

Albertina Maria Leal Tavares

Concepção de um Manual Escolar destinado ao  
Ensino secundário  
“ A Vida das Estrelas”



Dissertação submetida à Faculdade de Ciências da Universidade do Porto.  
Para obtenção do grau de Mestre em Ensino de Astronomia

Setembro de 1999

À Lígia e ao António Augusto

## Resumo

Desde sempre o espectáculo do céu nocturno intrigou a mente humana. A construção de teorias que expliquem o seu funcionamento é um factor comum a todas as civilizações e a todos os povos. Desde tempos pré-históricos o homem tem tentado explicar o Universo que o rodeia. A procura de respostas às questões que o “céu” nos levanta contribui e contribuiu de um modo particularmente importante para o desenvolvimento da Ciência.

Assim como o estudo de temas ligados à Astronomia, nomeadamente as estrelas, contribui e contribuiu para a desenvolvimento científico da humanidade, também o estudo de temas ligados à Astronomia, nomeadamente das estrelas, contribui para o desenvolvimento intelectual e científico dos jovens. Muitos dos conceitos que os jovens aprendem em Astronomia permitem-lhes a construção de alicerces conceptuais para a aquisição de conhecimentos de outras áreas.

No manual que se anexa, elaborado a pensar nos alunos do Ensino Secundário, pretende-se desvendar alguns segredos das estrelas, estudando as suas propriedades fundamentais, o seu nascimento, a sua vida , evolução e morte. A abordagem pretende ser essencialmente uma introdução ao estudo, tão vasto, das estrelas, de uma forma cientificamente rigorosa, contudo, acessível ao aluno médio do Ensino Secundário.

Seguidamente apresentam-se argumentos que justificam a estrutura escolhida para o manual, os conteúdos nele tratados, bem como a forma de os abordar. Faz-se, também, um possível enquadramento do tema no currículo do Ensino Secundário em Portugal.

## Abstract

The show provided by the firmament at night has always puzzled the human mind. The construction of theories that explain how it works has always been a common factor to all civilisations and to all peoples. Since pre-historic times, Man has tried to explain the Universe. The search for answers to explain the mysteries of the firmament has led and still leads us, in a particularly important way, to the development of Science.

As the study of matters related to Astronomy, namely the study of stars, has contributed, and is still contributing to the scientific development of Mankind, so does the study of matters related to Astronomy, namely the stars, contribute to the intellectual and scientific development of the youngsters. Many concepts learnt by the young in Astronomy

allow them to build the conceptual bases in order to get acquainted with knowledge in different areas.

In the unit we append to, bearing in mind the level of the students of the Secondary School, we try to uncover some secrets of the stars, by studying their main features, their birth, their life, their evolution and their death. This approach intends, essentially, to be an introduction to the vast study of stars in a strict scientific way, being, at the same time, of easy access to an average Secondary School student.

Next, we present some reasons that led us to choose the structure of this unit, its specific contents, as well as the way they are presented. This unit was designed following strictly the official syllabus of High School teaching in Portugal.

## Résumé

L'homme est depuis toujours fasciné pour le spectacle qu'offre le ciel, la nuit. L'élaboration des théories qui en expliquent le fonctionnement est un facteur commun à tous les peuples et civilisations. Depuis la Préhistoire, l'homme tente de trouver des explications sur l'univers qui l'entoure. Le Ciel le fait s'interroger, et si la quête de réponses à ces interrogations a contribué de façon particulièrement importante au développement de la Science, elle y contribue toujours.

De même que l'étude des thèmes liés à l'Astronomie, soit aux étoiles, a participé et participe encore à la recherche scientifique en général, elle contribue également au développement intellectuel et scientifique des jeunes. De nombreux concepts appris grâce à l'Astronomie permettent aux jeunes d'acquérir les bases de connaissances applicables à d'autres domaines.

Le manuel ci-joint a été élaboré pour les élèves de l'Enseignement Secondaire et prétend faire la lumière sur certains des secrets des étoiles : leurs propriétés fondamentales, leurs naissance, vie, évolution et mort y sont étudiées. Cette approche est, avant tout, une introduction à l'étude stellaire, si vaste, et est exposée de façon scientifiquement rigoureuse, mais cependant accessible à l'élève moyen de l'Enseignement Secondaire.

Des arguments suivent qui justifient le fond et la forme choisis pour structurer cet ouvrage, dans lequel le thème principal est également présenté comme une matière pouvant faire partie du programme de l'Enseignement Secondaire au Portugal.

## Índice

1 – Introdução.....	6
2 – Estrutura.....	7
3 – Objectivos.....	12
3.1. Objectivos Gerais.....	12
3.2. Objectivos Específicos.....	14
4 – Articulações.....	17
4.1. Com outros Temas de Astronomia.....	17
4.2. Com Temas de outras Disciplinas.....	17
5 – Conclusão.....	19
Bibliografia.....	20

## 1. Introdução

Desde tempos imemoriais que o firmamento tem intrigado os habitantes humanos da Terra. A beleza do ocaso e do nascer do Sol, as fases da Lua e a silenciosa procissão das estrelas através da Cúpula negra do Céu, há muito que nos encanta e nos faz pensar. O espectáculo celeste inspirou pintores, músicos e poetas; o quebra cabeças intrigou filósofos e cientistas. Qual será o seu significado? Por que existe, e de que maneira se formou?

Antes da Revolução Industrial, as pessoas estavam muito mais familiarizadas com o céu do que nos tempos actuais. Conheciam as estrelas, fixas em padrões (as constelações), que cá em baixo eram relacionadas com objectos ou personagens de lendas e mitos, a regularidade do seu movimento pelos céus e como é que este se relacionava com as estações. Usavam os seus conhecimentos para planear as sementeiras e para se orientarem nos mares.

Actualmente poucas pessoas têm a oportunidade de observar o espectáculo maravilhoso do céu numa noite escura longe das luzes da cidade, cenário que inspira poetas, músicos e artistas. Desta forma, a maior parte das pessoas não está muito familiarizada com as estrelas. Contudo, as estrelas continuam a fascinar-nos. O uso de telescópios, fotografia, computadores, naves espaciais, revela-nos o universo que nos rodeia com um detalhe nunca antes conseguido e o seu estudo torna-se cada vez mais estimulante. A ciência trouxe-nos de novo o céu – não o mesmo céu – mas um céu mais rico, mais variado, que só com o olho humano não seria possível imaginar.

Encontrar o nosso lugar no cenário cósmico, e como chegámos até aqui, é um desafio do passado, do presente e do futuro. O esforço da ciência em perceber o Universo é um dos imperativos do Homem, e o seu sucesso é uma vitória da curiosidade, do engenho, da inteligência e da persistência do ser humano.

É importante que as pessoas estejam informadas sobre o espaço e o tempo em que vivem; para isso, é essencial que sejam familiarizadas com os aspectos científicos do Universo e saibam alguma coisa sobre a sua origem e estrutura.

Este trabalho tem como objectivo a elaboração de um capítulo, para um manual do Ensino Secundário, sobre “Estrelas”, dando, assim, hipótese aos alunos de iniciarem o estudo de um tema fascinante, estimulando a sua curiosidade natural e espírito de aventura. O tema vai de encontro ao gosto da maioria dos jovens, dando-lhes a oportunidade de estudar com prazer, de descobrir o mundo que os rodeia, que os fascina, que os intriga, como aconteceu e acontece, com os cientistas contemporâneos e de outros tempos. Têm também a oportunidade,

com este tema, de se aperceberem das aplicações práticas de alguns dos conceitos estudados noutras ciências, nomeadamente na Matemática e na Química.

Tentou-se através de uma linguagem simples e acessível aos alunos, mantendo, contudo, um nível de exigência que os faça reflectir e abordar os aspectos mais importantes da Vida de uma Estrela.

## **2. Estrutura**

A grande variedade e complexidade dos aspectos relacionadas com a vida das estrelas tornou a selecção dos conteúdos a abordar, neste trabalho, uma tarefa bastante complexa. Daí que, vários factores como: pré-requisitos dos alunos, o seu nível etário, a complexidade dos processos envolvidos nas várias fases da vida de uma estrela tenham sido levados em conta, bem como a necessidade de recorrer a conceitos de outras ciências. Desta forma, tentou-se que a sequência dos temas abordados possibilitasse aos alunos apreender os conceitos tratados, não sendo necessário um conhecimento profundo de outras ciências.

A estrutura adoptada para o trabalho é a seguinte:

Índice

Introdução

1 – Propriedades Fundamentais das Estrelas

1.1 – Distância

1.2 – Luminosidade

1.3 – Temperatura

1.4 – Classificação espectral

1.5 – Tamanho

1.6 – Diagrama H-R

1.7 – Relação Massa – Luminosidade

## 2 – Nascimento das Estrelas

### 2.1 – Nuvem Molecular Gigante

### 2.2 – Proto-estrela

### 2.3 – Formação do Sistema Solar

## 3 – Vida das Estrelas

### 3.1 – Evolução estelar

### 3.2 – Importância da massa

### 3.3 – Tempo de Vida de uma Estrela

### 3.4 – Química das Estrelas

#### 3.4.1 – Energia nuclear

#### 3.4.1 – Fusão do hidrogénio

#### 3.4.2 – Fusão do hélio

#### 3.4.3 – Outras reacções

## 4 – Evolução de Estrelas com 1 massa solar

### 4.1 – Evolução na Sequência Principal

### 4.2 – Gigante Vermelha

### 4.3 – Ramo Horizontal

### 4.4 – Ramo Assimptótico das Gigantes

### 4.5 – Nebulosa Planetária

### 4.6 – Anã Branca

## 5 – Evolução de Estrelas Massivas

### 5.1 – Evolução na Sequência Principal

### 5.2 – Supergigantes

### 5.3 – Supernova

### 5.4 – Estrela de Neutrões

### 5.5 – Buraco Negro

## ACTIVIDADES

## GLOSSÁRIO

No início do capítulo, para facilitar a consulta, inclui-se um índice geral. Neste, consta o plano do capítulo, apresentando os diferentes temas tratados e a localização da página em que cada um começa,

O texto de introdução pretende estimular a curiosidade do aluno para o estudo do tema.

No primeiro capítulo é feita uma abordagem aos aspectos mais importantes ligados a uma estrela. Na determinação da distância foi só estudado o método da paralaxe, pois os alunos já possuem conhecimentos de trigonometria que lhes permitem entender o funcionamento do método. Analisa-se, também, o alcance do mesmo método, e refere-se a existência de outros métodos mais complicados que permitem a determinação da distância das estrelas.

Quando se abordou a luminosidade de uma estrela, não foi introduzido o conceito de grandeza da mesma para evitar as confusões habituais provocadas por esse conceito, apesar deste ser de uso corrente em astronomia. Foi, no entanto, possível elaborar todo o trabalho sem a ele recorrer, deixando a sua introdução para um tema mais ligado às observações.

Teve-se o cuidado de associar características observáveis às propriedades que delas se podem tirar a respeito da estrutura da estrela, como por exemplo, a cor que nos indica a temperatura efectiva. Como toda a informação que conseguimos obter de uma estrela é obtida a partir da análise da radiação que nos chega desta, foi estudada com bastante detalhe, apesar de uma forma simples, a análise espectral, numa tentativa de mostrar como é que os astrónomos chegam a tantas e tão complexas conclusões, analisando, pura e simplesmente, a radiação que conseguem obter de uma estrela.

Ainda neste primeiro capítulo foi introduzido o diagrama Hertzsprung-Russell, (H-R), ferramenta fundamental para o estudo da vida das estrelas. Foram introduzidas, também, as propriedades fundamentais de uma estrela de forma a possibilitar ao aluno conhecimentos que lhe permitam compreender os vários passos da Vida de uma Estrela.

No final do primeiro capítulo, assim como nos restantes, é apresentada uma lista de objectivos que o aluno deve atingir.

Nos capítulos seguintes estuda-se a evolução estelar, iniciando-se no segundo capítulo, o Nascimento das Estrelas. O estudo é feito de uma forma genérica, não se diferenciando os casos da formação de estrelas de grande e pequena massa. Pretende-se, unicamente, que o aluno fique com uma ideia de quais são os processos fundamentais que levam ao nascimento de uma Estrela. Faz-se, também, uma breve análise da formação do Sistema Solar. É importante que os alunos se apercebam que ao estudarmos a evolução estelar estamos também

a estudar a nossa vida e a nossa história.

O terceiro capítulo estuda a vida de uma estrela “adulta”, quando esta se encontra na Sequência Principal. Através do conhecimento que os alunos têm sobre as várias fases da vida de uma pessoa, tenta-se criar analogias entre a vida dos seres humanos e a vidas das estrelas. A necessidade de um grande poder de abstracção para entender a vida das estrelas, pode dificultar a compreensão dos alunos. Atendendo ao seu nível etário e ao facto de nem todos terem esse poder de abstracção convenientemente desenvolvido, foram utilizadas, sempre que possível, comparações com situações do dia a dia de forma a facilitarem a apreensão dos conteúdos ministrados.

Ainda no terceiro capítulo faz-se um estudo das reacções de fusão que ocorrem nos núcleos das estrelas. O aluno, neste capítulo, vai ter de recorrer a conceitos estudados na disciplina de Química. Pensamos ser um momento excelente para que se aperceba da interdisciplinaridade que existe nas várias ciências, estudando, simultaneamente, a principal fonte de energia das estrelas.

No quarto capítulo estuda-se a evolução de uma estrela com uma massa solar. São analisadas as várias fases dessa evolução. Apresentam-se esquemas exemplificativos da estrutura da estrela nas diferentes fases, pretendendo-se que, com a análise das figuras, os alunos fiquem, de imediato, com uma ideia dessas várias fases e com curiosidade para adquirir mais informação através da leitura do texto.

O último capítulo trata a evolução de estrelas massivas. Introduce-se o termo “massivas” para designar estrelas de grande massa, uma vez que, o termo “maciças”, muitas vezes utilizado para designar as estrelas de grande massa, não nos parece adequado. Pensamos, pois, que maciço significa “muito denso” e não propriamente “muita massa”. A estrutura deste capítulo é muito semelhante à do anterior, já que o estudo da evolução das estrelas de grande massa é análogo ao estudo da evolução de estrelas de pequena massa. Aquando do estudo dos buracos negros, com uma “história” semelhante à das de ficção científica, tenta-se explicar, de uma forma simples e divertida, uma das estruturas mais complexas do Universo.

A avaliação dos conhecimentos adquiridos é um dos passos importantes da aprendizagem, possibilitando ao aluno tomar consciência dos conceitos apreendidos, bem como das suas lacunas, de forma a construir o seu conhecimento. Sendo a resolução de exercícios um modo privilegiado de avaliar conhecimentos, inclui-se, no manual, um capítulo de exercícios e actividades.

Os exercícios e as actividades propostas estão organizados por capítulos, com a

mesma numeração do capítulo teórico correspondente. Esta estrutura permite uma fácil relação entre a teoria e a prática. Pretende-se, com os exercícios, verificar se o aluno reteve e compreendeu os conteúdos ministrados e se tem capacidades para utilizar as noções aprendidas, bem como relacionar os conhecimentos adquiridos.

As actividades propostas contêm os seguintes itens: objetivos, lista de materiais necessários para a realização da experiência, a sequência dos vários passos da mesma, um enunciado dos resultados esperados e a explicação desses resultados.

O objectivo introdutório de cada actividade dará ao aluno uma indicação do conceito científico que irá ser focado. Este objectivo é suficientemente elucidativo sem, contudo, revelar os resultados que se pretendem atingir.

Todos os materiais necessários à realização da actividade proposta são facilmente acessíveis (à excepção da actividade do capítulo 4). É fornecida uma lista dos materiais a utilizar no início de cada experiência, os quais qualquer aluno poderá possuir em sua casa.

Nos procedimentos encontram-se instruções explícitas para a execução da actividade pretendida.

Para cada actividade, os resultados esperados são descritos de modo não só a orientar o aluno, mas também a servir de apoio e estímulo para que a experiência se realize correctamente. Grande parte das actividades inclui uma secção intitulada “Porquê”, na qual se dá, em termos acessíveis, a explicação dos resultados.

Espera-se, com estas actividades, motivar os alunos estimulando-os a prosseguir a busca de um conhecimento mais profundo.

Inclui-se, na parte final do manual, um glossário, onde se apresenta o significado dos termos, conceitos ou expressões, novos ou de maior complexidade, que aparecem ao longo do texto. A consulta deste glossário possibilitará ao aluno, de uma forma rápida, aprender ou rever conceitos e termos que não conheça, à medida que lê o manual. Em alguns termos faz-se referência ao capítulo onde eles são tratados com mais detalhe.

As ilustrações incluídas: figuras, esquemas, desenhos, além do seu aspecto atractivo, constituem um meio de tornar determinados conceitos mais claros, facilitando, assim, a compreensão dos conteúdos. Cada ilustração é complementada com uma legenda que a ajuda a compreender.

### 3. Objectivos

#### 3.1. Objectivos gerais

Um dos passos da realização deste trabalho consistiu na análise da pertinência e do interesse da introdução deste tema no currículo do Ensino Secundário. Para isso, foi feita uma análise dos objectivos gerais, quer do Ensino Básico, quer do Ensino Secundário em Portugal. Através desta análise apercebemo-nos que o estudo das “Estrelas” vai de encontro a um grande número desses objectivos, tais como:

- Expressar-se em Língua Portuguesa, oralmente ou por escrito, com clareza e correcção, de acordo com as finalidades e situações comunicativas diversificadas.
- Identificar ideias e apreender intenções contidas em diferentes tipos de discurso, oral e escrito, em Língua Portuguesa, em áreas científicas.
- Identificar e utilizar, com rigor, vocabulário específico, no contexto do discurso próprio das diferentes áreas do saber.
- Utilizar técnicas de comunicação verbal... (descrição, relatório, apreciação crítica...).
- Interpretar mensagens em diferentes códigos de linguagem simbólica e gráfica (expressões matemáticas, fórmulas, tabelas, gráficos, diagramas, esquemas, esboços, ...) e representar factos, relações e processos, mediante a utilização adequada desses códigos.
- Seleccionar e consultar documentos de natureza diversa (dicionários, enciclopédias, gramáticas, atlas, colecções documentais, protocolos, estatísticas, instruções, registos audiovisuais, dados informáticos...), de modo a recolher informação necessária para a concretização de projectos de trabalho.
- Produzir, em função dos contextos, diferentes tipos de registos (esquemas, notas, relatos informativos, registo de experiências,...) como processo de auto-aprendizagem, de regulação das actividades e de organização do pensamento.
- Utilizar técnicas de pesquisa e tratamento da informação específica das diferentes disciplinas servindo-se, com oportunidade e eficácia, de recursos audiovisuais e informáticos disponíveis.
- Inferir regras, propriedades e relações gerais, a partir da análise de factos e situações.
- Dominar processos e técnicas de cálculo, utilizando-os na resolução de questões colocadas em diferentes contextos.
- Justificar conclusões e juízos mediante a argumentação lógica e com recurso a razões teóricas, a resultados experimentais e a factos ou documentos comprovativos.

