrellas de neutrones que giran inclusive completando una vuelta alrededor de su eje



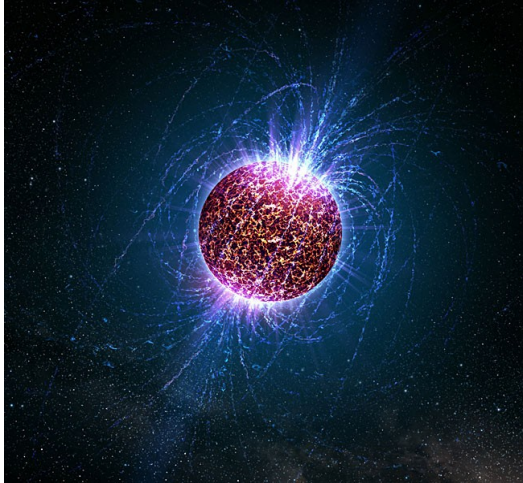
[http://constellationx.nasa.gov/images/resources/brochures/may04/life_cycles/pic4_grand_canyon_tn.jpg]

Figura 126. Comparación de una estrella de neutrones (y una de quarks) con algunos objetos a escala terrestre.

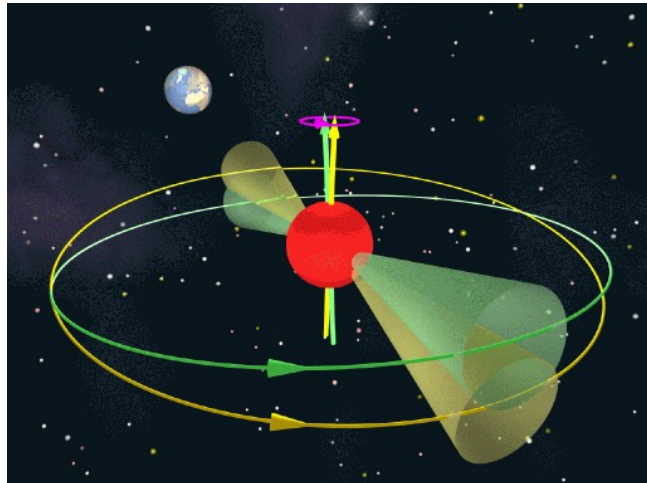
¿Cuál es la relación entre los campos magnéticos y la rotación de las estrellas de neutrones y su visibilidad? Normalmente los campos magnéticos y la rotación no tienen una relación inmediata. La dirección en la que apunta el campo magnético no necesariamente es la misma que la del eje de rotación de la estrella. Este hecho crea una condición muy especial para la estrella de neutrones. Al rotar a muy alta velocidad, el campo magnético en los polos (donde es muy intenso) se mueve a gran velocidad convirtiéndose induciendo la creación de poderosos campos eléctricos capaces de movilizar a las partículas que están en las vecindades de la estrella (ver figura 127). Estas partículas, sacudidas violentamente por los campos eléctricos y que se mueven retorciéndose en los poderosos campos magnéticos dan lugar a nuevas formas de radiación, desde luz visible hasta ondas de radio. Con esto los polos magnéticos de la estrella se vuelven focos muy poderosos de luz que pueden ser detectados incluso a la mayor de las distancias. Al rotar el cuerpo los focos de luz correspondientes a un polo y al otro se sucederán en rápida repetición produciendo una emisión “pulsante” de luz (ver figura 127). Este tipo de emisión fue observada por primera vez en la forma de ondas de radio en el año 1967. Por sus características se la bautizo “pulsar”. Hoy sabemos que los pulsares, de los cuales se han detectado, caracterizado y catalogado más de 1,000 en nuestra Galaxia, no son más que estrellas de neutrones en rotación.

Otro de los residuos de la muerte de las estrellas masivas lo constituyen la inmensa masa de gases despedida por la explosión de supernova. Esta materia que es impulsada hacia afuera después del violento evento, recibe la luz y los campos magnéticos producidos por la estrella de neutrones vecina y se excita produciendo luz

de manera similar a como la hace la envoltura de gases que forma una nebulosa planetaria. Adicionalmente por la velocidad con la que son expulsados los gases desde la supernova el material de esta nueva nebulosa choca con el medio interestelar circundante con la consecuente emisión de radiación en distintas longitudes de onda. A la estructura astrofísica formada por la materia expulsada en la supernova se la conoce como un remanente de supernova (ver figura 128).



[<http://tbn0.google.com/images?q=tbn:ruK8FsQi9HwjqM:http://www.science.psu.edu/alert/images/FoxNeutronArtwork.jpg>]



[<http://www.jb.man.ac.uk/news/neutronstar/neutron.gif>]

Figura 127. A la izquierda una representación artística de una estrella de neutrones. La rotación de su poderoso campo magnético induce enormes campos eléctricos que movilizan a las partículas en su entorno y producen la emisión de luz (rayos blancos y azules) en las vecindades de sus polos magnéticos. A la derecha, el efecto pulsar (ver texto).

Epílogo: el nacimiento de los agujeros negros

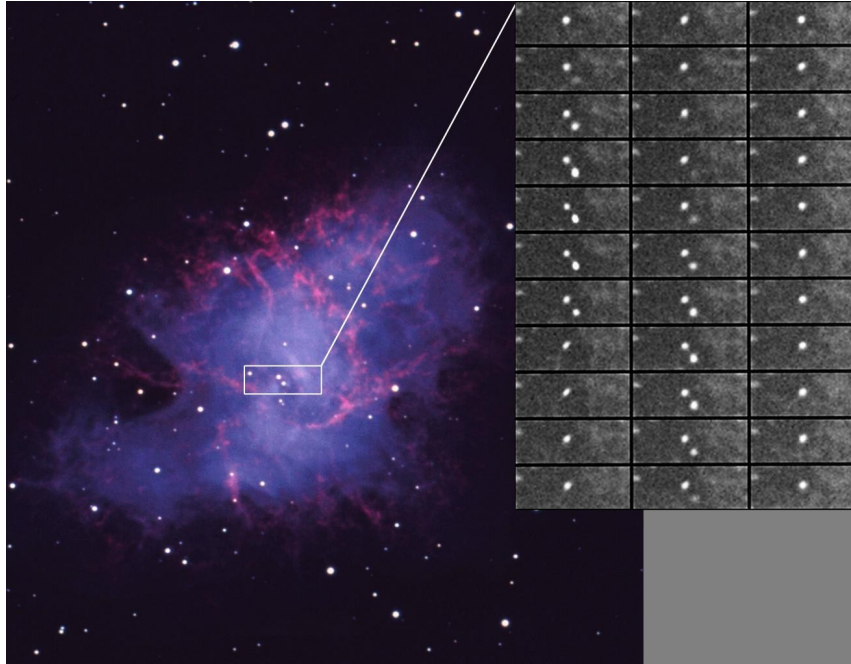
No sería posible terminar esta descripción de la muerte de las estrellas sin mencionar uno de los más peculiares finales que puede enfrentar una estrella verdaderamente pesada (típicamente más de 25 masas solares).

Cuando la masa contenida en el “núcleo duro” de la supernova (la región central que primero alcanza la densidad de parada), la burbuja que la rodea y la que es acumulada en la cascara mientras se revive la onda de choque, es mayor que 3 masas solares, sucede lo impensable: al depositarse esa masa en el centro endurecido por las fuerzas nucleares, el cuerpo se vuelve inestable y colapsa otra vez. Este valor de 3 masas solares es el análogo en esta situación a la masa de Chandrasekhar para la materia con electrones degenerados.

¿Qué puede detener el colapso en esta oportunidad? Hasta ahora nada se conoce que pueda evitar el proceso de modo que se espera que lo impensable ocurra: la materia del cuerpo colapsa hasta convertirse o acercarse al estado de un punto matemático.

En esas condiciones las reglas de la gravedad cambian completamente respecto a las

expuestas en el capítulo de gravitación de la tercera parte. Una descripción más completa de las nuevas reglas, la de la teoría de Einstein de la gravitación o Relatividad General esta por fuera del propósito de este libro y no será discutido aquí.



[<http://einstein.phys.uwm.edu/PartialS3Results/crab.jpg>]

Figura 128. Imágenes del pulsar en el centro de la nebulosa del cangrejo. En los paneles de la derecha se observa una sucesión de imágenes tomadas con unas fracciones de segundo de diferencia y puede apreciarse claramente la aparición y desaparición de una fuente de luz.

Muy brevemente se puede decir que la principal consecuencia del fenómeno es que toda la luz y cualquier otra forma de energía que trata de escapar del objeto colapsado no puede hacerlo. Se dice que en estas condiciones se ha formado un “agujero negro estelar”.

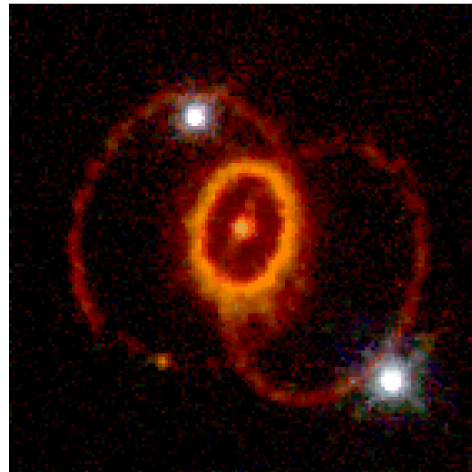
La formación de los agujeros negros ocurre entonces en estrellas con masas relativamente grandes ($M > 25 M_{\text{sol}}$). Por la misma razón, y esto es especialmente cierto para estrellas muchísimo más masivas, la violencia y velocidad de los eventos que rodean la explosión de las supernova respectivas son extremos. Algunos modelos recientes de explosiones de supernova en estrellas supermasivas hablan por ejemplo de la creación de grandes chorros de materia que saldrían proyectados desde el núcleo de la estrella y colimados por poderosos campos magnéticos. Las explosiones estelares en este caso pasan del nivel de supernovas a un nuevo nivel de “hipernovas” y se plantean como la explicación de una buena parte de uno de los objetos astrofísicos más desconocidos: las explosiones de rayos gama.

4.3.3. Cuestionario del Capítulo

Preguntas



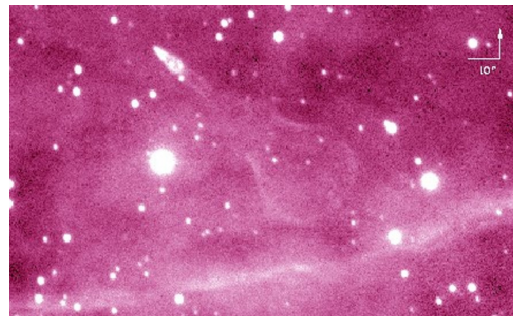
[<http://kipac.stanford.edu/pogolite/collab/CrabNebulaSmall.png>]



[http://arstechnica.com/journals/science.media/Hubble_SN1987A.jpg]



[http://tbn0.google.com/images?q=tbn:GhbgrdDB1cP-uM:http://www.windows.ucar.edu/the_universe/images/vela_b.jpg]



[<http://www.astro.caltech.edu/palomar/exhibits/images/guitar.jpg>]

Figura 129. Una colección de remanentes de supernovas.

1. Si existe aproximadamente una estrella en cada cubo de 1 pc de lado en nuestra galaxia, y se supone que las estrellas de neutrones son formadas por estrellas de tipo espectral A y más calientes, calcule usando los datos de la figura 110 el número de objetos de este tipo que podrían existir en un volumen de 1,000 pc de lado.
2. Explique porqué se producen los flashes de Helio durante la muerte de estrellas livianas.

3. ¿Qué criterio es el que determina el valor de 8 masas solares como el separador entre estrellas livianas y estrellas pesadas?
4. Explique por qué no se produce Hierro en estrellas livianas.
5. Si no se pueden fusionar isótopos más pesados que aquellos con A cerca a 60 (Hierro-56 por ejemplo) como es que puede existir un elemento con el Oro. Explique y discuta.

Consultas

6. Investigar la historia del descubrimiento de los pulsares y las primeras interpretaciones de su posible fuente.
7. Investigar que son las variables cefeidas, cuál es el mecanismo físico involucrado y que tienen que ver con la rama horizontal del diagrama H-R.

- c.** Una cantidad que mide la reflectividad de la estrella **d.** Ninguna de las anteriores
- 3) El número de nucleones de un átomo es :
a. El número de electrones en el átomo **b.** El número de partículas en el núcleo atómico
c. La cantidad de partículas de materia oscura en el átomo **d.** El número de protones en el núcleo
- 4) Que es un gas
a. Colección de partículas esféricas **b.** Configuración especial que toma la materia cuando esta a muy bajas temperaturas.
c. Sistema formado por muchas partículas que interactúan pero que no forman lazos permanentes entre ellos. **d.** Todas las anteriores
- 5) Que productos (principales) arroja la fusión de Hidrógeno en la estrella.
a. Helio, Carbono y Oxígeno. **b.** Oro, Hierro y Plutonio.
c. Enanas blancas y nebulosas planetarias. **d.** Helio, fotones y algunas partículas elementales
- 6) Durante el proceso de evolución de las protoestrellas tienen lugar fenómenos violentos como:
a. Explosiones de supernova **b.** Fase T-Tauri
c. Poderosos vientos estelares **d.** c y b son ciertos
- 7) Tres estrellas A, B y C tienen masas de 5, 10 y 0.5 masas solares. Sobre su evolución podemos decir que:
a. A y B nunca estarán en la secuencia principal **b.** Sólo B se convertirá en una enana blanca
c. La fusión de elementos más pesados que el Carbono tendrá lugar solamente en B **d.** A y C vivirán tiempos más cortos que B
- 8) Una enana blanca es:
a. El núcleo de una estrella liviana que ha muerto **b.** El remanente de una estrella de neutrones.
c. Una estrella que falló en su intento de convertirse en una estrella de la secuencia principal. **d.** Ninguna de las anteriores.
- 9) Tres estrellas A, B y C se observan en el cielo. A es una estrella amarilla de la secuencia principal. B es una estrella luminosa y azul y C es una estrella rojiza aun más luminosa que B. De ellas se puede decir.
a. No se puede decir nada sobre la edad exacta de ninguna **b.** Ciertamente B es la más joven de las tres
c. No todas ellas fusionan Hidrógeno en su núcleo **d.** Todas las anteriores
- 10) Se sabe que las estrellas muy masivas no pueden fusionar el "Hierro" porque:
a. Los núcleos de Hierro tienen más masa que la de cualquier núcleo con un **b.** EL Hierro es el último elemento de la tabla periódica

número atómico menor que él
c. La fusión de 2 núcleos de Hierro produciría un núcleo de menor masa que la de los núcleos iniciales

d. Estas estrellas no tienen masa suficiente para elevar a niveles adecuados la temperatura de sus núcleos

III. Apareamiento (30%)

Una con una flecha el nombre de cada proceso astrofísico con su respectiva descripción.

Fotodesintegración	-	* <i>Proceso en el que una nube se divide en pequeños grumos que terminaran formando estrellas individuales</i>
Fragmentación	-	* <i>Proceso que da lugar a la creación de núcleos súper pesados generalmente en el interior de una explosión de supernova.</i>
Flash del Helio	-	* <i>Proceso en el cuál un núcleo atómico se divide en sus componentes por efecto de la absorción de fotones súper energéticos</i>
Fusión en capa	-	* <i>Reducción del tamaño de una nube o cualquier cuerpo autogravitante por efecto de la ausencia de compensación entre la gravedad y la presión</i>
Colapso gravitacional	-	* <i>Proceso explosivo que se produce cuando en el núcleo de gigantes rojas la fusión se produce en condiciones de degeneración</i>
Captura de neutrones	-	* <i>Enriquecimiento con neutrones del núcleo de una estrella masiva por efecto de la conversión de protones y electrones en estas partículas</i>
Neutronización	-	* <i>Fusión que ocurre cuando un núcleo inerte colapsa y calienta la envoltura externa de gases</i>

Apéndices

Apéndice A. Matemáticas Básicas

1. Escalas angulares, puntos decimales y separadores de mil

$$1 \text{ vuelta} = 360^\circ$$

$$1^\circ = 57 \text{ rad}$$

$$1^\circ = 60 \text{ arcmin}$$

$$1 \text{ arcmin} = 60 \text{ arcsec}$$

$$1 \text{ arcsec} = 1/3600^\circ$$

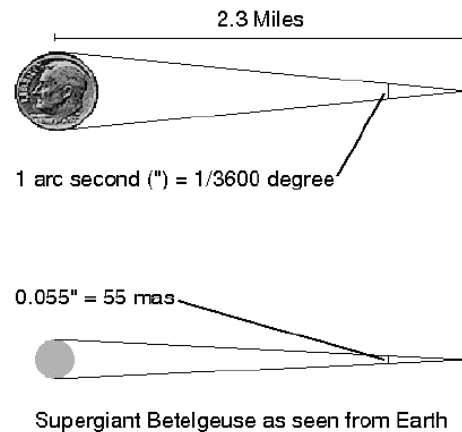


Figura 1A: los submúltiplos más pequeños del grado.

Por convención se usará en este texto la coma (,) para indicar separación entre unidades de mil, el apóstrofo (') para indicar millones, y el punto (.) para indicar la separación decimal. Así por ejemplo el número π se escribe aquí como 3.1415926538. La constante solar es 1,367 W/m² (mil trescientos sesenta y siete), la distancia aproximada de la Tierra al Sol es 150'000,000 km (ciento cincuenta millones de kilómetros), el número aproximado de habitantes del planeta en el 2006 era 6,500'000,000 de habitantes (seis mil quinientos millones).