- Interpretar situações novas, através da análise das suas componentes e do estabelecimento de relações, integrando oportunamente experiências e conhecimentos adquiridos.
- Aplicar conceitos, generalizações, teorias e modelos, na explicação e exploração de situações, fenómenos e processos relativos a diferentes domínios da realidade.
- Planear e realizar actividades experimentais, ou de pesquisa, utilizando as técnicas e os processos apropriados, mobilizando os conteúdos teóricos necessários à formulação de hipóteses explicativas, ao desenvolvimento de procedimentos explicativos e ao desenvolvimento de procedimentos de verificação, que integrem a previsão e a análise crítica dos resultados.
- Revelar capacidade de adaptação a situações novas em contextos diversificados, evidenciando autonomia e esforço.
- Manifestar curiosidade e desejo de saber, empenhando-se no aprofundamento dos seus conhecimentos e na descoberta de novas áreas e experiências.
- Valorizar os contributos do desenvolvimento científico e tecnológico para o progresso histórico das sociedades, analisando criticamente as implicações desse desenvolvimento na sociedade actual.
- Assumir as suas responsabilidades nas tarefas requeridas pelo trabalho de grupo, manifestando atitudes de compreensão e cooperação, integrando diferentes contributos (as iniciativas próprias e dos outros), superando inibições, preconceitos e conflitos.

A introdução de temas de astronomia num programa de ciências, está completamente enquadrado no espírito dos objectivos gerais do ensino em Portugal, atendendo ao facto de que a Astronomia é um dos temas científicos que mais interesse desperta nos jovens (e não só). Dada a riqueza de conexões entre esta ciência e as restantes, a necessidade de fomentar o gosto pelo estudo, pelo espírito de investigação, pelo prazer de aprender, a necessidade de que os alunos estejam auto-motivados, seria de todo vantajoso a inclusão de temas de Astronomia nos currículos

Com este trabalho pretende-se propor uma possível abordagem ao tema “Estrelas”, tendo em vista a sua inclusão numa disciplina de Ciências do Ensino Secundário. Seguidamente apresenta-se uma lista dos objectivos específicos para este tema.

## 3.2. Objectivos Específicos

Pretende-se que no final de cada capítulo deste tema, o aluno seja capaz de:

### 1. Propriedades Fundamentais das Estrelas

- Compreender o conceito de paralaxe.
- Utilizar o conceito de paralaxe para determinar distâncias .
- Compreender o conceito de paralaxe anual de uma estrela.
- Utilizar o conceito de paralaxe anual na determinação da distância de uma estrela.
- Explicar a diferença entre fluxo e luminosidade.
- Relacionar o fluxo, a luminosidade e a distância.
- Enunciar e aplicar a lei do inverso do quadrado da distância para a luz.
- Relacionar a cor de uma estrela com a sua temperatura à superfície (temperatura efectiva).
- Identificar, descrever e interpretar os três tipos de espectros: de emissão, de absorção e contínuo.
- Explicar por que razão o espectro de absorção ou emissão nos indica qual o elemento químico que o produziu.
- Explicar como é possível determinar a composição química e temperatura da superfície de uma estrela, através da análise do seu espectro.
- Explicar a razão da divisão das estrelas em classes espectrais e relacionar esta divisão com a temperatura efectiva da estrela.
- Estabelecer a relação entre a luminosidade, temperatura efectiva e tamanho de uma estrela, assumindo que esta radia como um corpo negro.
- Esboçar um diagrama H-R indicando a posição da Sequência Principal, das Gigantes, Supergigantes e Anãs.
- Relacionar a massa e a luminosidade de uma estrela da Sequência Principal.

## 2. Nascimento das Estrelas

- Identificar as características básicas de uma nuvem molecular.
- Descrever as ideias fundamentais do processo de contracção gravitacional de uma nuvem.
- Descrever o processo de formação de uma estrela.
- Identificar as diferentes fases de formação do Sistema Solar.
- Esboçar o cenário, de acordo com a teoria actualmente aceite, da formação do Sistema Solar.
- Identificar os factores que suportam o cenário teórico da formação do Sistema Solar.

## 3. Vida das Estrelas

- Justificar a evolução das estrelas.
- Mostrar como é que o diagrama H-R de muitas estrelas fornece pistas sobre a evolução de uma estrela.
- Reconhecer a importância da massa na vida de uma estrela.
- Descrever o equilíbrio de forças numa estrela da Sequência Principal.
- Identificar qual a fonte de energia que mantém estável a estrutura de uma estrela da sequência principal.
- Reconhecer as transformações mais importantes que ocorrem no núcleo de uma estrela da Sequência Principal.
- Identificar os intervenientes nas reacções de fusão do hidrogénio.
- Identificar as condições que levam à fusão do hidrogénio.
- Compreender as cadeias próton-próton (cadeias PP).
- Compreender o ciclo CNO.
- Reconhecer as semelhanças/diferenças entre cadeias PP e ciclo CNO.
- Identificar em que tipo de estrelas predominam as cadeias PP ou o ciclo CNO.
- Identificar as condições necessárias para que ocorra a fusão do Hélio.
- Compreender as reacções três-alfa.
- Conhecer outras reacções de fusão que libertam energia.
- Associar as reacções de fusão do núcleo à síntese de elementos químicos.

#### **4. Evolução de Estrelas com 1 Massa Solar**

- Conhecer as várias fases da vida de uma estrela com 1 massa solar.
- Descrever a estrutura de uma estrela na Sequência Principal, na fase de Gigante, no ramo horizontal e no ramo assintótico das Gigantes.
- Reconhecer o aspecto de uma nebulosa planetária e descrever a sua estrutura.
- Descrever a estrutura de uma Anã Branca.
- Relatar de uma forma simples a vida de uma estrela com 1 massa solar.
- Localizar, num diagrama H-R, as diferentes fases da evolução de uma estrela com 1 massa solar.
- Esboçar um diagrama H-R, indicando o trajecto evolutivo de uma estrela com 1 massa solar.

#### **5. Evolução de Estrelas Massivas.**

- Reconhecer as principais diferenças entre a evolução de uma estrela massiva e de uma estrela com 1 massa solar.
- Descrever a estrutura de uma supergigante.
- Identificar o processo que leva à explosão de uma super nova tipo I.
- Conhecer a existência de dois tipos de supernovas.
- Descrever a estrutura de uma estrela de neutrões.
- Descrever um buraco negro, atendendo à velocidade de escape e à velocidade da luz.
- Relatar o que acontece a um observador em queda num buraco negro: do ponto de vista do observador que está a cair e do ponto de vista de um observador exterior.
- Relatar de uma forma simples a vida de uma estrela de grande massa.
- Localizar, num diagrama H-R, as diferentes fases da evolução de uma estrela de grande massa.
- Identificar a importância da explosão de uma supernova na síntese de elementos químicos.

## **4. Articulações**

### **4.1. Com Outros Temas de Astronomia**

A inclusão deste tema no Ensino Secundário deve ser acompanhada de outros temas de Astronomia, dando oportunidade aos jovens de compreenderem melhor o Universo que os rodeia. Por outro lado, os temas abordados neste capítulo sobre estrelas, serão mais bem compreendidos se o aluno já tiver alguns conhecimentos de Astronomia.

Seria conveniente que os alunos já tivessem estudado o “Sol”, uma vez que, o conhecimento da estrutura, da composição, do modo de funcionamento do Sol, os ajudará a perceber as outras estrelas que lhe são semelhantes.

O estudo prévio de um tema sobre observação do céu, fornece aos alunos formas de reconhecer, no céu, as estrelas mais importantes e agrupá-las em constelações, bem como o conhecimento dos instrumentos e técnicas de observação e prática na sua utilização. Torna, ainda, os temas tratados no capítulo de estrelas menos abstractos e mais estimulantes, na medida em que, o aluno terá a noção que as estrelas que está a estudar não são objectos teóricos, mas objectos reais que ele já conhece, alguns dos quais já observou, e tem uma ideia de como um Astrónomo obtém as informações sobre as estrelas tão distantes.

### **4.2. Com Temas de Outras Disciplinas**

A riqueza de ligações dos temas de Astronomia com as outras ciências faz do estudo destes uma oportunidade ímpar de mostrar aos alunos a interdisciplinaridade entre as várias ciências, colmatando um dos problemas dos alunos, que se traduz na dificuldade que têm em relacionar os conhecimentos adquiridos nas diferentes disciplinas.

Com o estudo de um capítulo sobre estrelas será possível, e de grande importância, propor aos alunos projectos que envolvam várias disciplinas. São, de seguida, apresentados alguns exemplos:

- A propósito do estudo da paralaxe, propor um trabalho de investigação sobre a importância da trigonometria na determinação de distâncias em Astronomia, aplicando conhecimentos adquiridos na disciplina de Matemática nos 9º e 11º anos.

- O estudo dos espectros das estrelas pode ser integrado num “trabalho individual ou em grupo (escrito ou oral), sobre aspectos relativos à produção, detecção e aplicação das radiações componentes do espectro electromagnético”, como é sugerido no programa do 12º ano da disciplina de Física, no capítulo de “Ondas Electromagnéticas”.
- O estudo das reacções de fusão que ocorrem no núcleo de uma estrela, é uma boa ocasião para propor ao aluno a realização de um trabalho de revisão dos conceitos básicos da estrutura atómica que têm vindo a estudar desde o 8º ano na disciplina de Ciências Físico-Químicas.

Atendendo ao actual currículo do ensino Secundário em Portugal, a inclusão deste tema deveria ser feita, após os alunos terem estudado na disciplina de Ciências Físico-Químicas a unidade das Ondas, onde são tratados os temas: “Ondas e Suas Propriedades”, “A Luz e Fenómenos Associados” e a unidade “Investigando a Estrutura dos Átomos”. Estas unidades fazem parte do currículo do 11º ano, sendo, portanto, conveniente introduzir o tema sobre estrelas na parte final do currículo do 11º ano, por exemplo, na disciplina de Ciências da Terra e da Vida.

## 5. Conclusão

Estudar a vida das estrelas é uma tarefa árdua. As informações disponíveis são poucas e a sua análise e interpretação requerem muitos conhecimentos de várias ciências. Contudo, o empenho, o engenho e a arte dos Astrónomos ao longo dos tempos, permite-nos, actualmente, conhecer muito acerca das estrelas. A transmissão destes conhecimentos aos alunos do Ensino Secundário é uma tarefa difícil mas estimulante. Elaborar um manual, adaptado ao nível etário e aos conhecimentos destes alunos, foi o que se tentou com este trabalho.

O estudo apresentado, obviamente não esgota o tema, muito pelo contrário. Limita-se a focar os aspectos que nos pareceram essenciais, sendo nosso propósito, não só transmitir conhecimentos, mas também despertar a curiosidade, de modo a estimular os alunos para o estudo, para a investigação, para que possam alargar os seus horizontes.

Os povos antigos tiveram, desde sempre, consciência que provinham das estrelas e ainda hoje a ciência segue o mesmo espírito, já que, sugere que todos os elementos que fazem parte integrante dos nossos próprios corpos e de todos os objectos que nos rodeiam, foram forjados nas estrelas das gerações anteriores, disseminaram novos elementos e enriqueceram o Universo

Assim, nesta perspectiva, estudar as estrelas pode ser estudar o cosmos mas, também, estudar-nos a nós próprios. O estudo das estrelas vai de encontro a uma das finalidades do estudo das ciências no Ensino Secundário em Portugal: o de promover a compreensão dinâmica da Ciência e do seu contributo para o conhecimento de si próprio e do Universo. Espera-se, com este trabalho, ter contribuído para o alcance desta finalidade.

## Bibliografia

BROWN, Lorne e KACHMAN Mindy (1998). The Story of Astronomy. *The Universe In The Classroom*, n.º 42-*Secund Quarter* 1998,1-3.

*Ciências da Terra e da Vida, Biologia, Geologia; Orientações Curriculares e Programas* (1991). Direcção Geral os Ensinos Básico e Secundário; Ministério da Educação.

GÉRARD, François-Marie e ROEGIERES, Xavier (1998). *Conceber e Avaliar Manuais Escolares*, Porto Editora.

HILDRETH, Scott e SNEIDER, Cary (1995). Astronomy Activities, *The Univer at your Fingertips*, Project Astro, Astronomical Society of the Pacific

*Objectivos Gerais de Ciclo, Ensino Básico*. Direcção Geral dos Ensino Básico e Secundário, Ministério da Educação

*Programa de Ciências Físico-Químicas do 11º ano* (1995). Departamento do Ensino Secundário, Ministério da Educação, 1995

*Programa de Física do 12º ano* (1995). Ministério da Educação.

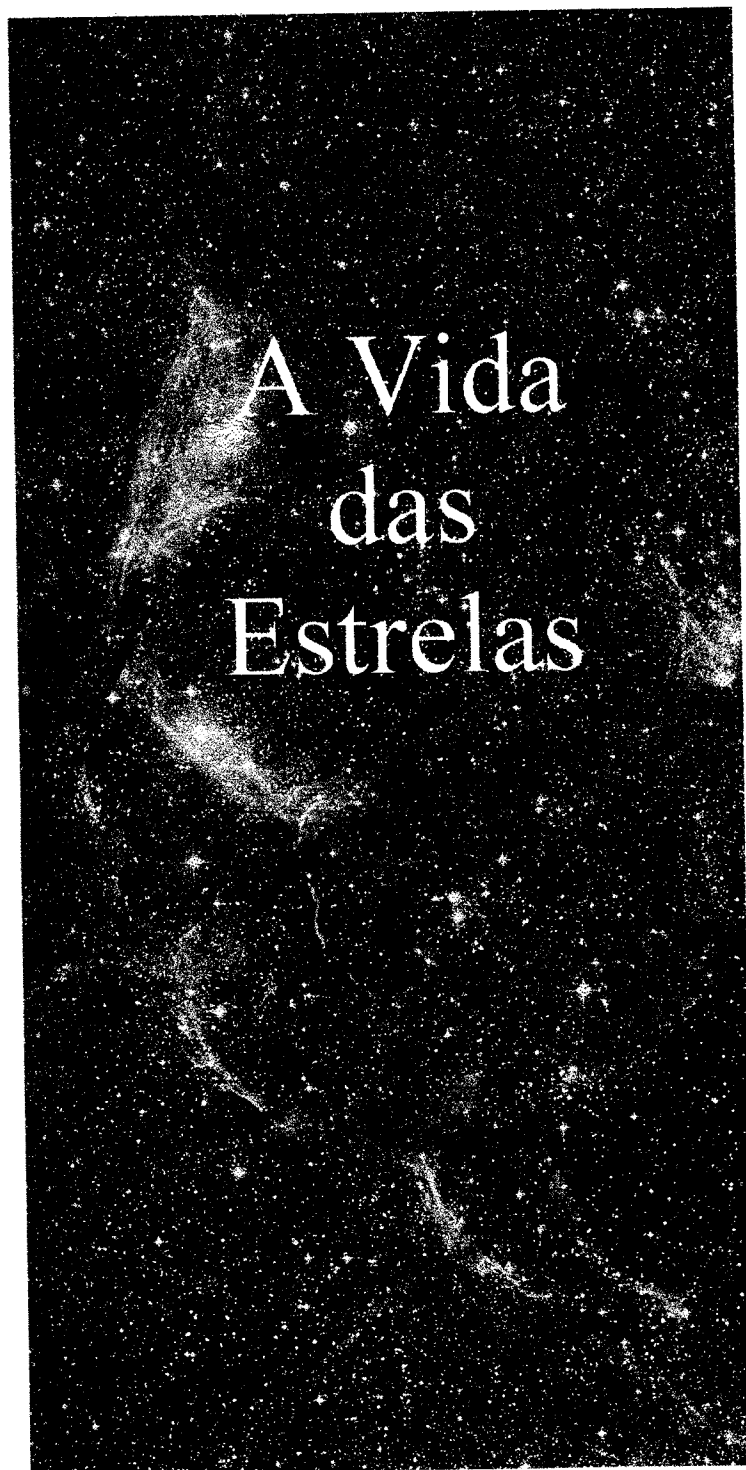
*Programa de Físico-Química do 8ºano* (1994). Departamento do Ensino Básico, Ministério da Educação.

SNEIDER, Cary (1995). Learning Astronomy, *The Univerat your Fingertips*, Project Astro, Astronomical Society of the Pacific

SNEIDER, Cary (1995). Teaching Astronomy, *The Univer at your Fingertips*, Project Astro, Astronomical Society of the Pacific

VANCLEAVE, Janice; *Astronomia para Jovens*, Publicações D. Quixote, 1993.

## **ANEXO**



Albertina Maria Leal Tavares

# Índice

<b>Introdução</b> .....	3
<b>1. Propriedades Fundamentais das estrelas</b> .....	4
1.1 Distância.....	4
1.2 Luminosidade.....	9
1.3 Temperatura.....	13
1.4 Classificação espectral.....	14
1.5 Tamanho.....	23
1.6 Diagrama H-R.....	24
1.7 Relação Massa – Luminosidade.....	27
<b>Objectivos</b> .....	29
<b>2. Nascimento das estrelas</b> .....	30
2.1 Nuvem molecular gigante.....	30
2.2 Proto-estrela.....	32
2.3 Formação do Sistema Solar.....	35
<b>Objectivos</b> .....	38
<b>3. Vida das Estrelas</b> .....	39
3.1 Evolução estelar.....	39
3.2 Importância da massa.....	42
3.3 Tempo de vida de uma estrela.....	43
3.4 Química das estrelas.....	44
3.4.1 Fusão do hidrogénio.....	44
3.4.2 Fusão do hélio.....	49
3.4.3 Outras reacções.....	50
<b>Objectivos</b> .....	51

<b>4. Evolução de estrelas com 1 massa solar</b> .....	52
4.1 Evolução na sequência principal.....	52
4.2 Gigante Vermelha.....	54
4.3 Ramo Horizontal.....	55
4.4 Ramo Assimptótico das Gigantes.....	57
4.5 Nebulosa Planetária.....	59
4.6 Anã Branca.....	61
<b>objectivos</b> .....	62
<b>5. Evolução de estrelas massivas</b> .....	63
5.1 Evolução na sequência principal.....	63
5.2 Supergigantes.....	64
5.3 Supernova.....	66
5.4 Estrela de Neutrões.....	69
5.5 Buraco Negro.....	70
5.5.1 Viagem a um Buraco Negro .....	70
<b>objectivos</b> .....	73
<b>EXERCÍCIOS E ACTIVIDADES</b> .....	74
<b>GLOSSÁRIO</b> .....	95
<b>INDÍCE DE FIGURAS</b> .....	102
<b>FONTES DE INFORMAÇÃO</b> .....	112

## Introdução

“ Em certo sentido cada um de nós já esteve dentro de uma estrela; em certo sentido cada um de nós já esteve no vasto espaço vazio entre as estrelas; e – se o universo teve um início – cada um de nós esteve lá!

Cada molécula do nosso corpo contém matéria que já esteve sujeita às enormes temperaturas e pressões do núcleo de uma estrela. Foi lá que o ferro dos nossos glóbulos vermelhos teve origem. O oxigénio que respiramos, o carbono e o azoto dos nossos tecidos, e o cálcio dos nossos ossos, também se formaram através da fusão de átomos mais pequenos no núcleo de uma estrela.

Os minérios Terrestres contêm urânio, plutónio, chumbo e muitos outros átomos de grande massa; a maioria deles foram formados na explosão de uma Supernova – a auto destruição de uma estrela, na qual uma quantidade de massa equivalente à do Sol é violentamente lançada no espaço a grande velocidade. De facto, a maioria da matéria da Terra e dos nossos corpos deve ter passado por este evento catastrófico.

Os elementos lítio, berílio, e boro, dos quais encontramos vestígios na Terra, parece terem sido originados por bombardeamentos de raios cósmicos no meio interestelar....

Para encontrar o deutério, o isótopo pesado do hidrogénio que existe na Terra, teremos de recuar até à explosão cósmica que deu origem a todo o universo..

Como é que sabemos tudo isto? E até que ponto temos certeza acerca destes conhecimentos?

Estamos só a começar uma longa e excitante viagem no Universo.

Esta é uma excitante, e desafiante aventura; mas nós temos de percorrer um longo caminho.”

M. Harwit em “Astrophysical Concepts”

Vamos iniciar parte dessa viagem descobrindo as estrelas.

# 1. Propriedades fundamentais das estrelas

## 1.1 Distância

Um dos métodos utilizados para determinar a distância a que se encontram as estrelas é a **paralaxe**, para compreender este processo vamos analisar alguns exemplos simples.

Pegando num lápis, ou numa caneta, como se mostra na figura 1.1 podemos compreender facilmente a noção de paralaxe. Para isso, comece por olhar para o lápis, tendo por fundo mais afastado qualquer cenário familiar: uma rua com automóveis, uma paisagem, etc.

Se observar com atenção – sem mover o lápis – utilizando um dos olhos de cada vez, verá que a posição do lápis relativamente ao cenário de fundo é “diferente”, consoante seja vista pelo olho esquerdo ou pelo olho direito (figura 1.2).

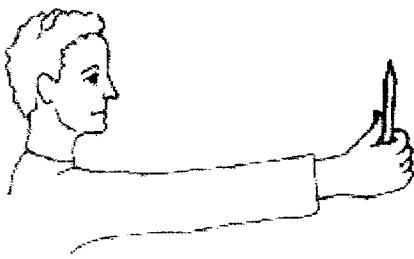


Fig. 1.1 – Observador segurando um lápis com o braço esticado



Fig. 1.2 – Observação de um lápis contra um fundo afastado. Em A, com o olho esquerdo; em B, com o olho direito.

A experiência resulta, mesmo dentro de casa, observando uma parede com quadros. Essa mudança aparente da posição de um objecto (neste caso o lápis) em relação ao fundo denomina-se **paralaxe** e é devida ao facto de os nossos olhos terem um determinado afastamento entre si. Na maior parte das pessoas, esse afastamento, chamado distância interpupilar, é da ordem dos 6 cm, variando ligeiramente de indivíduo para indivíduo.

A figura 1.3 mostra de cima, o que acontece na situação da figura 1.2 Compare as figuras.

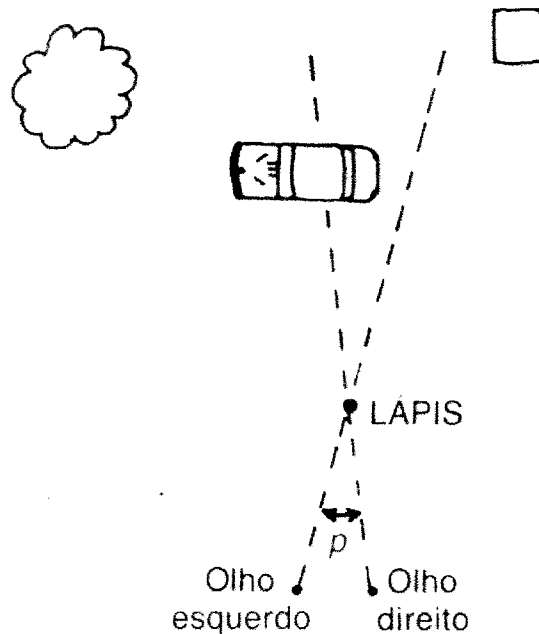


Fig. 1.3 – Esquema indicativo da paralaxe de um lápis em relação a um cenário afastado. A figura não está feita à escala. O valor da paralaxe é traduzido pela medida do ângulo  $p$

Como referimos o valor da paralaxe é a medida de um ângulo ( $p$  na figura 1.3).

O valor de  $p$  é a medida da mudança (angular) da posição aparente do objecto, que neste caso era o lápis, relativamente ao cenário de fundo, quando se muda de ponto de observação: observamos com um olho de cada vez. À distância entre os dois pontos de observação chama-se base (neste caso a base era de cerca de 6 cm).

Se repetir a experiência sem esticar o braço ( por exemplo reduzindo a metade a distância do lápis aos olhos), verificará que a paralaxe aumenta para o dobro.

Daqui se conclui que, para uma determinada base, a paralaxe de um objecto é inversamente proporcional à distância a que ele se encontra do lugar de observação. Se o lápis estivesse mais longe, por exemplo 2 m dos olhos (colocando o lápis sobre uma mesa) veria que a paralaxe era muito menor.

Se o objecto observado estiver muito afastado, a paralaxe não será detectável. No entanto, podemos ter uma paralaxe muito maior, e já detectável, aumentando a base. Por exemplo, as distâncias da Terra à Lua, ao Sol, ou aos planetas do Sistema Solar podem ser medidas como mostra a figura 1.4 (repare-se que, agora, a base AB é muito maior). Relacionando a posição (angular) aparente do astro com as estrelas (que neste caso constituem o fundo) pode obter-se o valor de  $p$ . Relacionando  $p$  com  $R$ , obtém-se  $d$

$$\operatorname{tg} p = \frac{d}{R} \Leftrightarrow d = R \times \operatorname{tg} p$$

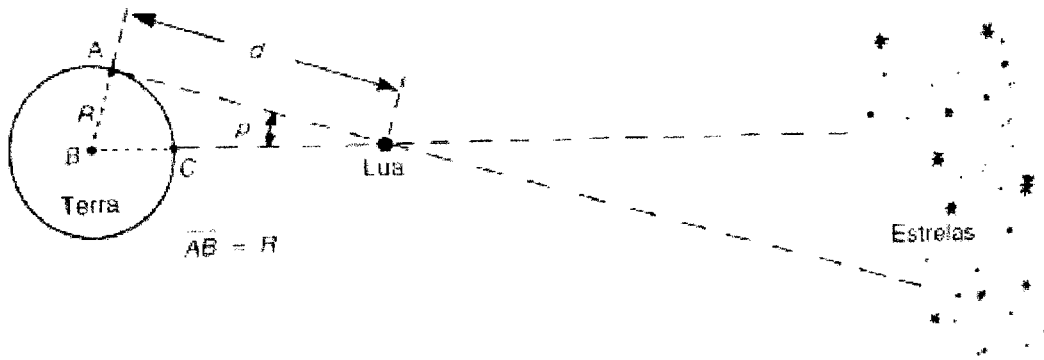


Fig. 1.4 – Utilizando a paralaxe para determinar a distância da Terra à Lua. Compare-se esta figura com a figura 1.3. O desenho não está à escala.

A medida do raio terrestre (6387 km) é insuficiente, como base, para a medição das paralaxes das estrelas. Com essa base, as paralaxes são indetectáveis, dadas as distâncias envolvidas.

Em 1838 Bessel (1784 – 1846), astrónomo alemão, teve uma ideia brilhante: se o raio terrestre é insuficiente, tomemos o “raio” da órbita da Terra (1 U.A.), que é 20000 vezes maior.

Efectivamente, fazendo duas observações da mesma, com seis meses de intervalo, estamos a olhar para ela a partir de dois pontos distanciados de 2 U.A., isto é, passamos a ter uma base de 300 milhões de quilómetros.

A paralaxe estelar está esquematizada na figura 1.5.A

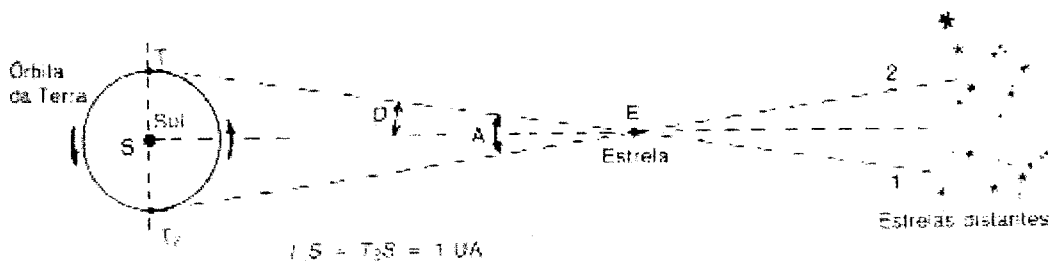


Fig. 1.5 – Representação esquemática, simplificada da paralaxe  $p$  de uma estrela. Para maior clareza não está à escala. Quando a Terra está em  $T_1$ , a estrela é vista na direcção 1. Seis meses depois, a mesma estrela será vista na direcção 2. A paralaxe  $p$  é metade do ângulo  $A = \hat{T_1ET_2}$ .

É sempre possível, qualquer que seja a localização da estrela, obter um segmento de recta  $\overline{T_1T_2}$  perpendicular a  $\overline{ES}$ . A **paralaxe anual de uma estrela** é o ângulo segundo o qual, a partir dessa estrela, se veria a unidade astronómica, nas condições ilustradas na figura 1.5.

A paralaxe estelar anual é, em geral, determinada fotograficamente. A figura 1.6 mostra dois desenhos simulando, de forma muito exagerada – para maior clareza –, a mudança de posição aparente de uma estrela (mais próxima) em relação ao fundo de estrelas distantes.

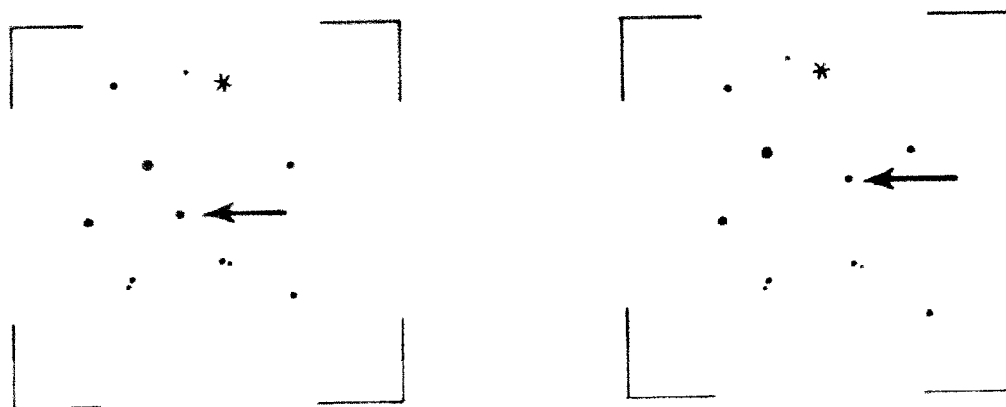


Fig. 1.6 – Modificação da posição aparente de uma estrela em relação a outras mais afastadas, como consequência do movimento de translação da Terra. Compare-se esta figura com 1.2.

A distância à qual corresponde a paralaxe de 1 segundo ( $1''$ ) é internacionalmente chamada de **parsec**, nome formado a partir das palavras inglesas **paralax** e **second**. O símbolo do parsec é pc.

Olhando para figura 1.5, vamos reproduzir apenas o triângulo  $[T_1SE]$  (figura 1.7).

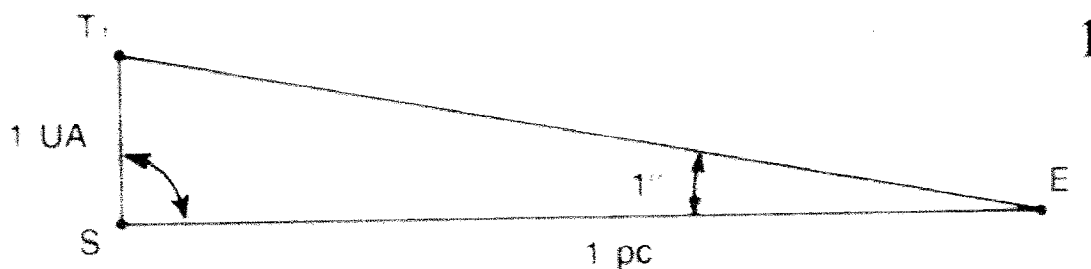


Fig. 1.7 – Representação esquemática (sem escala), ilustrativa da definição de parsec.

$$\operatorname{tg} 1'' = \frac{1 \text{ U.A.}}{1 \text{ pc}} \Leftrightarrow 1 \text{ pc} = \frac{1 \text{ U.A.}}{\operatorname{tg} 1''} \Leftrightarrow 1 \text{ pc} = \frac{1 \text{ U.A.}}{4,842 \times 10^{-6}} \Leftrightarrow 1 \text{ pc} = 206265 \text{ U.A.}$$

Uma U.A., distância média da Terra ao Sol, é de  $149,6 \times 10^6$  km, logo temos que:

$$1 \text{ pc} = 206265 \times 149,6 \times 10^6 = 3,08 \times 10^{13} \text{ km}$$

Portanto  $1 \text{ pc} = 3,08 \times 10^{13}$  km.

Outra unidade muito utilizada em astronomia para medir a distância das estrelas, é o ano-luz (a.l.). Vamos determinar uma relação entre o parsec e o ano-luz.

O ano-luz é a distância percorrida pela luz num ano. Como um ano tem  $3,155 \times 10^7$  segundos e a luz propaga-se, no espaço, à velocidade de aproximadamente 300000 km/s, obtemos

$$1 \text{ a.l.} = 3,155 \times 300000 = 9,46 \times 10^{12} \text{ km}$$

Portanto a relação entre o parsec e ano-luz é

$$1 \text{ pc} = \frac{3,08 \times 10^{13}}{9,46 \times 10^{12}} \text{ a.l.} \Leftrightarrow 1 \text{ pc} = 3,26 \text{ a.l.}$$

Como a paralaxe é inversamente proporcional à distância a que as estrelas se encontram de nós, a distância  $d$ , expressa em pc, pode ser obtida directamente a partir da paralaxe,  $p$  em segundos de arco, pela expressão simples

$$d = \frac{1}{p}$$

A estrela mais próxima de nós, a seguir ao Sol, está à distância de  $1,32 \text{ pc} = 4,3 \text{ a.l.}$ , pelo que a sua paralaxe é de  $0,76''$ .

Como a maior base que dispomos é a unidade astronómica, e como por enquanto, dificilmente podemos medir, com rigor, paralaxes inferiores a  $0,008''$ , este método só é aplicável para a medição de distâncias até  $\frac{1}{0,008''} = 125 \text{ pc}$ , isto é, cerca de 400 anos-luz.

A maioria das estrelas conhecidas, encontram-se a distâncias superiores aos 400 anos-luz. Estas distâncias não são fáceis de obter, utilizam-se métodos indirectos tais como paralaxe espectroscópica, método do ponto de convergência, ajuste das sequências principais (estes métodos saem do âmbito deste texto).

## 1.2 Luminosidade

### Brilho e Fluxo

Ao olhar para o céu noturno, rapidamente se apercebe que as estrelas não têm todas o mesmo brilho. O brilho aparente de uma estrela depende de quanta energia, por segundo, chega à retina. Quanto mais energia é recebida, maior é o brilho percebido.

Designa-se por **fluxo** a quantidade de energia que atravessa cada unidade de área por segundo. Já que o watts é uma medida de energia por segundo, o fluxo tem unidades de watts por  $m^2$ . Por exemplo, o fluxo na Terra da radiação que vem do Sol é de 1370 watts por metro quadrado. Comparando com o Sol a estrela mais brilhante, Sírios, envia um fluxo muito pequeno para a Terra – uns meros dez milionésimos de watts por metro quadrado.

### Fluxo e Luminosidade

Relembrando como se calcula a luminosidade do Sol. Medindo o fluxo do Sol, determinada a distância entre a Terra e o Sol em km, constroi-se uma esfera imaginária com 1 U.A. de raio, e calcula-se o total de toda a energia que chegou à esfera. Medindo o fluxo da estrela que chega à Terra, e sabendo a distância a que esta se encontra, determina-se a área da esfera com centro na estrela, e determina-se o fluxo que atravessa toda a superfície, temos assim a luminosidade da estrela. Ou seja para determinar a luminosidade é fundamental saber a distância a que se encontra a estrela, que como vimos anteriormente a maior parte dos casos é difícil de determinar. No entanto é fundamental saber a luminosidade de uma estrela, pois ela diz-nos quanta energia emite a estrela por segundo o que é muito importante para perceber as estrelas.

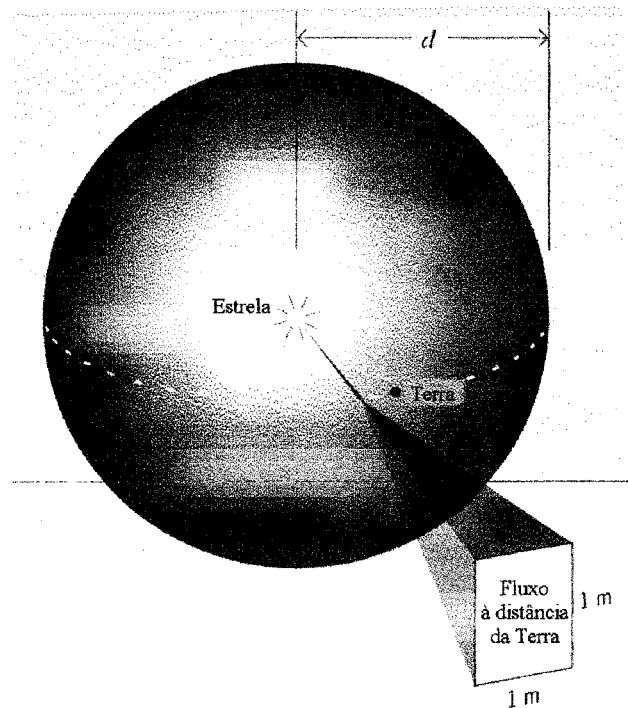


Fig. 1.8 – A luminosidade de uma estrela determina-se através da distância e do fluxo. Quando a luz de uma estrela chega à Terra, já se espalhou por uma esfera com raio igual à distância entre a Terra e a estrela; esta área é de  $4\pi d^2$ . O fluxo recebido na Terra é uma pequena fracção da luminosidade da estrela, já que a luz se espalhou por uma enorme área do espaço.

Para determinar a luminosidade total de uma estrela é necessário medir o fluxo em todos os comprimentos de onda. Isto pode não ser possível. Primeiro o nosso detector pode só detectar alguns comprimentos de onda. Segundo, a atmosfera terrestre absorve alguma energia. Terceiro, a matéria que existe no meio interestelar também absorve energia. Se o fluxo da estrela é medido só em alguns comprimentos de onda, por exemplo no visível, os astrónomos referem esse facto usando o termo fluxo visual. Portanto neste caso a luminosidade calculada é unicamente a luminosidade no visível o que é somente uma parte da luminosidade total da estrela.

## A lei do inverso do quadrado (para a luz)

Como vimos a distância tem um papel muito importante na relação entre o fluxo e a luminosidade, já que o brilho de uma fonte luminosa relaciona-se com a distância a que esta se encontra.

Consideremos a seguinte experiência. Acende-se uma lâmpada e mede-se a intensidade luminosa a um metro de distância com um fotómetro. Se medirmos em seguida a intensidade a 2 metros da lâmpada, a intensidade será um quarto da obtida a um metro de distância. Medindo a intensidade a 3 metros de distância a leitura será um nono da obtida a um metro (fig. 1.9). Note-se que a intensidade da luz decresce proporcionalmente ao inverso do quadrado da distância. Portanto o fluxo é inversamente proporcional ao quadrado da distância.