2. Entendiendo los diagramascartesianos

Una de las herramientas más útiles de las matemáticas en la física son los diagramas cartesianos. Estos diagramas permiten "visualizar" gráficamente la relación posible o real existente entre dos variables. Es importante estar familiarizado con la "lectura" de los diagramas cartesianos (o su elaboración) para aprovechar esta importante herramienta comunicativa en la física, de utilidad también en astrofísica.

Imaginemos que queremos estudiar el peso y la altura de las personas. Tenemos entonces dos variables que pueden o no estar relacionadas entre sí. Para estudiar o

representar esas posibles relaciones hagamos un cuadrado (ver figura 2A). Cada punto en ese cuadrado representará una persona (un par ordenado de peso y altura). La posición del punto depende de que tan grande es el peso y que tan grande la altura. Entre más a la derecha este el punto, más altura tiene la persona y entre más arriba este el punto más pesada es la misma persona. Para indicar esta regla dibujemos sobre el borde inferior y el borde izquierdo dos flechas que indican hacia donde aumenta el peso y la altura respectivamente.

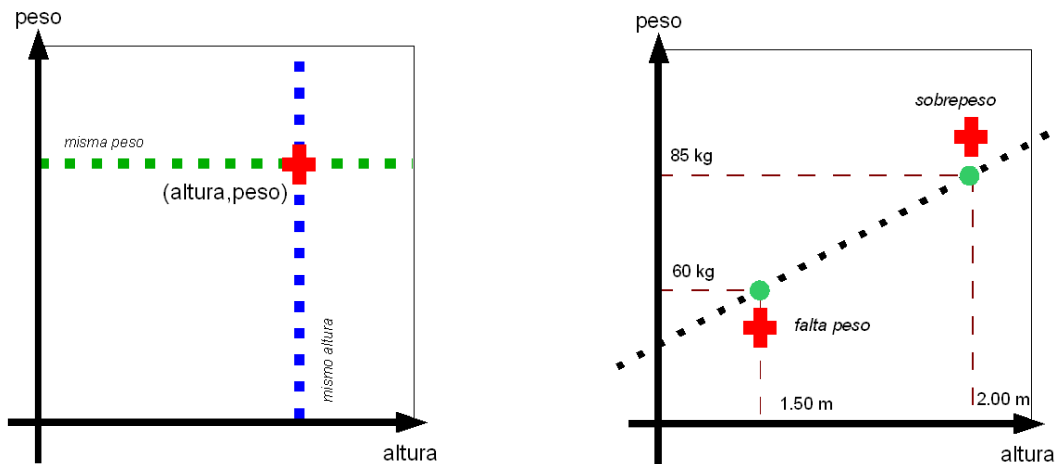


Figura 2A. Izquierda, reglas básicas de construcción de un diagrama cartesiano. Derecha, representación en el diagrama de una relación hipotética entre las variables altura y peso (línea punteada inclinada). Las cruces rojas indican la posición de las características de personas reales.

El punto donde las dos flechas se cortan (esquina inferior izquierda) es el lugar donde estaría una persona sin peso, ni altura (nadie!) Se lo llama el "origen".

Nótese que todos los puntos (personas) que están sobre una línea vertical que pasa por nuestro punto tienen la misma altura. De otro lado todos los puntos que están sobre una línea horizontal que pasa por ese mismo punto tienen el mismo peso.

Así se construye pues un diagrama cartesiano para el peso y la altura.

Una teoría anatómica hipotética dice que el peso de un hombre saludable aumenta más o menos 50 kilogramos por cada metro, siendo el peso natural de un hombre de 1.50 m, 60 kilogramos. ¿Cómo se puede representar eso en el diagrama cartesiano? La relación mencionada la cumplen las personas que están sobre la recta inclinada en la figura 2A. Se dice que el peso y la altura guardan una relación lineal.

Si no nos dieran la información del párrafo anterior (es decir que la masa de la persona sana aumenta 50 kilogramos cada metro) bastaría solo conocer la curva en el plano cartesiano para adivinar esas características. Allí reside el poder comunicativo de los gráficos cartesianos. Otra cosa muy útil que permite hacer el diagrama

anterior es predecir el peso de una persona sana conocida su altura. Para hacerlo basta trazar una línea vertical correspondiente a la altura de la persona y encontrar el punto en el que esa línea se cruza con la recta inclinada. El peso está relacionado con la altura en la que se produce esa intersección. Otra aplicación del diagrama es que permite saber, dado el peso y la altura de una persona real, si esa persona tiene sobrepeso o al contrario le falta respecto al de una persona saludable. Por ejemplo la cruz roja inferior en el diagrama de la figura 2A corresponde a una persona que con la misma altura de la persona del punto verde inferior tiene un peso menor a esta última, es decir falta peso para estar en una situación saludable. Lo contrario ocurre con la persona correspondiente a la cruz roja superior.

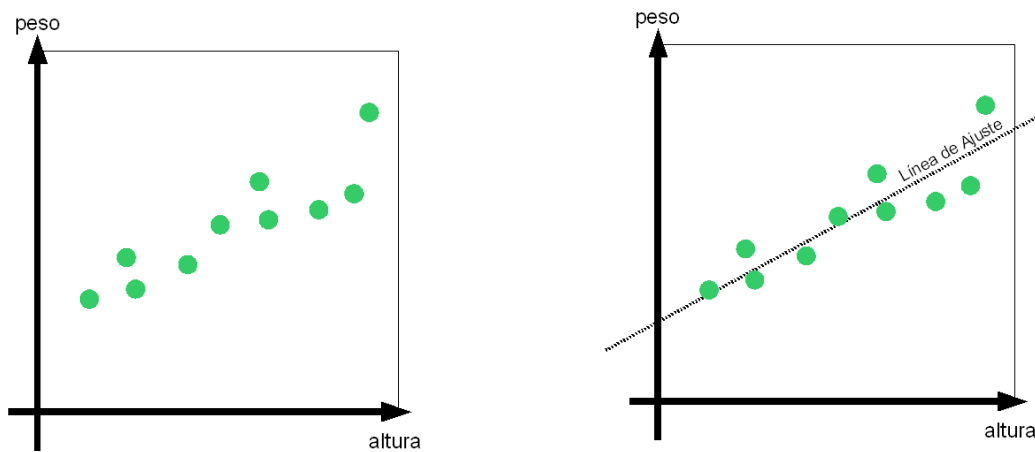


Figura 3A. Izquierda, datos reales en el diagrama cartesiano de altura y peso. Derecha, línea de ajuste para los datos.

Pero una cosa muy distinta es la teoría y otra la realidad. ¿Qué pasa si le consultamos a muchas personas, saludables y a otras no tanto, su verdadera altura y peso y colocamos todos los puntos correspondientes en el diagrama?. Mirando la “nube” de puntos que resultan y que se representan en la figura 3A varias cosas podemos concluir. Primero que los puntos no trazan en el diagrama una línea o una curva bien definida. Parecen más bien estar regados por ahí. Segundo, una cosa sí parece clara y es que parece haber una “correlación” entre el peso y la altura de las personas: entre más altas son, más pesadas en promedio también. Las correlaciones entre variables son una de las observaciones fundamentales para entender la existencia de relaciones profundas entre ellas. Aunque los datos no implican OBLIGATORIAMENTE que hay una relación, sí ofrecen en muchas ocasiones buenas pistas para creer que así es. Pero si hay una relación entre el peso y la altura ¿por qué los puntos aparecen regados sin conexión?. Esta dispersión en los puntos podría ser un indicativo de que en la sociedad hay personas con distintos grados de sobre peso y falta de él, debidos por ejemplo a factores como la alimentación o la genética.

Cuando se supone que hay de fondo una relación entre variables en un diagrama cartesiano, se “traza” en el diagrama la “curva” correspondiente a esa relación que

pasa lo más cerca a casi todos los puntos. Se dice que la curva “ajusta” los datos. En el caso presentado en la figura 3A se hace un ajuste a una relación lineal precisamente porque las teorías anatómicas conocidas apuntan en ese sentido. Una curva de ajuste sirve para dos cosas. La primera, permite adivinar que tan acertada o equivocada es la teoría correspondiente. Si los puntos están todos muy lejos de la curva sugerida por la teoría entonces esa teoría es poco exitosa. La segunda cosa es que permite de “adivinar” cuál será el peso de una persona en la muestra una vez conocida su altura y sin proceder directamente a la medida del primero. A este procedimiento se lo llama interpolación o extrapolación.

3. Notación científica

Las cantidades muy grandes o muy pequeñas pueden ser comunes en astrofísica. Por ello es importante conocer una manera mucho más compacta de representarlas. Normalmente en física, otras ciencias e ingeniería se usa la que se llama “notación científica”. La idea de la notación científica es la de representar cualquier número muy grande o muy pequeño usando el siguiente formato:

$$\textit{mantis}a \times 10^{\textit{exponente}}$$

El número de segundos que hay en un año, por ejemplo, es igual a $365 \times 24 \times 60 \times 60$ segundos = 31'536,000 segundos que en notación científica sería 3.1536×10^7 segundos. La masa de la Luna es 0.0123457 veces la masa de la Tierra. En notación científica sería 1.23457×10^{-2} .

Al contrario, si se conoce el valor de un número en notación científica, expresar el mismo número en notación normal es sencillo. La constante de gravitación Universal es $G = 6.67 \times 10^{-11} \text{ N m}^2/\text{kg}^2$. Es decir aproximadamente 0.000000000667 Nm^2/kg^2

Hacer multiplicaciones y divisiones con números en notación científica es muy sencillo también. En la multiplicación, se multiplican las mantisas y se suman los exponentes. En la división se dividen las mantisas y se restan los exponentes. Por ejemplo, el Universo tiene una edad de 13,700'000,000 de años. Por lo tanto, el número de segundos del Universo es 1.37×10^{10} años $\times 3.1536 \times 10^7$ segundos/año = $(1.37 \times 3.1536) \times 10^{10+7} = 4.3 \times 10^{17}$ segundos.

4. Múltiplos y submúltiplos de 10

Los múltiplos y submúltiplos de 10 son muy utilizados en la física y en la ingeniería. Se incluye a continuación una tabla de los más importantes, los sufijos usados para abreviarlos y sus nombres en español.

Múltiplo/Submúltiplo	Símbolo (nombre)	Denominación
10^{-15}	f (femto)	Una mil billonesima
10^{-12}	p (pico)	Una billonesima
10^{-10}	A (Amstrong)	
10^{-9}	n (nano)	Una mil millonésima
10^{-6}	μ (micro)	Una millonésima
10^{-3}	m (mili)	Una milésima
10^{-2}	c (centi)	Una centésima
10^3	k (kilo)	Mil
10^6	M (Mega)	Millón
10^9	G (Giga)	Mil millones
10^{12}	T (Tera)	Billón
10^{15}	P (Peta)	Mil billones
10^{18}	E (Exa)	Trillón
10^{21}	Z (Zeta)	Mil trillones
10^{24}	Y (Yota)	Cuatrillón

Tabla 1A. Los múltiplos y submúltiplos de 10.

Apéndice B. Elementos de Física

1. Unidades

Todas las cantidades físicas tienen asociado un patrón o unidad. Los patrones, como su nombre lo indica, permiten asignar un número a una cantidad física, a través de la comparación del tamaño de la cantidad con el mismo patrón.

Para indicar cuál es el patrón de una cantidad usamos el nombre de la cantidad entre corchetes. Por ejemplo $[d] = \text{km}$, indica que la distancia d se mide usando como patrón el kilómetro.

Algunos patrones de interés en astrofísica se presentan en la siguiente tabla.

Cantidad Física	Patrón	Observaciones
Energía	Julio (j), ergio (erg)	1 julio es la energía consumida para levantar a una altura de 1 metro un lápiz de aproximadamente 100 gramos.
Potencia, Luminosidad	Julio/Segundo = Vatio (W)	Una exhalación humana consume aproximadamente 1 vatio de potencia.

Material Complementario - Fundamentos de Astrofísica

Cantidad Física	Patrón	Observaciones
Fuerza	kg m / s ² = Newton	1 Newton es la fuerza necesaria para sostener un lápiz.
Carga eléctrica	Coulomb (C)	1 Coulomb de carga es una cantidad enorme de carga eléctrica. Si dos cuerpos se cargarán con 1 C y se colocaran a 1 metro de distancia se repelerían mutuamente con una fuerza de millones de toneladas
Presión	Newton/metro cuadrado = Pascal (Pa) libras/pulgada cuadrada = PSI (<i>pounds per square inch</i>) Atmósferas (atm) Bares (bar)	1 Pa es una presión muy pequeña. Es el equivalente a la presión ejercida sobre una mesa por una hoja de papel "mantequilla" . 1 PSI = 6900 Pa 1 Atm = 101,325 Pa, equivalentes al peso de una columna de aire que se extiende desde el piso al nivel del mar hasta el espacio, y que tiene una sección de 1 metro cuadrado. El peso de ese aire es aproximadamente 100 toneladas métricas. 1 bar = 100,000 Pa \approx 1 atm.
Campo magnético	Gauss (G) Tesla (T)	1 G es un campo magnético bastante normal para nuestros estándares. El campo magnético de la Tierra por ejemplo tiene una intensidad de más o menos 0.5 G. 1 T = 10,000 G

Tabla 2A. Patrones de medida en física de uso común en astrofísica

2. Constantes Físicas

Constante	Símbolo	Valor	Unidades
Constante de Gravitación	G	6.67×10^{-11}	N m ² / kg ²
Constante de Planck	h	6.63×10^{-34}	j s
Velocidad de la luz	c	300000 3×10^8	km/s m/s
Electrón voltio	eV	1.6×10^{-19}	j
Constante de Stefan-Boltzman	σ	5.67×10^{-8}	W / (K ⁴ m ²)
Carga eléctrica elemental	e	5.67×10^{-8}	C
Unidad de masa atómica	uma	931.49 1.66×10^{-27}	MeV/c ² kg
Año luz	a.l.	9.46×10^{12}	km

Tabla 3A. Algunas constantes físicas de interés en Astrofísica.

3. Propiedades de las partículas

Partícula	Masa	Carga	Observación
Electrón (e)	9.11×10^{-31} kg 0.511 MeV/c ²	-e	Componentes más livianas del átomo
Positrón (e ⁺)	Igual	+e	Antipartícula del electrón
Protón (p)	1.673×10^{-27} kg 938.2 MeV/c ²	+e	Una de las partículas que forma el núcleo atómico
Neutrón (n)	1.675×10^{-27} kg 939.6 MeV/c ²	0	Una de las partículas que forma el núcleo atómico
Neutrino (ν)	<1eV	0	Una escurridiza partícula que se produce en los procesos nucleares
Antineutrino ($\bar{\nu}$)	Igual	0	La antipartícula del neutrino

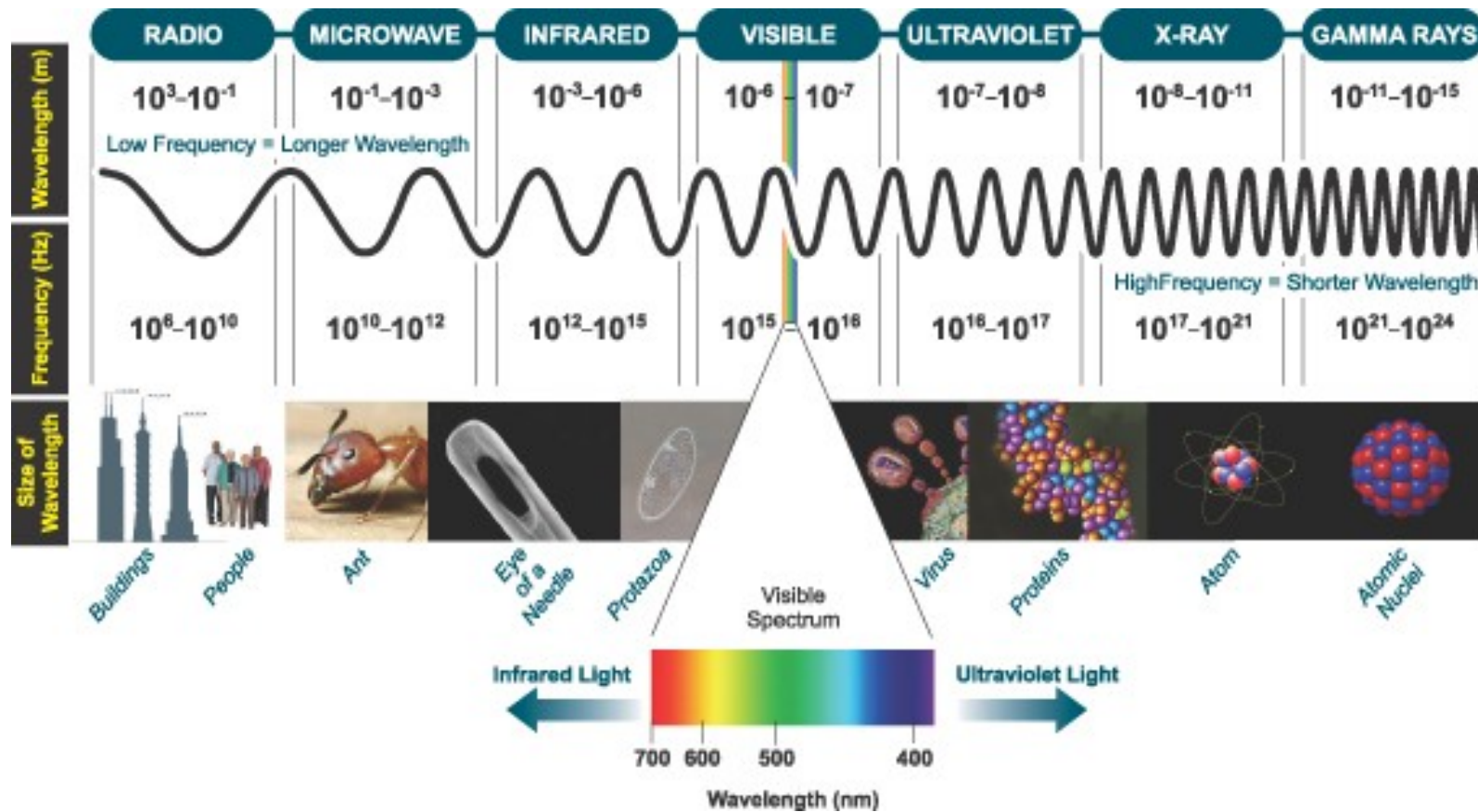
Tabla 4A. Propiedades físicas de algunas partículas subatómicas.