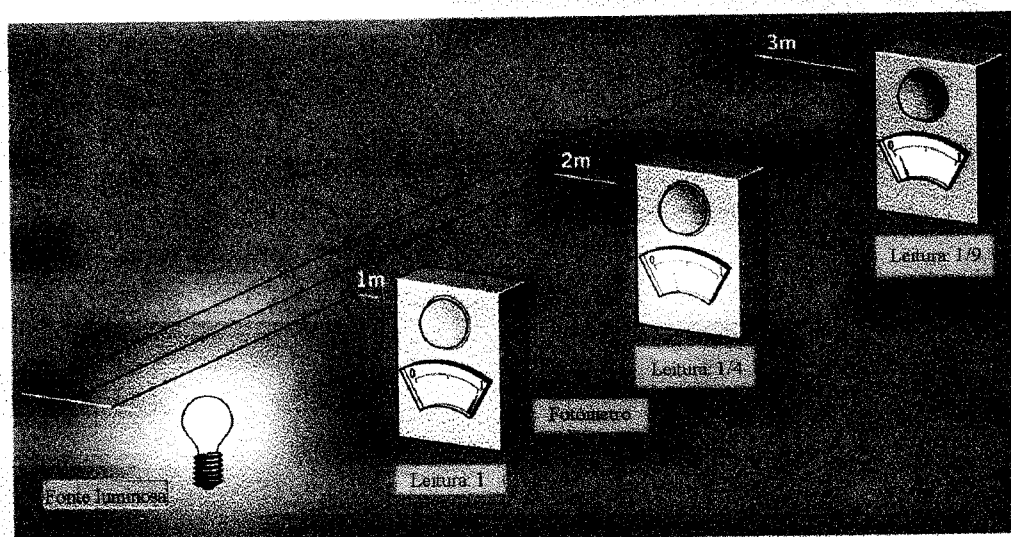


Fig. 1.9 – Fluxo e distância. O fluxo medido decresce à medida que nos afastamos da lâmpada. Quanto maior é a distância, menor é o fluxo, por isso a 2 metros de distância, o fluxo é  $\frac{1}{4}$  do fluxo a 1 metro; a 3 metros somente  $\frac{1}{9}$ .

Vamos ver porquê. Imagine uma lâmpada colocada no centro de duas esferas transparentes, uma tendo o dobro do raio da outra (fig. 1.10). A luz da lâmpada expande-se em todas as direcções, mas o total de energia emitida mantém-se a mesma, seja qual for o tamanho da esfera. Quando a luz passa pela primeira esfera, atravessa uma determinada área. Quando passa pela segunda esfera, atravessa uma área maior. Como a área da esfera relaciona-se directamente com o quadrado do raio ( $A = 4\pi r^2$ ), portanto a esfera maior tem uma área quatro vezes superior à área da esfera menor, e a luz espalha-se quatro vezes mais.

Tomemos agora um metro quadrado de superfície de cada uma das esferas. Devido à diluição da radiação por uma maior área, a parte da superfície da esfera maior recebe somente um quarto da luz que recebe a parte (com a mesma área) da esfera menor. Se a razão entre os raios for aumentada para 3, o decrescimento do brilho será de 9; se o aumento do raio for de 4 o decrescimento será de 16. Esta é a lei do inverso do quadrado para a luz (ou qualquer radiação electromagnética) – um conceito crucial em astronomia.

Suponha que observa o fluxo de uma estrela e este é 100 vezes maior que o de outra estrela. Se supusermos que ambas as estrelas têm a mesma luminosidade então, atendendo a lei do inverso do quadrado, a estrela mais brilhante deve estar dez vezes mais próxima do que a menos brilhante.

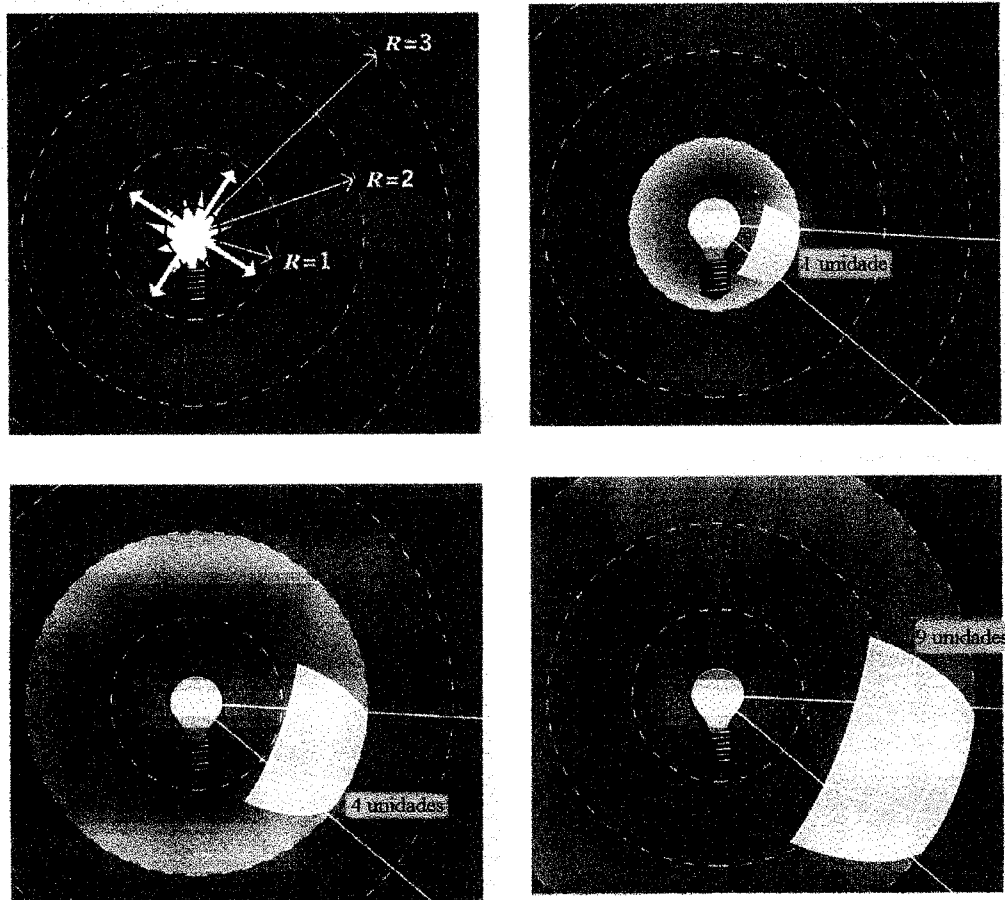


Fig. 1.10 – Lei do inverso do quadrado. Colocarmos uma lâmpada dentro de uma série de esferas transparentes concêntricas. Uma vez que cada esfera maior tem uma área maior que a esfera anterior, a luz que atravessa uma unidade de área na primeira esfera atravessa 4 unidades na segunda esfera e 9 unidades na terceira. Por isso o fluxo na segunda esfera é  $\frac{1}{4}$  da primeira; e na terceira  $\frac{1}{9}$ . O espalhamento da luz dilui o fluxo

### 1.3 Temperatura

Olhando para as estrelas numa noite de inverno, facilmente nos apercebemos, como já foi referido anteriormente, da diferença de brilho das várias estrelas. Se observamos com mais atenção também conseguimos ver que as estrelas têm cores diferentes. Por exemplo Sírio, a estrela mais brilhante, tem cor branca; Betelgeuse, da constelação de Oriente, é avermelhada; Rigel, também de Oriente, tem cor branco-azulada; Capela, da constelação do Cocheiro, tem cor amarela.

A diferença de cor destas estrelas deve-se a possuírem diferentes temperaturas superficiais. Rigel é das quatro a que tem uma maior temperatura superficial, emite mais luz azul, do que qualquer uma das outras cores visíveis. Betelgeuse é a mais fria, (que tem menor temperatura superficial), por isso a maior parte da sua radiação no visível é de luz vermelha. A cor das estrelas deve-se à sua temperatura superficial.

A cor das estrelas dão-nos pistas à cerca da sua temperatura à superfície. Para vermos como, vamos analisar uma experiência comum; o aquecimento de um bocado de metal numa chama quente. Inicialmente não vemos nenhuma radiação. Enquanto o metal está frio, emite radiação essencialmente em infravermelho. Como os nossos olhos não são sensíveis a estes comprimentos de onda, e a radiação emitida na parte visível do espectro é muito pequena pelo que não conseguimos ver nada. À medida que a temperatura sobe, o metal torna-se vermelho, predomina a radiação com comprimentos de onda nesta cor. Aumentando mais a temperatura, o metal torna-se amarelo. Se a temperatura continuar a aumentar vemos o metal a emitir luz branca, neste momento recebemos aproximadamente a mesma radiação em todos os comprimentos de onda visíveis, a mistura de todos estes comprimentos de onda dá-nos a impressão de luz branca. Aquecendo ainda mais o metal este parece-nos azul. Tal como o metal quando está mais quente emite radiação azul, também as estrelas azuis devem ter uma temperatura superficial superior as das estrelas vermelhas. No próximo capítulo vamos analisar melhor como é possível obter a temperatura da superfície de uma estrela.

## 1.4 Classificação espectral

### Tipos de espectros

Apesar das enormes distâncias que nos separam das estrelas, sabemos muito a seu respeito. Os astrónomos determinam uma espantosa quantidade de informação da luz que nos chega das estrelas.

Lembrando que a luz é composta por vários fotões de diferentes energias, correspondendo a cada estado de energia um comprimento de onda característico. Quando a luz é separada nos seus comprimentos de onda, o espectro resultante dá-nos muitas pistas sobre a estrela. Existem três tipos básicos de espectros, cada um produzido em diferentes condições físicas.

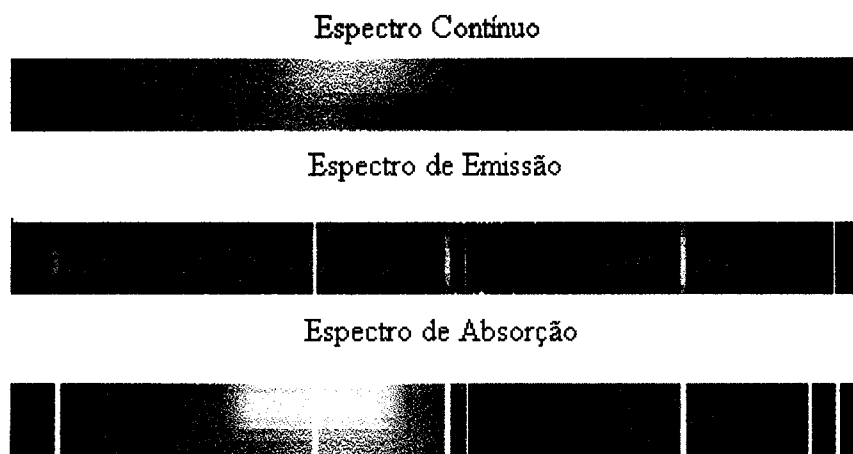


Fig 1.11 – Os três tipos básicos de espectros.

### Linhas espectrais

Os átomos são responsáveis por cada um dos tipos de espectros. Um átomo é a partícula mais pequena de um elemento químico.

Mais de 100 elementos foram identificados. Cada elemento tem um tipo particular de átomos, que foram pela primeira vez descritos de uma forma simplificada pelo físico

Dinamarquês Niels Bohr (1885 – 1962).

No modelo de Bohr, o átomo de cada elemento possui um núcleo com um determinado número de partículas positivas, os **protões**, rodeados pelo mesmo número de **electrões**, partículas com carga negativa e de diferente valor de massa. Os átomos são normalmente neutros.

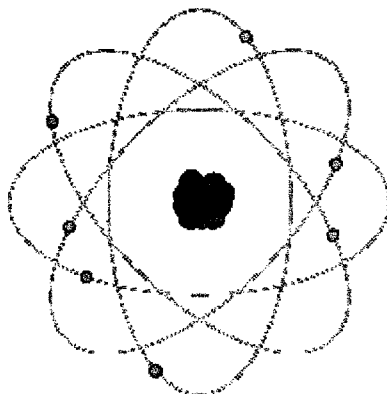


Fig. 1.12 – Modelo de Borh para a átomo.

A posição dos electrões no átomo não é aleatória, existe um conjunto bem de definido de raios possíveis para as orbitas dos electrões. Cada electrão, numa determina da órbita, tem uma energia de ligação, a energia necessária para retirar este electrão do átomo. Cada elemento tem o seu próprio conjunto de orbitais permitidos, ou níveis de energia.

Os electrões de um átomo no **estado fundamental**, encontram-se nas órbitas de menor energia. Se é fornecido ao átomo a quantidade exacta de energia, para o electrão mudar de nível, este salta para uma órbita de maior nível de energia . O átomo torna-se instável pois encontra-se num **estado excitado**. Quando o electrão caí para o nível mais baixo de energia, o átomo liberta a energia absorvida sobre a forma de um raio luminoso, um **fotão**.

Se um átomo absorve energia suficiente, um ou mais dos seus electrões podem ser completamente removidos. O átomo, que restou tem carga positiva, é designado por **ião**.

As linhas coloridas brilhantes, **linhas de emissão** são produzidas quando um electrão salta de um nível de energia mais alto par um nível mais baixo de energia. O comprimento de onda da luz emitida é inversamente proporcional à diferença de energia entre os dois níveis. Já que cada tipo de átomo ou ião tem um conjunto único de níveis de energia, cada elemento tem um único conjunto de linhas coloridas de emissão (fig. 1.13).

Correspondentemente **linhas de absorção** únicas são produzidas quando um átomo de um dado elemento químico absorve energia e os electrões saltam para níveis mais alto de energia. (fig. 1.13)

Assim, um espectro de emissão ou o correspondente espectro de absorção dá-nos

indicação de que elemento químico o produziu.

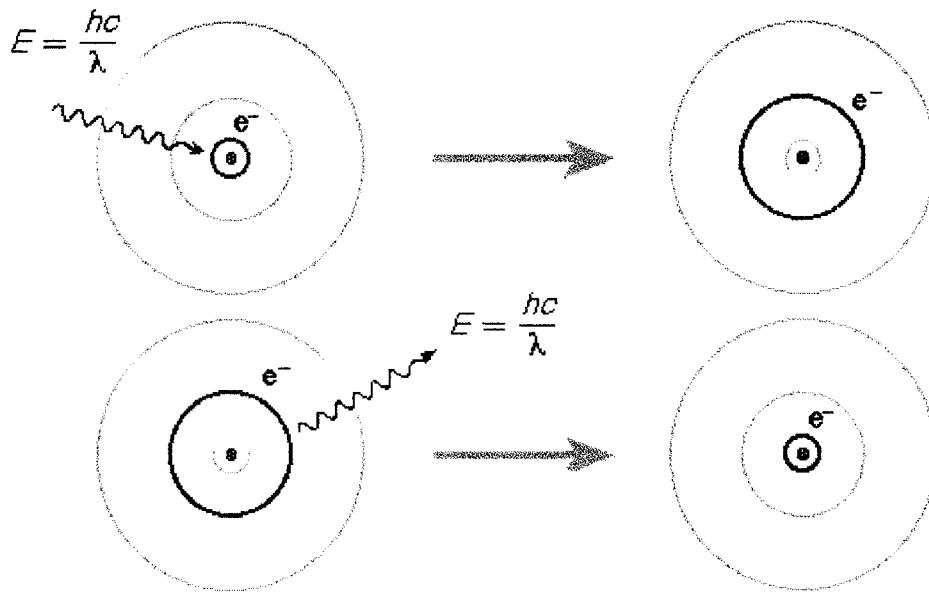


Fig. 1.13 – Quando um átomo de um elemento absorve energia, um electrão pode saltar para um nível energético mais alto, produzindo uma linha de absorção (parte superior da figura). Se um electrão salta de um nível de maior energia para um nível inferior, produz uma linha de emissão (parte inferior da figura).

## Origem dos diferentes tipos de espectros

A origem dos espectros de emissão de absorção e do espectro contínuo, está ilustrada na figura seguinte

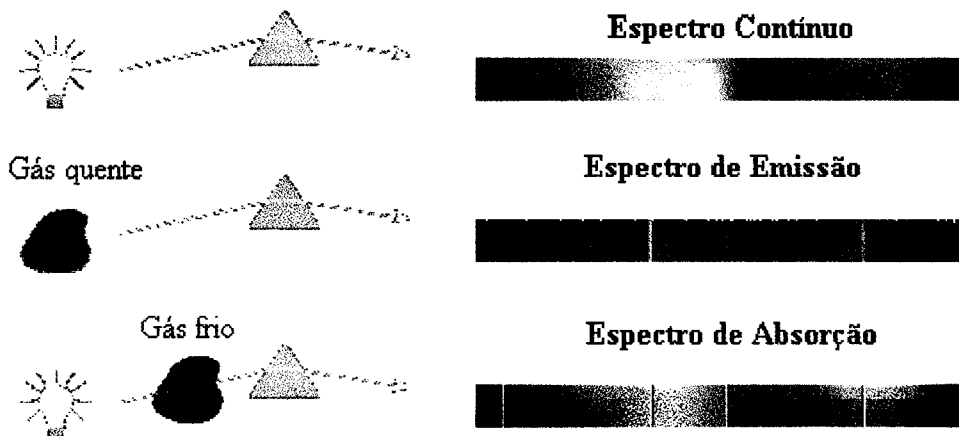


Fig. 1.14 – A origem dos três tipos de espectros

Os espectros de emissão são produzidos por gás pouco densos, nos quais os átomos estão sujeitos a poucas colisões (devido a baixa densidade). As linhas de emissão, correspondem aos fótons produzidos, quando os electrões dos átomos excitados regressam aos níveis mais baixo de energia.

Produz-se um espectro contínuo, quando a pressão do gás é muito alta, as linhas de emissão produzidas pelas colisões entre átomos aproximam-se cada vez mais até se unirem umas às outras. Podemos pensar num espectro contínuo como um espectro de emissão no qual as linhas se sobrepuseram, deixando de ser possível distinguir as linhas individuais de emissão.

Um espectro de absorção ocorre quando a luz passa através de um gás frio (fig. 1.14) e difuso, os átomos do gás absorvem os característicos comprimentos de onda, dando origem as linhas escuras no espectro.

## **Espectro das estrelas**

O **espectro das estrelas**, são essencialmente padrões de linhas que cortam a banda continua das várias cores (fig.1.15). O primeiro espectro de uma estrela foi obtido por um astrónomo amador, Henry Draper (1837 – 1882), em 1872.

As estrelas são bolas de gás em chama, onde átomos de vários elementos emitem luz em todos os comprimentos de onda. A luz de uma estrela brilhante, da superfície visível, a chamada **fotosfera** da estrela, é constituído por um espectro contínuo de cores. Quando a luz atravessa da estrela, algumas das cores, fótons com um determinado comprimento de onda, são absorvidos, produzindo linhas escuras de absorção. Estas linhas de absorção identificam os elementos químicos que constituem a estrela.

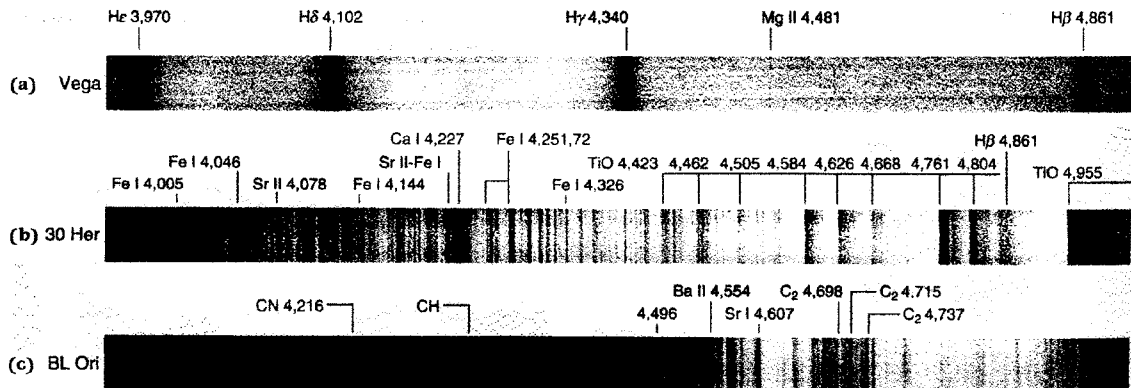


Fig. 1.15 – Espectros de três estrelas. Como se pode observar os espectros destas três estrelas, Vega (a), 30 de Hercules (b) e BL de Oriente são muito diferentes.