4. Propiedades de algunos cuerpos astrofísicos

Partícula	Masa	Radio
Sol	2×10^{30} kg	796,000 km
Júpiter	1.9×10^{27} kg	69,911 km
Tierra	5.98×10^{24} kg	6,380 km
Luna	7.38×10^{22} kg	1,737 km

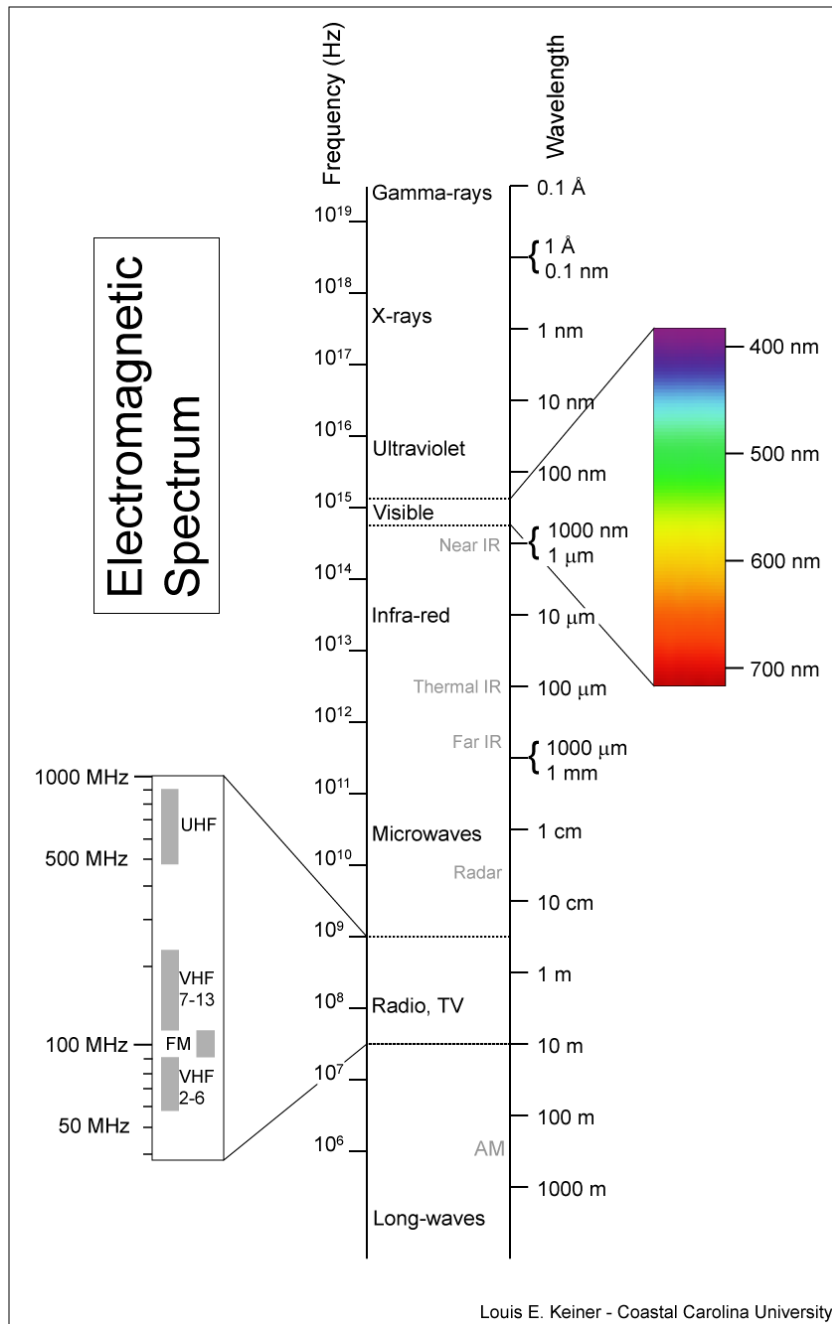
Tabla 5A. Propiedades físicas de algunos cuerpos astrofísicos

5. El Espectro Electromagnético



[http://myNASAdata.larc.nasa.gov/images/EM_Spectrum3-new.jpg]

Figura 4A. El espectro electromagnético y la escala característica de su longitud de onda



[<http://upload.wikimedia.org/wikipedia/en/thumb/8/8a/Electromagnetic-Spectrum.png/350px-Electromagnetic-Spectrum.png>]

Figura 5A. El espectro electromagnético y los rangos de longitud de onda y frecuencia de cada banda.

6. Física de la Luz

La luz es una onda electromagnética, esto es, una perturbación capaz de viajar a través de campos electromagnéticos por grandes distancias transportando información y energía.

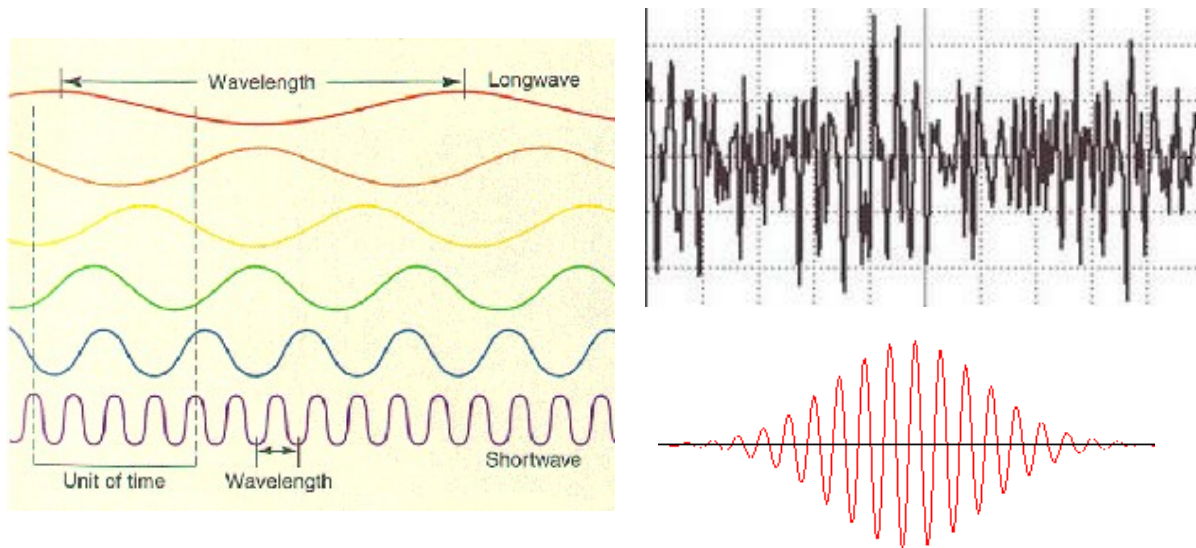


Figura 6A. Tipos de ondas. Izquierda, ondas periódicas. Derecha, ondas no periódicas.

En general se puede decir que existen dos tipos de ondas: ondas sinusoidales periódicas y ondas no sinusoidales. Las ondas sinusoidales periódicas son aquellas producidas por una perturbación que se repite indefinidamente en el tiempo a intervalos regulares y con una frecuencia definida. Por la misma razón una onda periódica se extiende también de forma indefinida en el espacio y en un patrón repetitivo muy característico (ver figura 6A). Toda onda periódica tiene 3 propiedades íntimamente relacionadas: el período, la frecuencia y la longitud de onda. De ellas resaltaremos la longitud de onda denotada con la letra griega lambda ' λ ' y que se define como el espaciado regular entre las crestas o los valles de la onda. A las ondas electromagnéticas periódicas se las llama también "ondas monocromáticas". La razón de este nombre se debe a que una onda de una longitud de onda definida (como la luz de un láser) y que sea perceptible por la retina, presenta también un color puro bien determinado (rojo por ejemplo). Las ondas monocromáticas son realmente una idealización: ninguna fuente de luz puede realmente producir de forma indefinida una perturbación y ninguna onda ocupa un espacio infinito. En la práctica las ondas son más complejas que eso. Más comunes son las que se conocen como ondas no sinusoidales (en general no periódicas.)