## Composição Química

O Sol foi a primeira estrela cujo espectro de absorção foi analisado. Em 1814, o Físico da Baviera Joseph von Fraunhofer (1787 – 1862) registou as linhas escuras mais intensas, agora chamadas **linhas de Fraunhofer**.

Desde então os astrónomos catalogaram milhares de linhas no espectro do Sol. Comparando estas linhas com as linhas espectrais produzidas pelos diferentes elementos químicos da Terra, descobriram mais de 70 diferentes elementos químicos no Sol. (fig. 1.16).



Fig 1.16 – Espectro do Sol. Observe as linhas de Fraunhofer. Este é um bom exemplo de um espectro de absorção.

## Classe espectral

Quando comparamos os espectros de várias estrelas, (fig. 1.17), alguns são semelhantes e outros muito diferentes. Os espectros de absorção são utilizados para classificar as

estrelas em sete grupos principais ou **classes espectrais**.

As linhas de hidrogénio são mais fortes nos espectros de algumas estrelas. Os astrónomos inicialmente pensavam que estas estrelas possuísem mais hidrogénio que as outras estrelas, mas posteriormente aperceberam-se que estavam errados. Classificaram as estrelas pela análise das riscas de hidrogénio do seu espectro, por ordem alfabética, das mais fortes (classe A) para as mais fracas (classe Q).

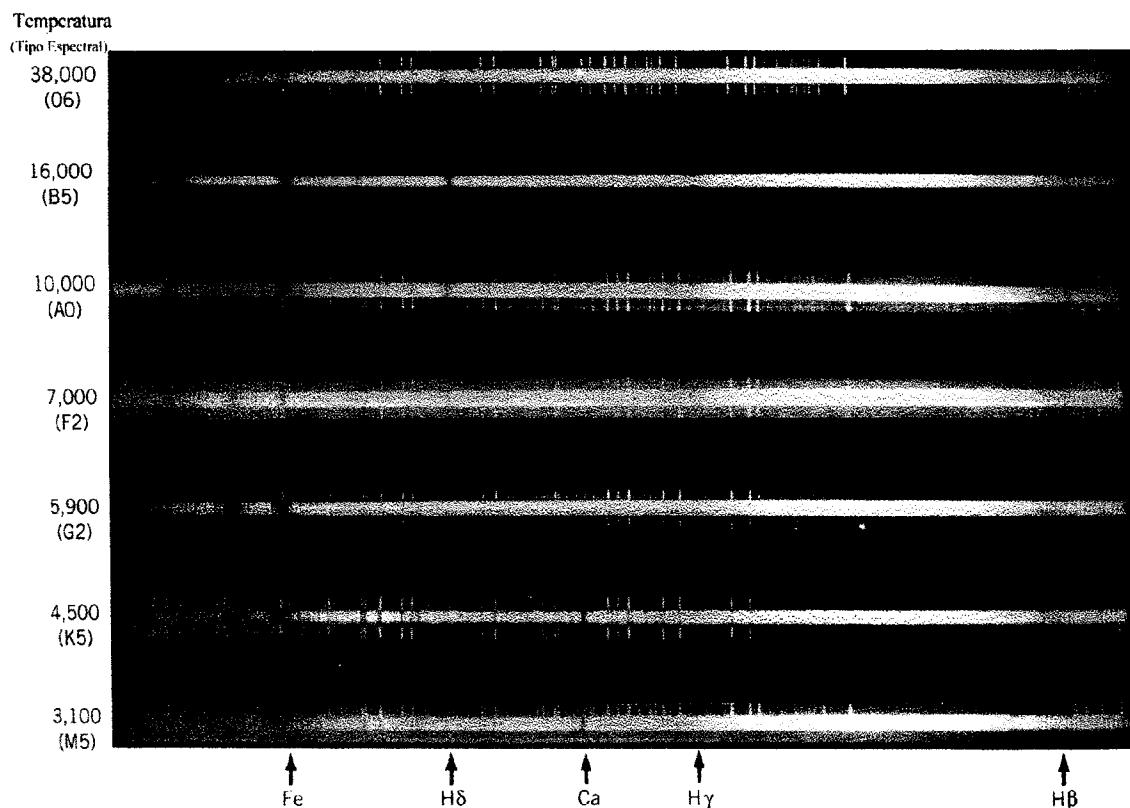


Fig. 1.17– Espectros de várias estrelas, com exemplos de todas as classes espectrais, desde estrelas de classe O (as mais quentes) até espectros de estrelas de classe M (as mais frias). Observando estes espectros nota-se grandes diferenças entre eles, por exemplo a intensidade das linhas de hidrogénio, e intensidade de linhas de elementos como o cálcio e o ferro, que em alguns espectros são fortes e noutros nem aparecem.

Uma astrónoma Americana Annie J. Cannon (1863 – 1941), que examinou e classificou os espectros de mais de 225 300 estrelas, modificou este sistema de classificação para a sua forma presente O, B, A, F, G, K e M. ( Os estudantes da astronomia para decorar a sequência utilizam a mnemónica, **Oh Be A Fine Girl/Guy , Kiss Me!**)

Actualmente sabemos que todas as estrelas visíveis, têm composição química muito semelhante. Todas são constituídas essencialmente por hidrogénio e hélio. A astrónoma Americana Cecilia Payne-Gapohkin (1900 – 1979) demonstrou que os diferentes padrões das linhas de absorção do espectro das estrelas, deve-se essencialmente a enorme diferença nas suas temperaturas superficiais.

Agora a sequência das classes espectrais identificadas pelas letras tradicionais corresponde a uma sequência de temperaturas a superfície. As estrelas O são mais quentes, com a temperatura decrescendo continuamente até às estrelas M mais frias. Cada uma delas subdivididas em 10 subclasses, designadas pelos algarismos de 0 a 9, também por ordem decrescente de temperatura. Por exemplo, as estrelas do tipo G, por ordem decrescente de temperatura, serão G0, G1, ..., G9; depois será K0, K1, ..., e assim sucessivamente.

A teoria atómica permite-nos explicar, porque é que as quentes estrelas azuis (Tipo O) e as frias estrelas vermelhas (tipo M) produzem espectros tão diferentes, apesar de todas as estrelas terem praticamente a mesma composição química.

A temperaturas extremamente altas, como as que existem nas estrelas tipo O, os átomos do gás estão ionizados, ou desfeitos. Somente os átomos ou iões mais fortemente ligados tais como os iões de hélio ( $\text{He}^+$ ) conseguem sobreviver, portanto as linhas de átomos ionizados dominam os espectros destas estrelas. Quando a temperatura superficial é de cerca de 5 800 k, uma estrela G como o Sol, alguns átomos, por exemplo os de ferro e níquel conseguem sobreviver. A temperaturas abaixo dos 3 500 k, das estrelas M, até moléculas como as de óxido de titânio podem existir.

O quadro seguinte resume e completa as relações entre classes espectrais, cores e temperaturas.

Classe	Cor	Temperatura Superficial aproximada	Estrela (exemplo)	Constelação a que pertence
O	Branco-azulado	> 30 000 k	Amitak	Oriente
B	Branco-azulado	11 000 – 30 000 k	Espiga	Virgem
A	Branco	7 500 – 11 000k	Sírio	Cão maior
F	Branco-amarelo	6 000 – 7 500 k	Prócion	Cão menor
G	Amarelo	5 000 – 6 000 k	$\alpha$ Centauro	Centauro
K	Laranja	3 500 – 5 000 k	Arcturo	Boieiro
M	Vermelho	3 500 k	Antares	Escorpião

## Corpo negro e Temperatura

Como foi referido em 1.2 a cor de uma estrela dá-nos indicação sobre a sua temperatura superficial, mas é através da análise espectral que é possível calcular essa temperatura.

Todas as partículas de qualquer objecto se encontram em movimento, colidindo uma com as outras. Quando um electrão é envolvido nestas colisões, pode produzir-se um fóton. Num gás quente as partículas movem-se rapidamente e chocam muito entre si, por isso é de esperar que imitam radiação electromagnética.

Se um corpo quente se encontra perfeitamente isolado do meio ambiente, atinge um estado de equilíbrio termodinâmico. Neste estado os átomos, em qualquer ponto do corpo, têm a mesma energia cinética. Se aquecermos mais o corpo, o movimento dos átomos aumenta, se o corpo arrefece a energia cinética diminui. Quando um corpo se encontra em equilíbrio termodinâmico é designado por corpo negro. As propriedades da sua radiação estão perfeitamente definidas, e só dependem da temperatura, não depende da sua constituição (fig. 1.18).

Um corpo negro não reflecte nem dispersa a radiação incidente, mas pelo contrário, absorve e reemite, completamente, a radiação que sobre ele incide.

O corpo negro tem algumas características especiais. Primeiro, um corpo negro emite em todos os comprimentos de onda. Segundo, a quantidade de radiação emitida pela superfície de um corpo negro depende unicamente de temperatura. Terceiro um corpo negro quente, emite mais em todos os comprimentos do que um mais frio. Finalmente, um corpo negro quente emite maior parte da sua radiação com comprimentos de onda menores, do que um mais frio.

Para a radiação emitida pelo corpo negro é possível relacionar o comprimento de onda a que corresponde o máximo da intensidade ( $\lambda_{max}$ ) com a temperatura

$$\lambda_{max} \times T = C \quad (\text{constante})$$

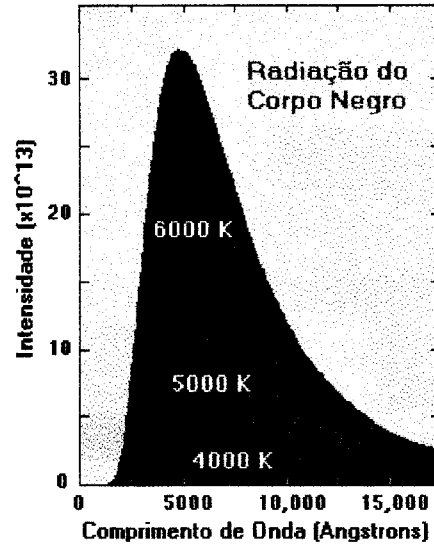


Fig. 1.18 – Radiação do Corpo Negro. O pico da radiação desloca-se para comprimentos de onda mais baixos à medida que a temperatura aumenta

Não existem corpos negros perfeitos, mas as estrelas emitem de uma forma muito semelhante a um corpo negro. Por isso o comprimento de onda no qual o espectro de uma estrela atinge o máximo, indica-nos qual a temperatura superficial da estrela.

Como tínhamos visto em 1.3 uma estrela azul, emite a maior parte da sua radiação em torno dos 4 750 Angstroms, tem maior temperatura à superfície que uma estrela vermelha (cujo pico de emissão é em torno dos 6 500 Angstroms)

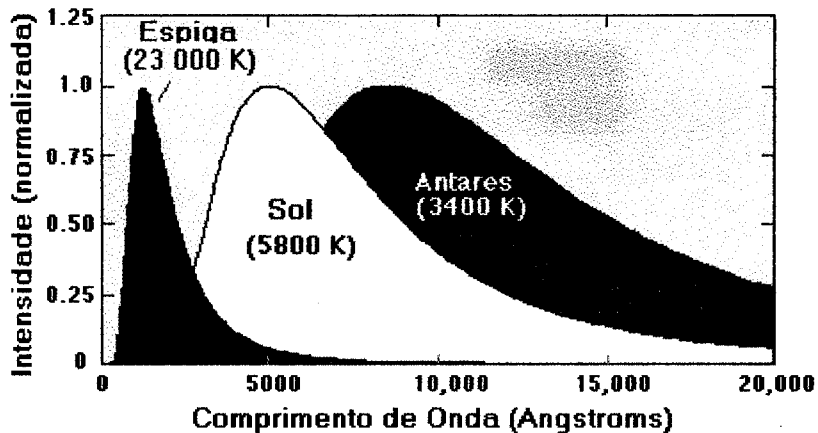


Fig. 1.19 – Distribuição da radiação de três estrelas de temperatura superficial muito diferente. Com o aumento da temperatura, nota-se um grande desvio no espectro, para comprimentos de onda mais pequenos. Para melhor realçar este facto, no gráfico a intensidade foi normalizada, sendo a unidade o valor correspondente a cada um dos picos, no entanto a intensidade da radiação da estrela mais quente, Espiga, é cerca de 2094 vezes superior à da estrela mais fria, Antares.

## 1.5 Tamanho

Como vimos a cor de uma estrela permite determinar a sua temperatura superficial, esta por sua vez vai-nos permitir estimar o tamanho da estrela.

Vamos analisar um exemplo, na constelação de Escorpião, podemos observar Antares, uma estrela vermelha bastante brilhante. Se observarmos esta estrela com um telescópio, encontramos uma outra estrela menos brilhante, branco-azulada, ao lado de Antares. Trata-se de um sistema binário, duas estrelas orbitando uma em torno da outra. Uma das estrelas, Antares A, é vermelha e muito mais brilhante, a outra, é branco-azulada e muito menos brilhante. As suas temperaturas superficiais são aproximadamente de 3 000 K e 15 000 K respectivamente.

Recebemos cerca de 40 vezes mais fluxo de Antares A do que de Antares B. Como as duas estrelas se encontram à mesma distância da Terra, a diferença de fluxo não se deve à distância, deve ser resultado de uma maior superfície a radiar. Portanto podemos concluir que Antares A é 40 vezes mais luminosa que Antares B.

Ou seja uma estrela mais fria é muito mais luminosa do que uma estrela mais quente, apesar da estrela mais quente emitir mais energia por unidade de superfície (a luz azul é mais energética que a luz vermelha). Para isto ser possível Antares A tem de ser muito maior que Antares B (de facto a área superficial de Antares A é cerca de 25 000 vezes superior à de Antares B)

A luminosidade de uma estrela relaciona-se com a sua temperatura superficial (que determina qual a energia emitida por metro quadrado) e a área superficial (que determina o número total de metros quadrados que emite radiação).

Podemos portanto inferir o raio de estrela através da sua luminosidade e temperatura superficial. Por exemplo a estrela Capela, cuja temperatura superficial é de 5 200 K, próxima da do Sol. Como a sua luminosidade é 130 vezes superior à do Sol, Capela tem de ser muito maior que o Sol (cerca de 14 vezes)

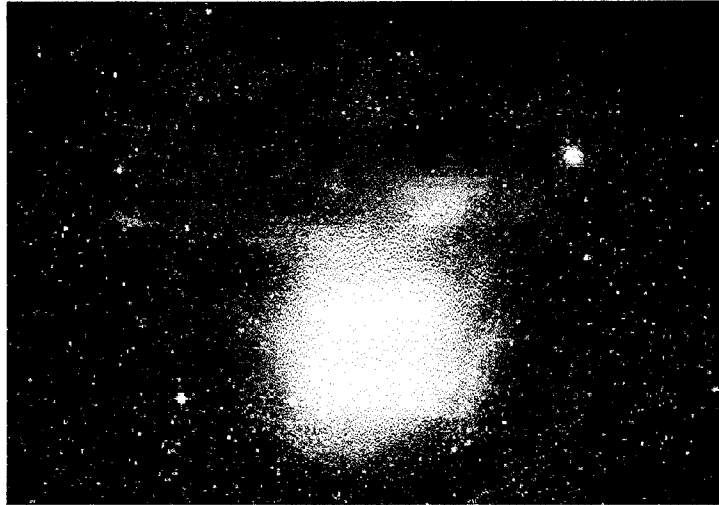


Fig. 1.20 – Foto de Antares A e B, Antares A é a estrela que se encontra no centro da imagem, Antares B encontra-se acima e ligeiramente à direita de Antares A.

## 1.6 O Diagrama H–R

Na tabela seguinte são apresentados as propriedades físicas de algumas estrelas importantes do céu de inverno.

Estrela	Classificação Espectral	Temperatura superficial (k)	Raio (Sol=1)	Distância (anos-luz)	Luminosidade (Sol=1)
Epsilon Orionis	B0	24 800	37	1600?	470 000?
Rigel	B8	11 550	74	815	90 000?
Régulo	B7	12 210	3,6	69	270
Sírio A	A1	9 970	1,7	8.7	23
Prócion A	F5	6 510	2,1	11	7
Sol	G2	5 780	1.00	$1.6 \times 10^{-5}$	1,00
Capela	G5	5 200	14	41	130
Epsilon Eridano	K2	5 000	0,7	11	0,28
Aldebarã	K5	3 780	61	60	700
Betelgeuse	M2	3 600	2000	500	21 000?
Sírio B	Anã branca	30 000	0,0073	8.7	0,003

Tabela 1.2

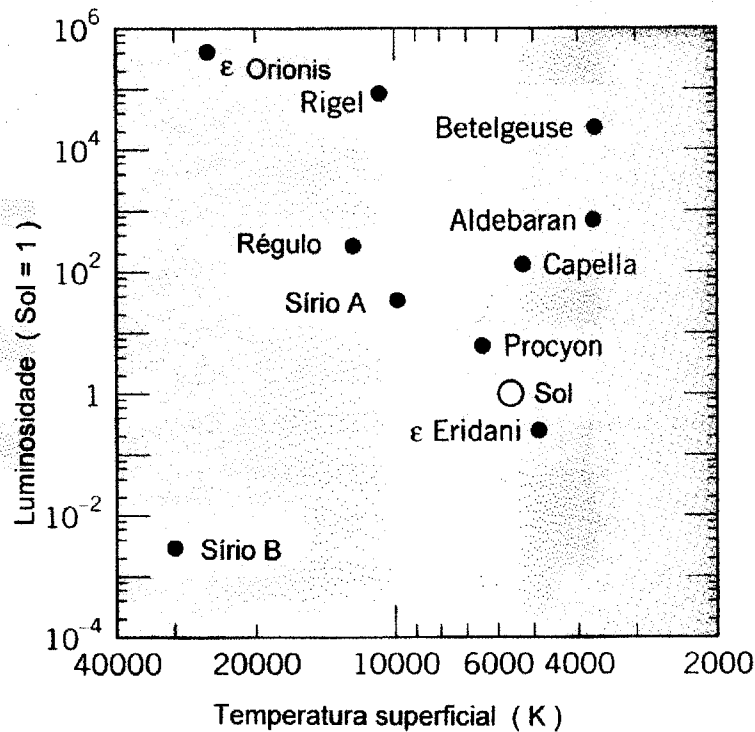


Fig. 1.21 – Diagrama Temperatura – luminosidade para algumas estrelas do céu do inverno (ver dados na tabela). Inclui-se o Sol para termo de comparação. No eixo vertical temos a luminosidade (crescente de baixo para cima) em relação ao Sol, no eixo horizontal temos a temperatura superficial, aumentando da esquerda para a direita, ao contrário do mais habitual.

Com estas estrelas construímos um gráfico de temperatura – luminosidade (fig. 1.21). Gráficos deste género, foram pela primeira vez realizados no início deste século, por dois astrónomos independentemente, Ejnar Hertzsprung (1873 - 1967) e Henry N. Russel (1877 - 1957). Em homenagem a estes astrónomos, estes gráficos são designados por diagramas Hertzsprung – Russel (habitualmente abreviado para diagrama H–R). Note que os astrónomos seguiram uma estranha convenção de no eixo horizontal do gráfico colocarem a temperatura a aumentar da direita para a esquerda, ao contrário do habitual.

Examinando a figura 1.21 nota-se que Sírio B se encontra sozinha no canto inferior esquerdo, e Betelgeuse também se encontra sozinha no canto superior direito. Régulo, Sírio A, Procyon, o Sol, e Epsilon Eridano encontram-se ao longo de uma linha oblíqua.

Se construirmos um diagrama H–R com uma grande quantidade de estrelas, nota-se que estas situam-se em regiões bem definidas. O que nos leva a concluir que existe uma relação entre a luminosidade de uma estrela e a sua temperatura, senão os pontos

encontrariam-se distribuídos aleatoriamente pelo gráfico.

Cerca de 90 por cento das estrelas situam-se ao longo de uma faixa chamada **sequência principal**, que começa no canto superior esquerdo (estrelas quentes e muito luminosas, **gigantes azuis**) e atravessa o diagrama até ao canto inferior direito (estrelas frias e pouco luminosas, **anãs vermelhas**).

A maioria dos restantes 10 por cento de estrelas situam-se na parte superior (estrelas frias e brilhantes, **gigantes** e **supergigantes**) ou no canto inferior esquerdo (estrelas quente e pouco luminosas, **anãs brancas**).

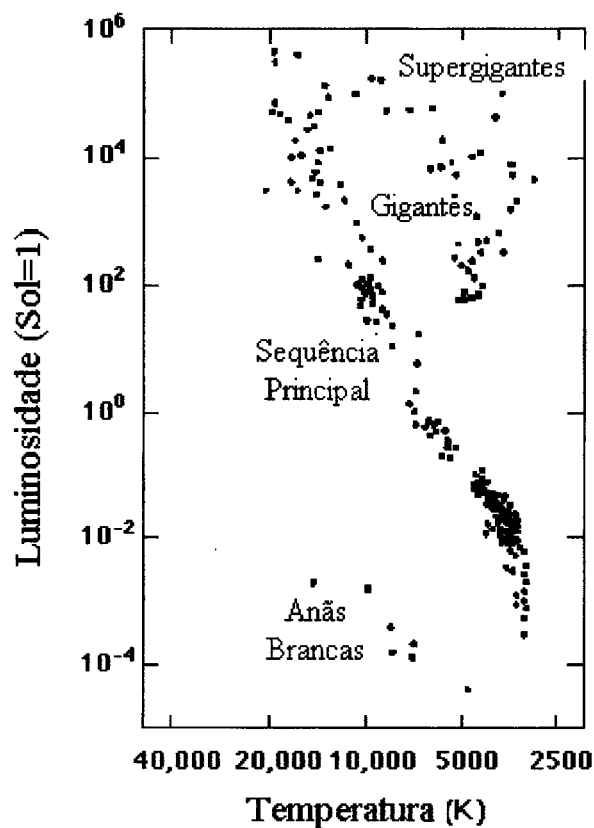


Fig. 1.22 – Diagrama H-R para muitas estrelas. No eixo horizontal a temperatura aumentando da direita para a esquerda, no eixo vertical a luminosidade aumentando de baixo para cima.

## 1.7 Relação Massa Luminosidade

A posição de uma estrela na sequência principal é determinada pela sua **massa**, ou pela quantidade de matéria que possui.

A sequência principal é uma sequência de estrelas de massa decrescente, desde as estrelas do canto superior esquerdo com muita massa (estrelas massivas), e muito luminosas, até às estrelas do canto superior direito, menos luminosas e com pouca massa. (Fig. 1.23)

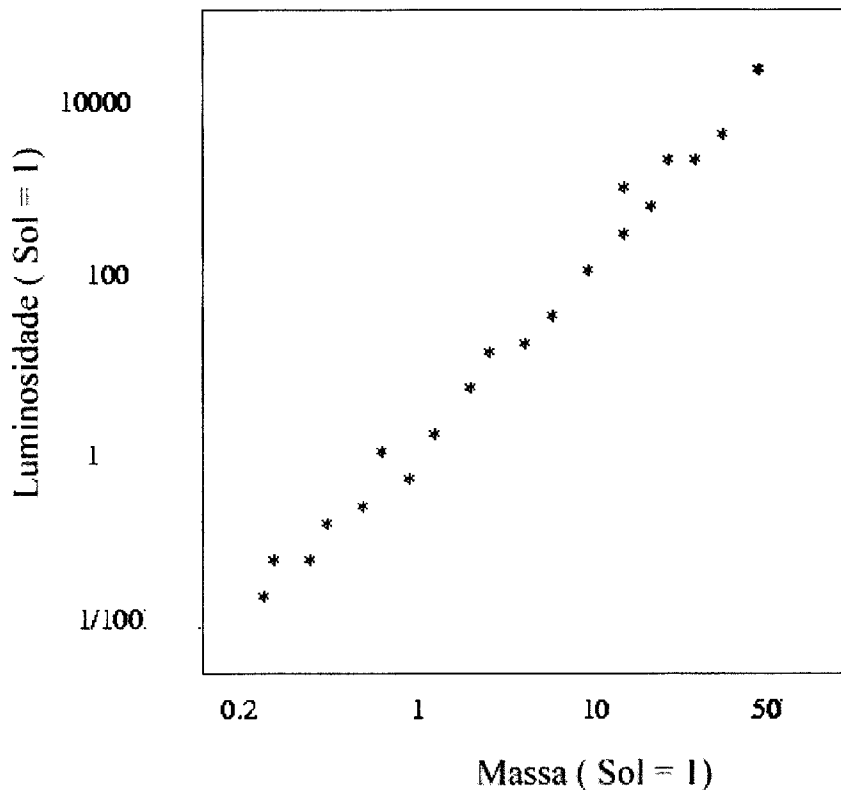


Fig. 1.23 – Os pontos do gráfico representam a massa e a luminosidade de estrelas da sequência principal. Note que existe uma correlação forte entre os pontos, para estrelas da sequência principal a massa determina a luminosidade ( $L \propto M^{3.5}$ ).

Através do estudo de estrelas binárias é possível determinar uma relação empírica entre a massa e a luminosidade de uma estrela da sequência principal. Essa relação diz-nos que quanto mais massiva é a estrela, mais luminosa é. A luminosidade de uma estrela é aproximadamente proporcional à sua massa elevada a 3,5 ( $L \propto M^{3.5}$ ). Por exemplo uma estrela como Sírius tem cerca de o dobro da massa do Sol é portanto cerca de 11 vezes mais brilhante que o Sol

$$M_* = 2 \times M_S \Leftrightarrow (M_*)^{3,5} = (2 \times M_S)^{3,5} \Leftrightarrow L_* = 2^{3,5} \times L_S \Leftrightarrow L_* \sim 11 \times L_S$$

As massas das estrelas, ao longo da sequência principal, não variam muito, ao contrário da luminosidade cuja variação é enorme. As pouco brilhantes anãs vermelhas tem massa de cerca de um décimo da massa do Sol, e as estrelas estáveis com maior massa tem cerca de 60 a 75 massas solares. Enquanto a luminosidade varia desde um milionésimo da luminosidade do Sol, até cerca de 100 000 vezes a luminosidade do Sol.

Esta relação entre a massa e a luminosidade só é válida para as estrelas da sequência principal, não se aplica por exemplo as anãs brancas nem às estrelas gigantes.

## Objectivos

No final deste capítulo deverá ser capaz de:

- Compreender o conceito de paralaxe.
- Utilizar o conceito de paralaxe para determinar distâncias .
- Compreender o conceito de paralaxe anual de uma estrela.
- Utilizar o conceito de paralaxe anual na determinação da distância de uma estrela.
- Explicar a diferença entre fluxo e luminosidade.
- Relacionar o fluxo, a luminosidade e a distância.
- Enunciar e aplicar a lei do inverso do quadrado da distância para a luz.
- Relacionar a cor de uma estrela com a sua temperatura à superfície (temperatura efectiva).
- Identificar, descrever e interpretar os três tipos de espectros: de emissão, de absorção e contínuo.
- Explicar porque é que o espectro de absorção ou emissão nos indica qual o elemento químico que o produziu.
- Explicar como é possível determinar a composição química e temperatura da superfície de uma estrela através da análise do seu espectro.
- Explicar a razão da divisão das estrelas em classes espectrais e relacionar esta divisão com a temperatura efectiva da estrela.
- Estabelecer a relação entre a luminosidade, temperatura efectiva e tamanho de uma estrela, assumindo que esta radia como um corpo negro.
- Esboçar um diagrama H-R indicando a posição da sequência Principal, das Gigantes, Supergigantes e Anãs.
- Relacionar a massa e a luminosidade de uma estrelas da sequência principal.



Um exemplo de nuvem molecular próxima de nós, é a Nebulosa de Oriente (fig. 2.1); encontra-se na zona da espada da constelação de Oriente, a uma distância de cerca de 1500 anos luz, e estende-se por mais de 30 anos luz. A nebulosa é iluminada pela fluorescência do hidrogénio que se encontra perto das estrelas de tipo espectral O. As estrelas de tipo O são tão quentes que produzem uma enorme quantidade de radiação ultravioleta. A radiação ultravioleta ioniza o hidrogénio envolvente. Quando os electrões se tornam a juntar aos núcleos de hidrogénio, produzem luz visível. Observam-se várias estrelas em formação perto das estrelas do trapézio. Elas aparecem como manchas alongadas na figura 2.1.

As zonas das nebulosas onde existe emissão de hidrogénio são as chamadas regiões HII e indicam zonas de formação estelar, são o efeito de estrelas quentes e jovens. Como uma estrela do tipo O vive só alguns milhões de anos, muito pouco para uma estrela, estas não vivem tempo suficiente para saírem da região aonde se formaram, a energia que esta radiam ioniza o hidrogénio da nuvem-mãe, originando as regiões HII. Por trás da parte visível da Nebulosa de Oriente encontra-se uma região muito mais densa de gás e poeira suficientemente frio para permitir a formação de moléculas. Muitas estrelas se estão a formar no interior destas.

Fragmentos de nuvens moleculares gigantes com dezenas ou centenas de massas solares começam a contrair (fig. 2.2). As ondas de choque que desencadeiam esta contracção podem ser devidas à explosão de uma supernova próxima, fase final da evolução de estrela de grande massa, ou pela passagem da nuvem numa zona de maior gravidade, que se encontram nos braços em espiral da galáxia. Estas ondas de choque comprimem a nuvem de gás de tal modo que se inicia o colapso gravitacional. As nuvens moleculares, se forem suficientemente frias e densas, tornam-se instáveis a perturbações entrando facilmente em colapso. Qualquer que seja a razão, o resultado é o mesmo a formação de um proto-estrela

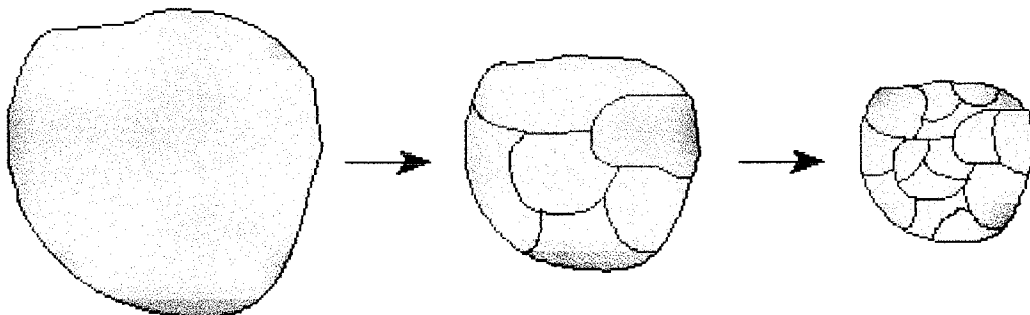


Fig. 2.2 – Fragmento de uma nuvem molecular gigante em contração, dando origem a uma proto-estrela.

## 2.2 Proto-estrela

Uma **proto-estrela** é uma estrela na sua primeira fase de evolução. Pode se pensar que uma proto-estrela é o embrião de uma estrela. Há medida que uma massa de gás colapsa aquece porque as partículas de gás aproximam-se umas das outras. A energia das partículas que estão a cair devido a força da gravidade, transforma-se em energia térmica aumentando a temperatura. A massa de gás torna-se suficientemente quente para produzir radiação de infravermelho e micro ondas

Inicialmente a força da gravidade puxa a matéria para o centro, fazendo com que esta se contraia e se torne cada vez mais densa e quente. A proto-estrela continua a acretar matéria à medida que se contrai. A contração gravitacional da nuvem e da proto-estrela provoca um grande aumento da temperatura e da pressão no centro.

O fluxo de calor do centro quente para a superfície fria faz com que a proto-estrela radie esta energia para o espaço. A proto-estrela começa a brilhar emitindo radiação essencialmente no infravermelho.

Numa nuvem em rotação, um disco de poeira e gás pode rodear a proto-estrela. Este disco também radia energia em infravermelho. Possíveis partículas no disco começam a aglomerar matéria que poderão vir a criar planetas.

Quando a temperatura da região mais central atinge 1 500 a 2 000 graus kelvin o hidrogénio molecular ( $H_2$ ) começa a ser dissociado em hidrogénio atómico (H), como a dissociação molecular absorve energia a temperatura da proto-estrela mantém-se constante apesar de continuar a contração gravitacional. Quando terminar a dissociação molecular a temperatura aumenta até os 5 000 – 6 000 K, e inicia-se a ionização do hidrogénio, que absorve energia, enquanto continua a ionização do hidrogénio a temperatura mantém-se constante.

De novo a temperatura aumenta apenas quando todo o hidrogénio está ionizado em  $H^+$ , cresce até 10 000 a 20 000 K, temperatura a que começa a ionização do hélio (He), de novo a temperatura mantém-se constante. A temperatura no centro da proto-estrela só volta a crescer quando se esgotam os elementos neutros. Depois crescerá até 1 000 000 K ( $10^6$  K), temperatura a partir da qual se inicia a fusão nuclear do hidrogénio. Como a fusão do hidrogénio liberta muita energia, a pressão provocada por esta energia é capaz de travar o colapso gravitacional, e a estrutura atinge o equilíbrio, ou seja passa à fase de estrela.

A energia gerada no centro rapidamente começa a ser radiada para o espaço. A elevada temperatura interna e pressão mantém-se.

A elevada temperatura do gás (grande energia cinética) faz com que o gás tenha tendência a “fugir” da proto-estrela, mas a força da gravidade “puxa-o” para o interior, estas duas forças equilibram-se. Este balanço das forças é chamado de **equilíbrio hidrostático**. A proto-estrela pára de se contrair, e começa a emitir a sua própria luz estavelmente no espaço. A proto-estrela torna-se numa recém formada estrela . Tal como nasceu o nosso Sol há 4,5 mil milhões de anos.

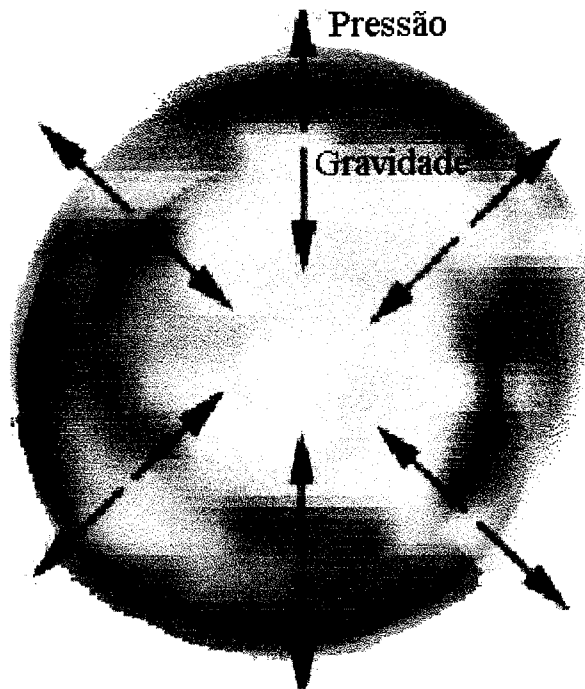


Fig. 2.3 – Quando numa proto-estrela se atinge o equilíbrio entre a força de gravidade e a força devido à pressão do gás, esta entra em equilíbrio hidrostático, a proto-estrela pára de contrair e torna-se numa estrela.

Nem todas as proto-estrelas chegam a estrelas. Se têm uma massa muito pequena, menos de 0,1 massas solares, a temperatura central nunca será suficientemente alta de modo a permitir o início das reacções termonucleares. A “estrela”, que nunca chega a sê-lo, torna-se num planeta como Júpiter.

Observações recentes confirmam esta teoria do nascimento de uma estrela. Proto-estrelas em densos núcleos de nuvens gasosas foram observadas em comprimentos de onda de infravermelho.

Na maior parte dos casos a nuvem origina mais do que uma estrela. Cerca de 70% das estrelas conhecidas estão integradas em sistemas constituídos por duas ou mais, nascidas da mesma nuvem mãe e que, por isso, ficaram a orbitar no espaço em torno de um ponto comum – o centro de massa. Formam-se assim estrelas duplas (sistemas de duas componentes) e os

sistemas múltiplos (mais de duas estrelas). Noutros casos, a nuvem-mãe poderá originar uma só estrela, eventualmente acompanhada por um sistema planetário com vários corpos orbitando em torno dela como é o caso de Sistema Solar.

Há também casos em que, a partir de nuvens de maior dimensões, o colapso gravitacional origina (em várias fases) a formação de um número de estrelas relativamente elevado. Formando-se, deste modo, os enxames de estrelas.

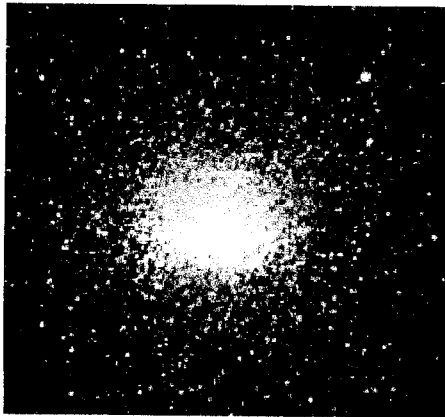


Fig. 2.4 – Exemplo de um exame globular (M3). A região central é constituída por estrelas, relativamente próximas entre si, que os telescópios não conseguem individualizar (resolver). Este exame, que pertence a nossa Galáxia, está a cerca de 32 000 anos-luz da Terra. Sendo as suas estrelas (algumas centenas de milhares) bastante idosas, como é típico nos exames globulares



Fig. 2.5 – Exemplo de um exame estelar aberto : o Exame das Plêiades . é constituído por centenas de estrelas bastante jovens (com cerca de 80 milhões de anos), ocupando uma região do espaço cuja maior dimensão é de 30 anos-luz aproximadamente. O conjunto que esta a cerca de 450 anos-luz da Terra pertence à nossa Galáxia e é facilmente observável.

Os enxames estelares abertos (fig. 2.5) são constituídos por centenas de estrelas jovens; os exames globulares, contendo centenas de milhares de estrelas (figura 2.4) são mais compactos. Os exames estelares que podemos observar pertencem à nossa galáxia.

## 2.3 Origem do Sistema Solar

De acordo com a teoria actualmente aceite, os sistemas de tipo solar formam-se a partir de nuvens de material interestelar que adquirem movimento de rotação antes de se iniciar o colapso gravitacional da matéria em direcção à parte central. Na nossa Galáxia, por exemplo, existem extensas regiões ocupadas por nuvens interestelares constituídas por gases e poeiras, onde permanentemente vão nascendo novas estrelas e, quase de certeza, outros sistemas do tipo solar.