Las ondas no periódicas (luz de una lámpara, luz emitida por el Sol, etc.) pueden matemáticamente ser descritas como la suma de muchas ondas monocromáticas

individuales. A este resultado fundamental se lo conoce como “descomposición espectral de Fourier” y esta en la base de la espectroscopia, una de las más importantes técnicas observacionales de la astrofísica.

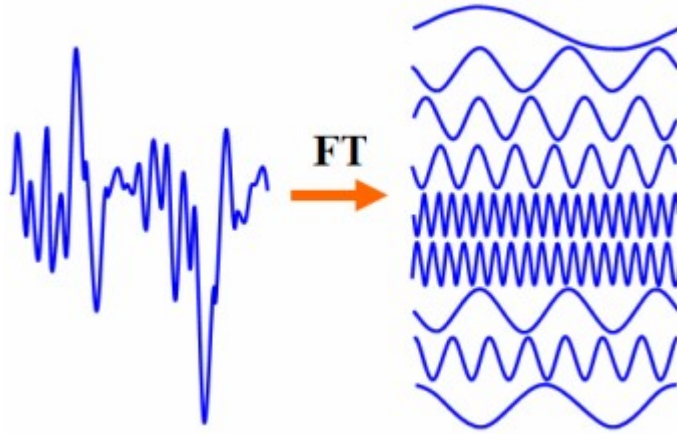


Figura 7A. Ilustración del principio de descomposición espectral. La onda no periódica a la izquierda se descompone (o esta formada por la superposición) del conjunto de ondas periódicas a la derecha. FT significa “Fourier Transform” o Transformada de Fourier que es el nombre que se le da a la operación matemática de encontrar las componentes monocromáticas de una onda compleja.

Una clara demostración de la descomposición de Fourier de una onda compleja se produce cuando se hace pasar la luz blanca del Sol a través de un prisma (ver figura 8A). El resultado de este proceso es que del otro lado del prisma aparecen separadas las “componentes monocromáticas” de la onda.

Se llama espectro de una onda de luz a la descripción de cuáles son las componentes monocromáticas que componen la onda compleja y la intensidad en la que esas ondas se mezclan para producir la onda final. El espectro de una onda se representa frecuentemente en la forma de un diagrama cartesiano con la longitud de onda de las componentes monocromáticas sobre el eje horizontal y la intensidad de la componente en el eje vertical (ver figura 9A).

En muchas situaciones experimentales la luz se comporta como un chorro de partículas conocidas como fotones. En este caso las diferencias entre distintos tipos de luz monocromática se deben a la energía de los fotones que componen este tipo de luz.

La energía de un fotón de luz monocromática con longitud de onda λ es $E = h c / \lambda$, donde h es la constante de Planck (ver tabla 3A). Por ejemplo la luz amarilla, $\lambda = 550$ nm, esta hecha de fotones con $E = 3.6 \times 10^{-19} \text{ j} = 2.3 \text{ eV}$.

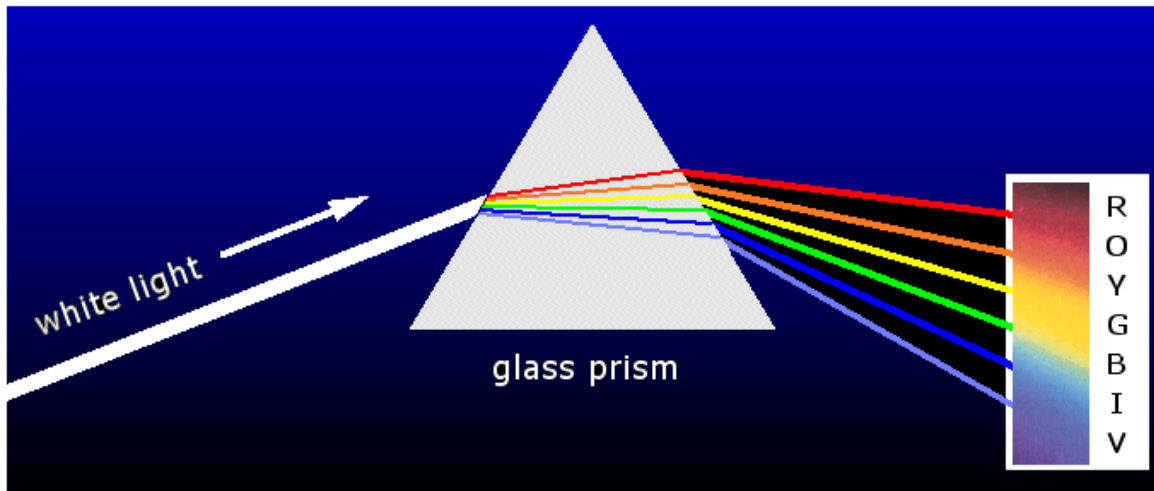


Figura 8A. Descomposición de Fourier de la luz blanca de una fuente producida por un prisma.

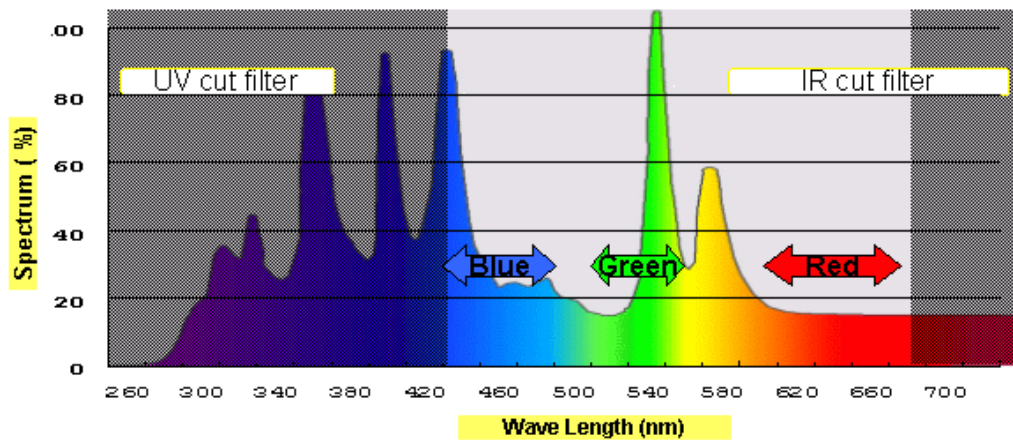


Figura 9A. Representación típica del espectro de una fuente de luz.

7. Calor y luz

El calor es una medida de la energía de agitación de los átomos que forman un cuerpo cuando es transferida por choques a otros cuerpos que se ponen en contacto con él. La energía de agitación de los átomos de un cuerpo se conoce como energía térmica.

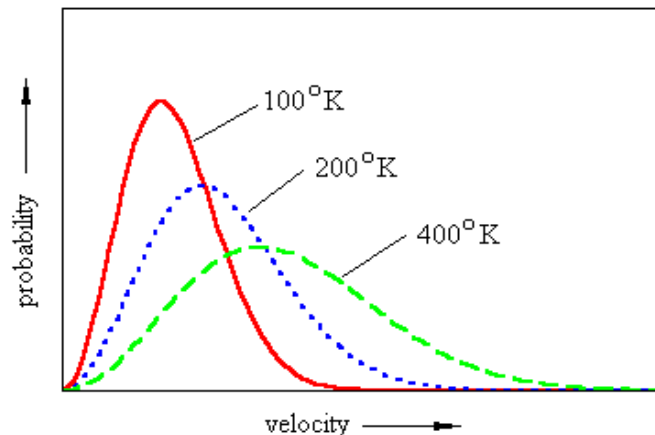


Figura 10A. La distribución de Maxwell-Boltzmann para las velocidades de las partículas en un gas o plasma.

La temperatura es un indicativo directo del grado de agitación de los átomos de un cuerpo (de la energía térmica en él). Entre mayor es la temperatura de una sustancia más agitadas están las partículas de ese cuerpo (mayor es la energía térmica).

La temperatura se mide en 2 tipos de escalas: las escalas relativas, que son definidas usando fenómenos como la congelación del agua o su ebullición. Este es el caso de escalas como la Centígrada (C) o la escala Fahrenheit (F). Existe sin embargo una escala absoluta que no se define a partir de fenómenos que le suceden a ciertas sustancias sino a partir del grado de agitación térmica de las partículas de los cuerpos. Así se define la escala de grados Kelvin en la cuál una temperatura de 0 corresponde al estado en el que no hay ningún tipo de agitación térmica y una temperatura mayor corresponde a un incremento gradual de la agitación. Ningún cuerpo o sustancia puede estar a una temperatura inferior a 0 K (el cero absoluto). La escala centígrada y la absoluta se relacionan así:

$$T(K) = T(C) + 273, \quad T(C) = T(K) - 273$$

El agua en condiciones normales se congela cuando la temperatura es 0 C o bien cuando es 273 K. La menor temperatura posible es 0 K o -273 C.

En un gas la temperatura esta directamente relacionada con la velocidad de las partículas del gas (átomos, moléculas, electrones, etc.) Entre más alta la temperatura mayor es en promedio la velocidad.

No todas las partículas en un gas se mueven sin embargo a la misma velocidad: habrán partículas que se mueven más rápido y otras que se mueven más despacio. Cuando el gas esta en "equilibrio térmico" (todas las partes del gas tienen la misma temperatura) la velocidad de las partículas se distribuye siguiendo la regla que se ilustra en la figura 10A y que se conoce como la distribución de Maxwell-Boltzmann. Habrá una velocidad en la que un gran número de partículas se mueven (pico de la

curva) y pocas partículas se moverán rápido o lento.

La emisión de luz por la materia es casi una consecuencia natural de la naturaleza electromagnética de las fuerzas que la mantienen unidas. En particular la agitación térmica de las partículas de una sustancia es fuente en condiciones específicas de luz cuando los átomos son excitados por las interacciones con otros átomos.

En condiciones de equilibrio térmico y cuando los átomos o partículas que forman una sustancia pueden emitir cualquier tipo de longitud de onda (este es el caso por ejemplo de un sólido o un líquido y de ciertos gases o plasmas) la luz producida por el cuerpo tiene un espectro con propiedades bien definidas (ver figura 11A) Dos básicamente son las propiedades que presenta la luz producida por un cuerpo como este:

- La energía emitida en distintas longitudes de onda por el cuerpo tiene un pico en una longitud específica. Estudios experimentales y teóricos han demostrado que la longitud de onda en la que ocurre ese pico se relaciona con la temperatura del cuerpo a través de la relación:

$$\lambda_{max} = \frac{3mm}{T}$$

A esta relación se la conoce como la ley de Wien.

Ejemplos:

T (Parrilla) = 500 °C = 773 K, $\lambda_{max} = 3.8 \text{ mm}$

(Infrarrojo lejano)

T (Bombillo) = 3,000 °C = 3,273 K, $\lambda_{max} = 890 \text{ nm}$

(Infrarrojo cercano)

T (Rayo) = 10,000 °C = 10,000 K, $\lambda_{max} = 290 \text{ nm}$

(Ultravioleta)

- La cantidad de luz emitida por el cuerpo depende básicamente de dos factores: de su área superficial y de una cantidad que se conoce como la radianza. La radianza es la energía emitida por una unidad de área superficial en una unidad de tiempo. La radianza producida por este tipo de cuerpos depende única y exclusivamente de la temperatura a través de la relación:

$$B = \sigma T^4$$

A esta relación se la conoce como la ley de Stefan y a la constante σ se la llama la constante de Stefan-Boltzman.

A la radiación que tiene estas propiedades se la llama “radiación térmica” o “radiación de un cuerpo negro”, esta última una curiosa denominación que hace referencia al hecho de que la luz de este tipo de cuerpos es solo luz producida por ellos y no esta contaminada por luz que se refleja en su superficie (de allí el denominativo de “negro”

que no necesariamente hace referencia al color real del cuerpo).

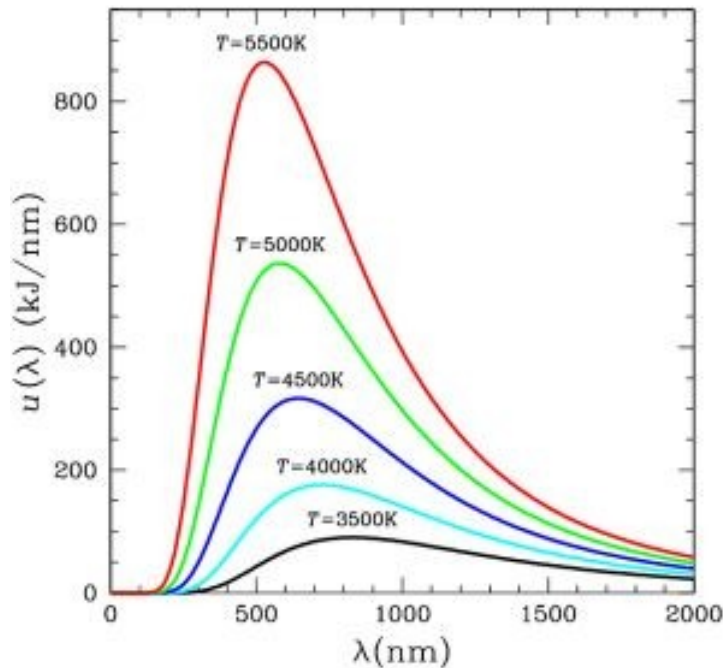


Figura 11A. El espectro de luz producida por un "cuerpo negro".

Muchos cuerpos astrofísicos emiten principalmente radiación térmica, las estrellas y los planetas son los más importantes de ellos.

8. Luz y materia

Algunas de las propiedades más importantes de la luz de interés para la astrofísica vienen determinadas por la materia como ella es producida e interactúa microscópicamente con las partes fundamentales: los átomos y sus partes.

Recordemos que un átomo es un sistema físico formado por un núcleo muy compacto que tiene una carga eléctrica positiva y que contiene además la mayor parte de la masa del átomo. Rodeando al núcleo existe un "avispero" de electrones que se encuentran "revoloteando" alrededor suyo.

La energía de los electrones en el átomo es la variable fundamental que determina su interacción con otros átomos (química) y con la luz. La primera idea importante sobre estas energías es que los electrones solo pueden tener ciertos valores de energía que les son permitidos mientras que todos los demás son prohibidos para ellos. En una muy sencilla analogía se podría decir que la situación de los electrones en el átomo es como la un automóvil de carreras que compite en un circuito donde solo puede moverse a ciertas velocidades y no a otras. A este fenómeno se lo llama la

“cuantización de la energía” y es uno de los extraños fenómenos que predice la moderna “teoría cuántica” (de allí viene fundamentalmente su nombre).

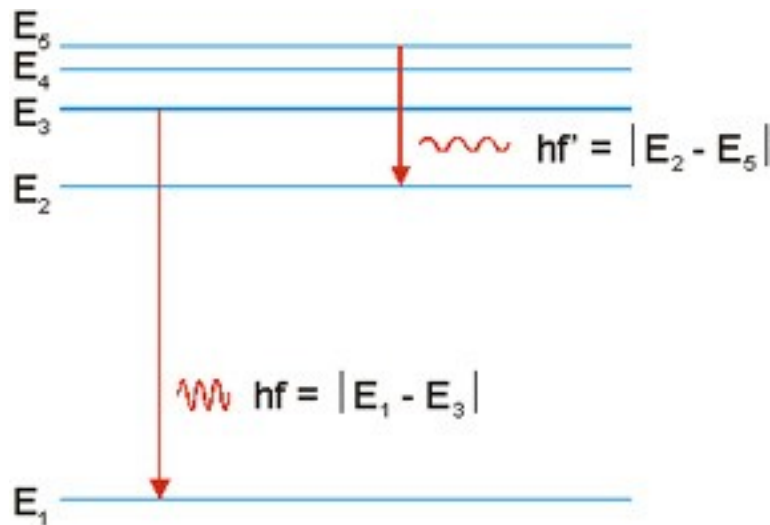


Figura 12A. Ilustración de los niveles de energía de los electrones en un átomo y el mecanismo que produce la emisión de luz por transiciones entre esos niveles.

Las energías posibles de los electrones en el átomo se las denomina “niveles de energía”. Cuando un átomo está “tranquilo” todos los electrones ocupan los niveles de energía más “bajos” (de menor energía). Existe un único nivel de energía que es menor a todos los demás, pero otra regla de la “teoría cuántica” dicta que un mismo nivel solo puede ser ocupado por un único electrón (“principio de exclusión de Pauli”). Por esa razón los electrones en el átomo se ubican en los niveles como las personas en las sillas de un auditorio: las que llegan primero ocupan los asientos más cercanos al escenario y así sucesivamente.

Cuando el átomo recibe energía de un proceso externo (un choque o luz) algunos electrones pueden ascender de nivel de energía. Cuando desaparece el agente externo normalmente los electrones “excitados” vuelven a los niveles más bajos deshaciéndose de la energía que ganaron. Este tipo de procesos son la clave de la absorción y emisión de luz por la materia respectivamente.

Existe algo muy especial sin embargo en la manera como los átomos absorben y emiten energía. Como los niveles de energía tienen unas posiciones muy concretas, la cantidad de energía que pueden absorber o emitir los electrones de un átomo es muy precisa. Es decir un átomo puede absorber esta, aquella o esa otra energía pero no las demás (siempre y cuando los electrones se mantengan unidos al átomo).