Enquanto se dá o colapso da parte interior da nuvem interestelar, as regiões exteriores tomam a forma de um disco (fig. 2.6 ) também em rotação, sendo aqui a temperatura muito mais baixa que nas proximidades do centro. Nesta fase pode já falar-se de uma nuvem protosolar, pois ela é o embrião de um sistema onde, na parte central, um sol está a nascer. Outros nódulos de matéria , já afastados do centro, vão-se formando, muito provavelmente, por aumento progressivo das dimensões dos pequenos grãos de poeira da nuvem inicial, num processo de aglomeração devido à força gravitacional. A rotação da nuvem protosolar faz com que os materiais menos densos sejam atirados para a periferia onde facilmente congelam, devido às baixas temperaturas a que passam a estar expostos.

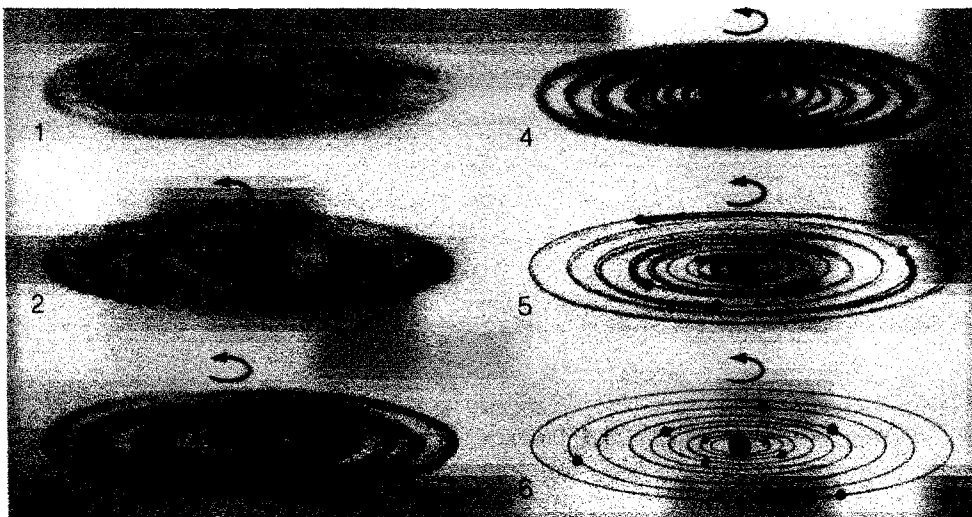


Fig. 2.6 – Fases sucessivas da Formação de um Sistema do Tipo Solar.

Entretanto, a acumulação de material em torno dos referidos nódulos dá origem ao seu crescimento contínuo, até atingirem dimensões consideráveis. Nesta fase podem já ser considerados os embriões de futuros planetas e são, por isso, chamados de *planetesimais*. À medida que este processo continua, a existência de uma instabilidade, resultante da gravidade, facilita as colisões entre planetesimais e a fragmentação de muitos deles, enquanto outros se vão formando. Após este período turbulento vai-se estabelecendo uma certa harmonia, ficando bem definido os locais em que cada planeta vai poder formar-se, bem como as regiões em que nascerão planetas constituídos por elementos mais pesados ou mais leves, de acordo com a menor ou maior proximidade à parte central.

Sendo a formação dos sistemas do tipo solar resultante de uma nuvem interestelar em rotação é de esperar que os planetas e o material residual fiquem a orbitar a estrela central, movendo-se no mesmo sentido. De facto, os planetas do nosso sistema solar orbitam em torno do Sol movendo-se no mesmo sentido. Um observador exterior ao nosso sistema planetário, voltado para o pólo norte da Terra, veria que todos os planetas orbitam o Sol movendo-se no sentido directo (fig. 2.7), o mesmo sucedendo com quase todos (excepto Vénus) no que diz respeito ao movimento de rotação em torno deles próprios.

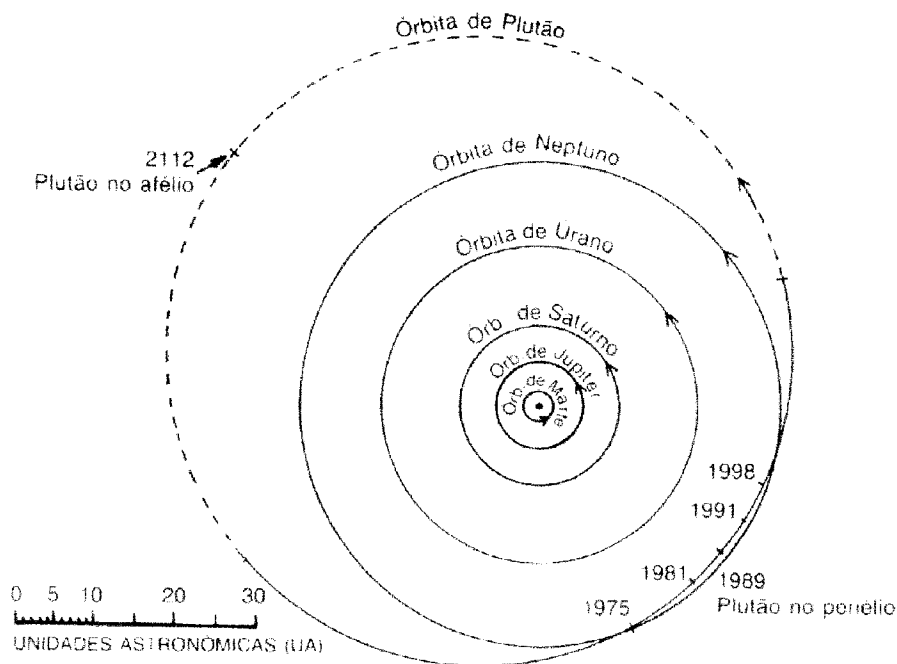


Fig. 2.7 – Representação à escala das órbitas dos planetas do Sistema Solar. As órbitas de Mercúrio, de Vénus e da Terra, interiores à de Marte. São diminutas em comparação com as dos restantes planetas, pelo que não puderam ser aqui desenhadas. Observe-se que a excentricidade da órbita de Plutão que intersecta a de Neptuno. Representou-se a tracejado a parte da órbita de Plutão que fica para sul do plano da órbita da Terra.

O Sol também roda no sentido directo, em torno do seu próprio eixo.

As órbitas dos planetas são elipses de pequena excentricidade (quase circunferências) excepto nos casos de Mercúrio e Plutão (fig. 2.7).

Sabe-se também que as órbitas dos planetas em torno do Sol, embora não estejam todos rigorosamente no mesmo plano, apresentam pequenas inclinações entre si (fig. 2.8).

Os três factos referidos (translação e rotações predominantemente no mesmo sentido, quase circulares e pequenas inclinações relativas dos planos orbitais ) são compatíveis com a hipótese de formação dos sistemas solares a partir da mesma nuvem de matéria interestelar.

A nossa presença na Galáxia é relativamente recente. De facto, o Sol existe há cerca de 4 600 milhões de anos, enquanto que as estrelas mais velhas da nossa Galáxia contam já idades da ordem dos 10 000 milhões de anos. Conclui-se, portanto que a nossa estrela é já de Segunda geração, tendo-se formado a partir do material resultante da explosão de estrelas que existiram anteriormente.

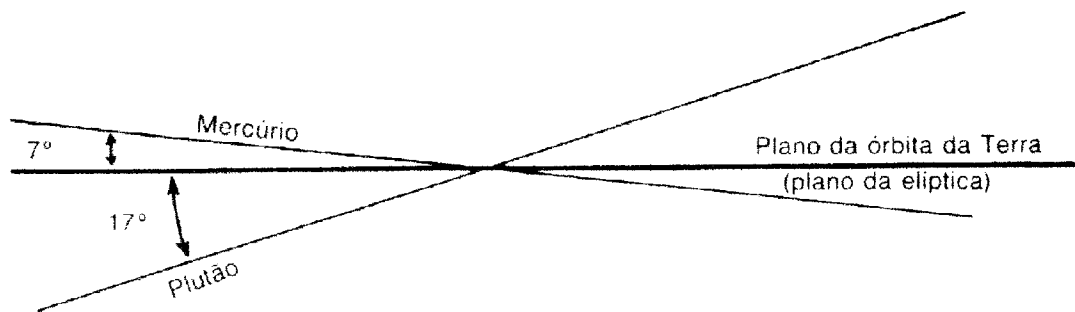


Fig. 2.8 – À excepção dos casos extremos de Mercúrio e Plutão, os planos das órbitas dos planetas principais são quase coincidentes com o plano da órbita da Terra.

## Objectivos

No final deste capítulo deverá ser capaz de:

- Identificar as características básicas de uma nuvem molecular.
- Descrever as ideias fundamentais do processo de contracção gravitacional de uma nuvem.
- Descrever o processo de formação de uma estrela.
- Identificar as diferentes fases de formação do Sistema Solar.
- Esboçar o cenário, de acordo com a teoria actualmente aceite, da formação do Sistema Solar.
- Identificar os factores que suportam o cenário teórico da formação do Sistema Solar.

## 3. Vida das Estrela

### 3.1 Evolução estelar

As estrelas têm uma vida finita – muito longa comparada com a humana, mas finita. Os nossos bisavôs viam as mesmas estrelas que nós observamos hoje no céu. Estrelas como o nosso Sol vivem cerca de 10 mil milhões de anos ( $10^{10}$  anos). Estrelas mais massivas que o Sol tem vidas mais curtas, alguns milhões de anos. O facto de observarmos estrelas massivas indica-nos que teve lugar o nascimento de estrelas no passado e que ainda ocorre. De outro modo veríamos poucas estrelas, especialmente das mais massivas, que vivem relativamente pouco tempo.

As estrelas evoluem porque brilham. Ao perder energia para o espaço, as estrelas têm de mudar. No entanto enquanto envelhece uma estrela não arrefece. Ao contrário da maioria dos objectos, as estrelas não arrefecem quando libertam energia. As reacções nucleares no núcleo repõem a energia que a estrela liberta, em forma de radiação para o espaço.

Estudar a evolução estelar é difícil, uma estrela como o Sol vive mais de 100 milhões de vidas humanas, não há hipótese de observar a evolução de uma estrela em particular, mas podemos observar muitas estrelas, e se soubermos a sua luminosidade e temperatura construir um diagrama H-R. Utilizando um diagrama H-R com muitas estrelas podemos adivinhar a evolução de uma estrela.

Para melhor compreender como o diagrama H-R nos pode dizer como evolui uma estrela vamos tentar fazer um estudo análogo com pessoas.

Vamos imaginar que somos borboletas e a nossa vida se limita a um dia. Durante o dia de vida de uma borboleta, ela não se consegue aperceber das alterações das pessoas. Uma pessoa que vê de manhã quando nasce terá o mesmo aspecto à noite quando a borboleta morre. No entanto a borboleta vê muitas pessoas com diferentes aspectos, altas, baixas, novas, velhas... A borboleta não consegue acompanhar a vida de uma pessoa, mas com a observação de muitas pessoas pode concluir que as pessoas mudam ao longo da sua vida.

Suponhamos que se pergunta a várias pessoas, escolhidas ao acaso, o seu peso e altura e se constrói um gráfico de peso e altura. Nota-se que a maioria dos pontos tendem a cair ao longo de uma linha, o que mostra que o peso geralmente aumenta com a altura. Mas pode encontrar-se grupos de pontos que não se situem perto desta linha

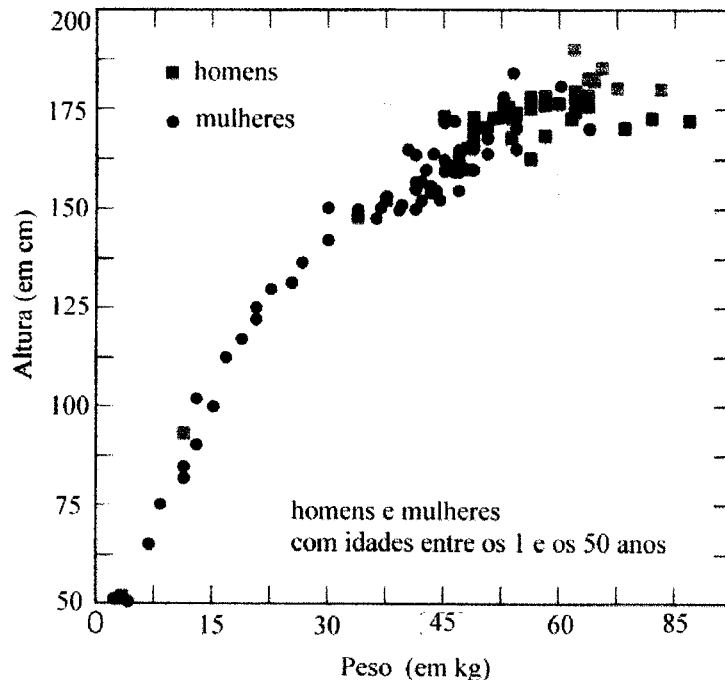


Fig. 3.1 – Gráfico de Peso – Altura, de uma amostra de pessoas com idades compreendidas entre o 1 anos e os 50 anos.

Vamos agora construir outro gráfico de peso e altura, mas desta vez os pontos do gráfico representam os valores médios do peso e a altura, de um ser humano do sexo masculino, desde o seu nascimento até aos 20 anos (fig. 3.2). A linha que une os pontos mostra como evolui o peso e a altura de uma pessoa ao longo da sua vida. Se compararmos os dois gráficos vemos que as linhas são semelhantes, o que nos permite interpretar, o gráfico de peso e altura de muitas pessoas, como sendo um trajecto típico da evolução do peso e da altura de uma pessoa em particular.

No primeiro gráfico o tempo está implícito. Do mesmo modo, o tempo e a idade estão implícitos num diagrama H-R, no qual estão representadas duas propriedades fundamentais das estrelas, temperatura superficial e luminosidade. As alterações destas propriedades externas das estrelas ao longo da sua vida, são análogas as alterações sofridas pela altura e pelo peso de uma pessoa ao longo da sua vida.

Como vimos o diagrama H-R dá-nos pistas que nos permitem perceber a evolução de uma estrela ao longo dos tempos, apesar de nos ser impossível observar a evolução de uma estrela já que o tempo de vida das estrelas não é comparável ao nosso.

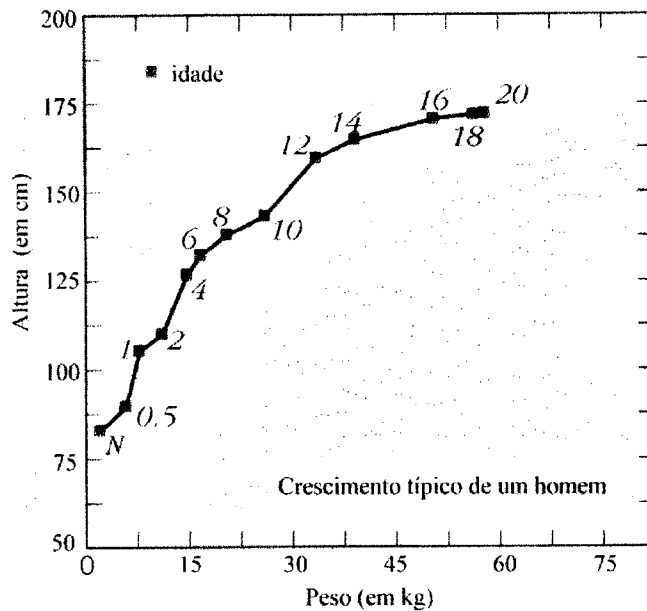


Fig. 3.2 – Gráfico Peso – Altura – Idade. Neste gráfico estão representados, valores médios, para o peso e a altura de uma pessoa do sexo masculino, desde o nascimento até aos 20 anos.

Comparando mais uma vez a vida das estrelas com a vida dos homens. Suponhamos que tirávamos uma fotografia a uma família numerosa. A maioria das pessoas da fotografia estão na meia idade (dos 20 aos 60 anos); veríamos poucos bebés, algumas crianças e adolescentes, e poucas pessoas idosas. Teríamos muitas pessoas da meia idade porque, a maior parte da nossa vida é passada na meia idade; passamos pouco tempo na infância e na velhice. Portanto o número relativo de pessoas nestas idades reflecte a duração relativa de cada uma delas. É evidente que cada pessoa tem uma única vida. Esta fotografia simplesmente apanhou todos os membros da família ao mesmo tempo.

Vamos agora supor que temos um conjunto de objectos que evoluem. Cada um segue a sua vida, mas todos passam por fases semelhantes de evolução, por estádios semelhantes. Podemos estimar o tempo passado em cada estádio evolucionário, comparando o número de objectos neste estádio com os dos outros estádios. (Este argumento só é válido se a taxa de nascimentos e de morte se mantiverem constante, se mais ninguém nascesse, passaríamos a ver só gente velha – até deixarmos de ver quem quer que seja)

Recordando o diagrama H-R de muitas estrelas, que nos relaciona a luminosidade com a temperatura superficial, vemos que a maioria das estrelas se encontram na sequência principal. Portanto as estrelas que nela se encontram, estão a atravessar a fase mais longa e estável da sua evolução.

Outros estádios da evolução e uma estrela tais como gigante vermelha, devem ser mais curtos, já que nós vemos muito menos gigantes vermelhas, do que estrelas da sequência principal.

### 3.2 Importância da massa

Os passos pelos quais passa a vida de uma estrela e o tempo de duração de cada um, depende muito da massa. As estrelas mais massivas evoluem mais depressa que as menos massivas. Como vimos um pequeno aumento da massa da estrela produz um grande aumento de luminosidade.

As estrelas brilham devido as reacções nucleares que ocorrem no seu núcleo. Quanto mais reacções ocorrerem mais luminosa é a estrela. As estrelas massivas têm vidas mais curtas que as estrelas mais pequenas, porque apesar de terem uma maior quantidade de hidrogénio para as reacções nucleares, a taxa de consumo de combustível é muito maior. As estrelas massivas são semelhante aos carros antigos que possuem grandes tanques de combustível, mas que consomem muito combustível. As estrelas mais pequenas são semelhantes aos pequenos e económicos automóveis dos nossos dias, com tanques mais pequenos mas com menores consumos, o que lhes dá uma maior autonomia que os carros mais antigos.

Se um carro com um depósito de 40 litros gasta 8 litros por hora em auto-estrada, então o carro pode viajar durante  $\frac{40 \text{ litros}}{8 \text{ litros por hora}} = 5 \text{ horas}$ . Outro carro com um depósito de

80 litros mas com um consumo de 20 litros por hora pode viajar  $\frac{80 \text{ litros}}{20 \text{ litros por hora}} = 4 \text{ horas}$ .

Para as estrelas a situação é semelhante o tempo de vida de uma estrela depende do combustível disponível, que é proporcional á massa inicial da estrela, e do consumo da estrela, isto é da sua luminosidade  $\text{tempo de vida} = \frac{k \times \text{massa inicial}}{\text{luminosidade}}$ .

A tabela seguinte apresenta o tempo de vida para alguns tipos de estrelas:

M*/Msol	Tempo de Vida (em anos)	Tipo Espectral
60	3 milhões	O3
30	11 milhões	O7
10	32 milhões	B4
3	370 milhões	A5
1.5	3 000 milhões	F5
1	10 000 milhões	G2 (Sol)
0.1	1 000 000 milhões	M7

### 3.3 Tempo de vida de uma estrela

A gravidade controla a vida das estrelas. Uma estrela sobrevive enquanto conseguir contrariar o implacável colapso gravitacional. Quando deixa de radiar a estrela morre.