La consecuencia directa de ello es que cuando un átomo absorbe luz solo lo hace a través de partículas de luz (fotones) que tengan la energía justa y no de ningún otro. Estando la energía de los fotones directamente relacionada con su longitud de onda ($E = h c / \lambda$) la anterior condición implica que un átomo solo puede absorber ciertas

longitudes de onda y no otras: los átomos tienen preferencias selectas por unos tipos de luz y no por otros. Al contrario, cuando los electrones de un átomo se desexcitan los fotones emitidos solo pueden tener ciertas energías o longitudes de onda. Es decir un átomo solo emite ciertas longitudes de onda.

Estos hechos son fundamentales para entender el color de las sustancias y las características de los espectros de las estrellas y otros sistemas astrofísicos.

Lo que poco se cuenta: *Los inestables estados excitados*

Cuando un electrón es excitado a un estado de mayor energía, el tiempo que dura el electrón en el nuevo estado es extremadamente corto. Tiempos del orden de una cien millonésima de segundo son típicos en muchos átomos. Pero ¿qué hace a los electrones una vez excitados, desexcitarse? La teoría cuántica explica que fotones de luz que existen en el vacío (¡sí!, el vacío no está completamente hueco!) estimulan al electrón a desexcitarse.

Apéndice C. El alfabeto griego

A	α	alfa	N	ν	ni
B	β	beta	Ξ	ξ	xi
Γ	γ	gamma	O	o	ómicron
Δ	δ	delta	Π	π	pi
E	ϵ	épsilon	P	ρ	ro
Z	ζ	dseta	Σ	σ	sigma
H	η	eta	T	τ	tau
Θ	θ	zeta	Υ	υ	ípsilon
I	ι	iota	Φ	ϕ	fi
K	κ	kappa	X	χ	ji
Λ	λ	lambda	Ψ	ψ	psi
M	μ	mi	Ω	ω	omega

Apéndice D. La tabla periódica

		Atomic number																18							
		6												5		6		7		8		9		10	
		C												B		C		N		O		F		Ne	
		12.01												10.81		12.01		14.01		16.00		19.00		20.18	
		Symbol												Al		Si		P		S		Cl		Ar	
		Atomic weight												26.98		28.09		30.97		32.07		35.45		39.95	
1	1																								
	H																								
	1.008																								
2	3	4																							
	Li	Be																							
	6.941	9.012																							
3	11	12	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12													
	Na	Mg											Al	Si	P	S	Cl	Ar							
	22.99	24.31											26.98	28.09	30.97	32.07	35.45	39.95							
4	19	20	21	22	23	24	25	26	27	28	29	30	31	32	33	34	35	36							
	K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr							
	39.10	40.08	44.96	47.88	50.94	52.00	54.94	55.85	58.93	58.69	63.55	65.39	69.72	72.61	74.92	78.96	79.90	83.80							
5	37	38	39	40	41	42	43	44	45	46	47	48	49	50	51	52	53	54							
	Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe							
	85.47	87.62	88.91	91.22	92.91	95.94	98.91	101.1	102.9	106.4	107.9	112.4	114.8	118.7	121.8	127.6	126.9	131.3							
6	55	56	71	72	73	74	75	76	77	78	79	80	81	82	83	84	85	86							
	Cs	Ba	Lu	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn							
	132.9	137.3	175.0	178.5	180.9	183.8	186.2	190.2	192.2	195.1	197.0	200.6	204.4	207.2	209.0	209.0	210.0	222.0							
7	87	88	103	104	105	106	107	108	109	110	111	112	113	114	115	116	117	118							
	Fr	Ra	Lr	Rf	Db	Sg	Bh	Hs	Mt	Uun	Uuu	Uub	Uut	Uuq	Uup	Uuh	Uus	Uuo							
	223.0	226.0	262.1	261.1	262.1	263.1	264.1	265.1	268	269	272	277		289		289		293							
6	57	58	59	60	61	62	63	64	65	66	67	68	69	70											
	La	Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb											
	138.9	140.1	140.9	144.2	146.9	150.4	152.0	157.3	158.9	162.5	164.9	167.3	168.9	173.0											
7	89	90	91	92	93	94	95	96	97	98	99	100	101	102											
	Ac	Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No											
	227.0	232.0	231.0	238.0	237.0	244.1	243.1	247.1	247.1	251.1	252.0	257.1	258.1	259.1											

[<http://www.dayah.com/periodic/Images/periodic%20table.png>]

Figura 13A. La tabla periódica de los elementos químicos

(c)1998
Kremer Paul

Apéndice E. Las estrellas más brillantes

#	Nombre	Designación	m_v	π (")	d (a.l.)	M_v	$B-V$	L (Sol = 1)	Tipo Espectral
1	Sirio	α CMa	-1.44	0.379	8.61	+1.45	0.00	26.1	A1V
2	Canopus	α Car	-0.62	0.010	313	-5.53	+0.15	8.2×10^{-4}	F0I
3	Arcturus	α Boo	-0.05	0.089	36.7	-0.31	+1.23	190	K2III
4	Rigel Kentaurus	α Cen A	-0.01	0.741	4.4	+4.34	+0.71	1.77	G2V
5	Vega	α Lyr	+0.03	0.129	25.3	+0.58	-0.01	61.9	A0V
6	Capella	α Aur	+0.08	0.077	42.2	-0.48	+0.08	180	G8III
7	Rigel	β Ori	+0.18	0.0042	773	-6.69	-0.03	7.0×10^5	B8Ia
8	Procyon	α CMi	+0.4	0.286	11.4	+2.68	+0.43	7.73	F5IV-V
9	Achernar	α Eri	+0.45	0.023	144	-2.77	-0.16	5250	B3IV
10	Betelgeuse	α Ori	+0.45	0.0076	427	-5.14	+1.50	4.1×10^4	M2Iab
11	Hadar	β Cen	+0.61	0.0062	525	-5.42	-0.23	8.6×10^4	B1II
12	Altair	α Aql	+0.76	0.194	16.8	+2.2	+0.22	11.8	A7IV-V
13	Aldebaran	α Tau A	+0.87	0.050	65.1	-0.63	+1.54	370	K5III
14	Spica	α Vir	+0.98	0.012	262	-3.55	-0.24	2.5×10^4	B1V
15	Antares	α Sco A	+1.06	0.0054	604	-5.28	+1.86	3.7×10^4	M1Ib
16	Pollux	α Gem	+1.16	0.097	33.7	+1.09	+0.99	46.6	K0III
17	Fomalhaut	α PsA	+1.17	0.130	25.1	+1.74	+0.14	18.9	A3V
18	Deneb	α Cyg	+1.25	0.0010	3230	-8.73	+0.09	3.2×10^5	A2Ia
19	Mimosa	α Cru	+1.25	0.0092	353	-3.92	-0.24	3.4×10^4	B0.5III
20	Regulus	α Leo A	+1.36	0.042	77.5	-0.52	-0.09	331	B7V

Tabla 6A. Las estrellas más brillantes del cielo.

Enlaces de Interés

Cod	Referencia	Idioma (Ing/Esp)
[1]	Richard A. Lovett, "Sun's Mysterious Waves Found; May Be Solar Wind Source", National Geographic News, December 6, 2007, [http://news.nationalgeographic.com/news/2007/12/071206-sun-wind.htm] <i>Una noticia reciente sobre el posible descubrimiento del origen del viento solar.</i>	Ing
[2]	Ptable.com. "Tabla periódica de los elementos." [http://www.dayah.com/periodic] <i>Una completa tabla periódica en línea. Incluye lista completa de isótopos y otras propiedades de los elementos químicos.</i>	Ing
[3]	Nuclear Science Division, LBNL, "The Berkeley Laboratory Isotopes Project." [http://ie.lbl.gov/education/isotopes.htm] <i>Lista de isótopos y sus propiedades. Incluye información muy completa sobre los isótopos.</i>	Ing
[4]	Math Pack. "Table of Isotopes" [http://www.matpack.de/Info/Nuclear/Nuclids/index.html] <i>Lista de isótopos y sus propiedades. Presenta información más compacta y útil.</i>	Ing
[5]	A. M. Mathai, "Sun", Mc.Hill University Quebec, Canadá. [http://www.columbia.edu/~ah297/unesa/sun] <i>Libro en línea sobre el Sol. Nivel avanzado.</i>	Ing
[6]	AAVSO, American Association of Variable Stars Observers "T Tauri, an interesting neighborhood to live in". [http://www.aavso.org/vstar/vsots/0201.shtml] <i>Un artículo divulgativo pero detallado sobre las estrellas T Tauri.</i>	Ing
[7]	Space Flight Now "Even in heaven, stars can only get so big", Febrero, 2005. [http://www.spaceflightnow.com/news/n0502/05bigstars/] <i>Noticia sobre la medida del límite superior de la masa</i>	Ing