Para termos uma melhor perspectiva, do tempo que demoram os vários momentos da vida de uma estrela, vamos imaginar que a velocidade do tempo é tal que um ano passa a ser um quinto de segundo. Com esta escala o Sol viverá somente cerca de 65 anos. O nascimento do Sol foi rápido, somente 4 meses passaram desde o início do colapso da nuvem embrionária até à estabilização como estrela recém nascida. Nos seguintes 60 anos o Sol brilhará calmamente à medida que passa pela meia idade. Com a velhice, o Sol gradualmente vai perdendo o combustível para produzir energia. Em cerca de 5 anos o velho Sol expandirá até cerca de 100 vezes o tamanho actual; tornar-se-á numa gigante vermelha . Então uma súbita explosão levará a atmosfera do Sol, deixando para trás um núcleo quente que arrefecerá rapidamente.

O tempo de vida de uma estrela depende quase exclusivamente de quanta massa ela tinha à nascença. As fases importantes que marcam a vida de uma estrela e a duração de cada fase estão directamente relacionadas com a massa da estrela .

Estrelas com muito mais massa que o Sol têm vidas muito mais curtas mas muito mais frenéticas. No entanto para a grande parte das estrelas, o cenário é semelhante ao do Sol; nascimento rápido; uma longa meia idade, com o núcleo a fundir hidrogénio em hélio; uma lenta agonia como gigante vermelha; violência e morte.

Uma estrela é essencialmente uma enorme bola de gás quente essencialmente hidrogénio, aquecido pelas reacções termonucleares do núcleo, vamos de seguida sumariamente analisar estas reacções.

### 3.4 Química das estrelas

Como vimos uma estrela passa a maior parte da sua vida brilhando estavelmente no céu. Os seus valores da luminosidade e temperatura, determinam a sua posição na sequência principal do diagrama H-R.

Uma estrela da sequência principal obtém energia das reacções de fusão, que decorrem no seu núcleo. Quatro núcleos de hidrogénio são fundidos num só mais leve, um núcleo de hélio. (fig. 3.3) A massa que desapareceu foi convertida em energia (o mesmo processo que liberta energia nas bombas de hidrogénio).

A quantidade de energia libertada nas reacções de fusão nuclear pode ser calculada usando a famosa equação de Einstein:

$$E = mc^2$$

onde E = energia; m = excesso de massa e c = velocidade da luz.

Atendendo a equação de Einstein, quando muitas reacções nucleares ocorrem, é libertado uma enorme quantidade de energia. O Sol é uma enorme esfera de gás que brilha estavelmente sem alterações significativas de tamanho e temperatura. Para isto praticamente 5 toneladas de hidrogénio tem de ser convertidos em hélio por segundo para produzir a luminosidade do Sol.

#### 3.4.1 Fusão do Hidrogénio

A fonte de energia fundamental de todas as estrelas é a fusão de hidrogénio em hélio, se bem que esta conversão possa ser seguida através de vários processos. Contudo, nas estrelas do tamanho de Sol desenrola-se quase exclusivamente através de um único processo as cadeias próton-próton (cadeias PP).

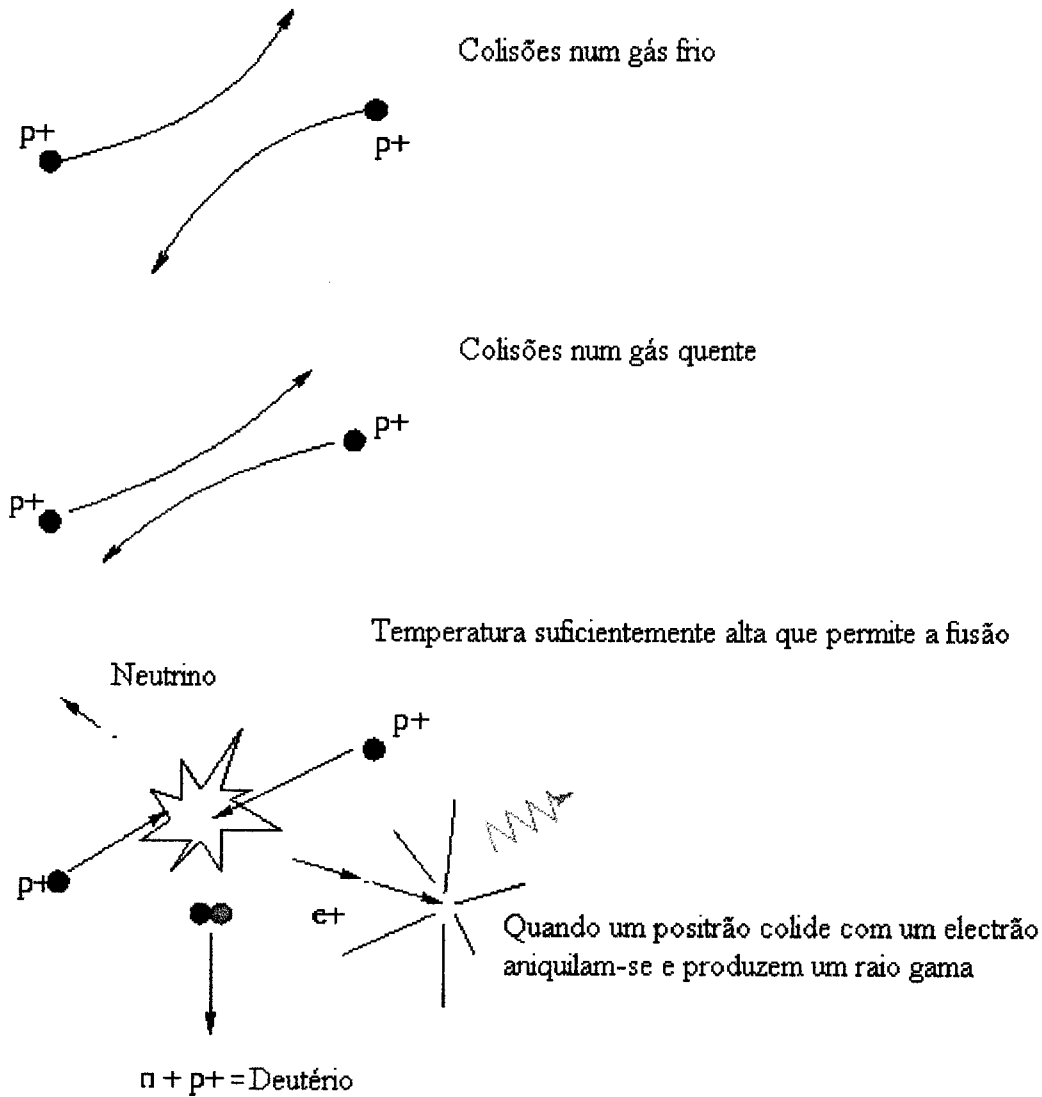


Fig. 3.3 –No núcleo das estrelas as condições de pressão e temperatura permitem a fusão.

A sequência inicia-se quando dois núcleos de hidrogénio se combinam. O núcleo do átomo de hidrogénio é o mais simples de todos, consistindo numa única partícula carregada, o protão. Como os protões têm cargas eléctricas idênticas, repelem-se mutuamente; dois deles podem ser obrigados a juntar-se sob as altas temperaturas e pressões no interior das estrelas, mas só podem permanecer juntas se um deles perder a sua carga, este fenómeno é muito raro e designa-se por desintegração beta de um dos dois protões no instante em que chocam. Isto sucede através da reacção que os transformam num neutrão, o qual tem uma massa ligeiramente superior à do protão mas que não tem carga eléctrica; a combinação assim formada entre um protão e um neutrão chama-se um deuterão (núcleo de deutério)

Durante o processo, são libertados um positrão  $e^+$  (electrão com carga positiva) e um neutrino  $\nu$  (ver fig. 3.4). Este último não possui carga eléctrica nem massa de repouso – ou tem uma massa tão minúscula que ainda não se conseguiu medi-la -, mas detém um poderoso

poder de penetração e transporta consigo uma substancial quantidade de energia. Este processo ocorre, em média, uma vez em cada  $10^9$  anos.

Às temperaturas e pressões vulgares na Terra, um deutrão não demoraria a emparelhar-se com um único electrão, por forma a equilibrar o protão solitário do deutrão; a combinação resultante seria um átomo de deutério, um isótopo do hidrogénio. Como o seu átomo só possui um electrão e um protão, as suas propriedades químicas são idênticas às do hidrogénio.

A transformação nuclear seguinte desenvolve-se muito mais rapidamente, cerca de 1 segundo, o deutrão colide com outro protão, libertando mais uma vez energia - desta feita sob a forma dum fóton do tipo raio gama; o resultado será um núcleo com dois protões e um neutrão... isto é, um isótopo do hélio ( ${}^3\text{He}$ ). Mais tarde, dois destes núcleos colidem e produzem um núcleo de hélio vulgar (dois protões e dois neutrões), junto com mais dois protões

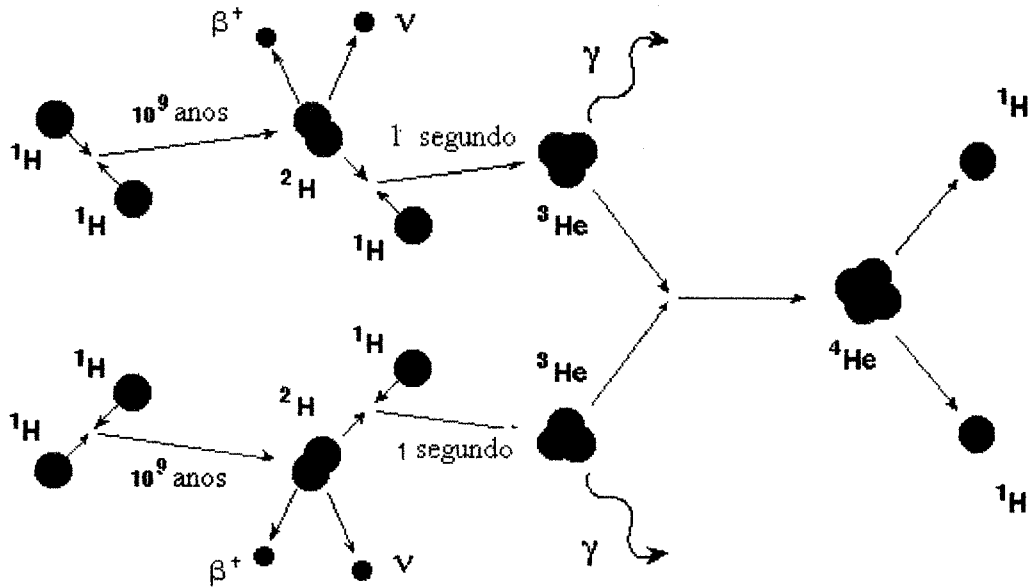


Fig. 3.4 – Cadeias PP (protão-protão). No centro de uma estrela os protões (núcleos de hidrogénio) estão em constante colisão, formando núcleos de deutério, os deuterões. Estes colidem com os protões para formarem núcleos de hélio 3, A colisão entre dois núcleos de hélio 3 gera um núcleo de hélio 4 libertando dois protões , terminando a cadeia.

Deste modo, o resultado líquido da cadeia PP é a formação de um núcleo de hélio a partir de quatro prótons. Parte da energia libertada nas sucessivas etapas da reacção vai aquecer a estrela compensando-a pela energia que perde à superfície, enquanto que outra parte se escapa directamente para o espaço exterior. A maior parte da energia dos neutrinos perde-se já que estas partículas são capazes de atravessar milhares de quilómetros de matéria como se esta não existisse. Por seu lado, a energia transportada pelos positrões não demora a ser convertida em radiação, quando os positrões são aniquilados em colisões com electrões; esta radiação é absorvida pela estrela, que assim consegue manter a sua temperatura .

Uma pequena parte da energia do Sol vem de outro processo de fundir hidrogénio, chamada de ciclo CNO (devido há presença de Carbono, Azoto e Oxigénio nesta reacção). Nas estrelas mais massivas este ciclo é mais importante que as cadeias PP (reacções protão-protão). Se a temperatura no interior de uma estrela é superior a  $20 \times 10^6 K$  , o ciclo CNO produz mais energia que as cadeias PP (podendo ocorrer as duas em simultâneo). A estas temperaturas os núcleos mais pesados movem-se mais a velocidades que lhes permite interaccionar. O resultado do ciclo CNO e das cadeias PP é o mesmo, quatro núcleos de hidrogénio são convertidos num núcleo de hélio, libertando energia. O ciclo CNO predomina em estrelas com massa superior a 1,5 massa solares.

Olhando para o ciclo CNO com mais detalhe (fig. 3.5). O ciclo completo é constituído por seis passos:

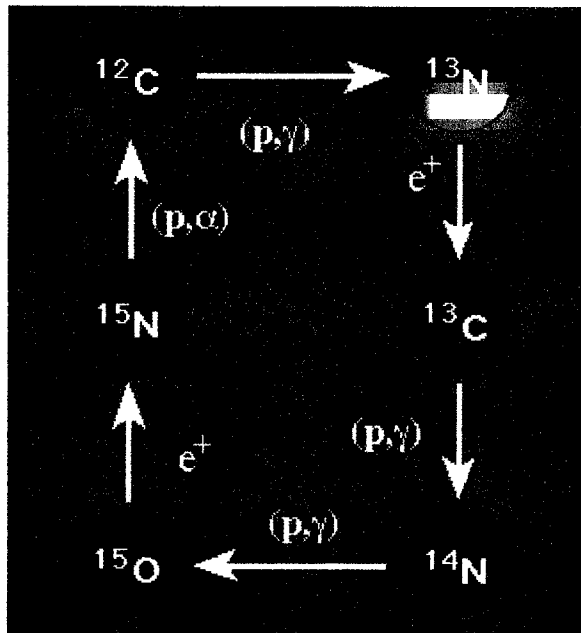


Fig. 3.5 – O ciclo CNO (carbono – nitrogénio(azoto) – oxigénio), um processo de fusão do hidrogénio. O resultado é a conversão de quatro núcleos de hidrogénio num núcleo de hélio; o carbono entra no primeiro passo e reaparece no último.

1. Um prótão ( ${}^1H$ ) colide com um núcleo de carbono, seis protões e seis neutrões ( ${}^{12}C$ ) e converte-se num isótopo radiactivo do azoto, sete protões e seis neutrões ( ${}^{13}N$ ), ao mesmo tempo que liberta um fotão (raio gama). Esta forma de azoto é instável, já que o número de neutrões presentes é insuficiente; em todos os núcleos atómicos de longa vida o número de neutrões iguala ou excede o número de protões.
2. O azoto emite um positrão (mais um neutrino) para que um dos seus protões se transforme em neutrão. O núcleo é agora um núcleo de carbono apesar de ter sete neutrões em vez de seis ( ${}^{13}C$ ).
3. Um prótão agrega-se a esta partícula, emite um raio gama e torna-se num núcleo estável do azoto, já que os seus sete protões estão combinados com sete neutrões ( ${}^{14}N$ ).
4. Outro prótão colide com o núcleo de azoto formando um isótopo instável do oxigénio, com oito protões e sete neutrões ( ${}^{15}O$ ), o oxigénio normal tem oito neutrões; ao mesmo tempo, liberta-se um raio gama.
5. O isótopo do oxigénio decai numa outra forma de azoto, sete protões e oito neutrões ( ${}^{15}N$ ), libertando um positrão e um neutrino.
6. Finalmente, o isótopo de azoto choca com um prótão e divide-se em carbono normal ( ${}^{12}C$ ) e hélio ( ${}^4He$ ).

O carbono actua como catalisador desta reacção ajudando a unir os quatro protões para formar um núcleo de hélio.

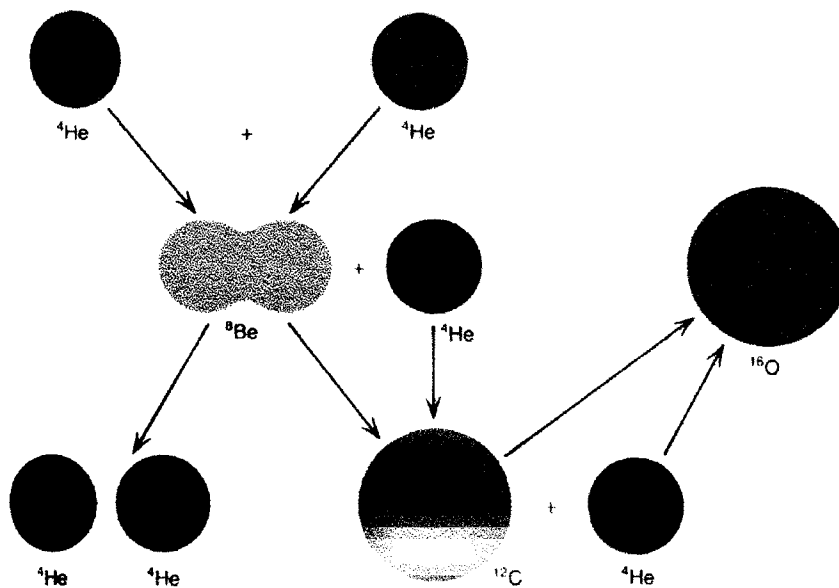
O resultado líquido do ciclo CNO é a produção de núcleos de hélio - um para cada um dos quatro protões consumidos - e a libertação de energia sob a forma de neutrinos, fotões do tipo raio gama  $\gamma$  e positrões. Nas estrelas massivas e no que diz respeito à transformação do hidrogénio em hélio, o ciclo CNO é mais rápido que as cadeias PP, já que durante cada ciclo são criados três fotões (raios gama). O ciclo CNO é uma das principais razões para as maiores quantidades de energia produzidas nas estrelas mais massivas.

Estas reacções ocorrem apenas no núcleo da estrela, onde a temperatura é suficientemente alta para permitir que esta aconteça. Como ambos os processos envolvem a fusão do hidrogénio, dá-se o nome genérico de combustão do hidrogénio. As estrelas têm uma quantidade limitada de hidrogénio para queimar, o núcleo vai-se convertendo em hélio, tornando-se praticamente só composto por este, e as cadeias PP e o ciclo CNO terminam.

As reacções deixam de fornecer energia para manter a temperatura e a pressão.

### 3.4.2 Fusão do Hélio

Quando esgota o hidrogénio no núcleo da estrela, este contrai-se e a temperatura aumenta ( a contracção gravitacional, converte energia potencial em energia térmica). Quando a temperatura do núcleo atinge cerca de  $100 \times 10^6 K$ , outra reacção pode ocorrer; a reacção três-alfa, assim designada porque converte três núcleos de hélio (também conhecidos por partículas alfa) num núcleo de carbono, libertando energia (fig. 3.6). Para começar, dois núcleos de hélio combinam-se para formarem um isótopo do elemento berílio (quatro protões, quatro neutrões), emitindo um fotão (raio gama). De seguida, outro núcleo de hélio funde-se com o berílio e gera um isótopo estável do carbono, com seis protões e seis neutrões, emitindo um novo fotão (gama). Deste modo, o resultado final desta reacção é a conversão de hélio em carbono.



Fusão do hélio em carbono, e transformação do carbono em oxigénio

Fig. 3.6–Reacção três – alfa. Este reacção de fusão do hélio converte três núcleos de hélio num núcleo de carbono produzindo energia.

### 3.4.3 Outras reacções

Quando o hélio do núcleo se esgota, mais uma vez a estrela contrai o seu núcleo e aquece. Se a temperatura aumentar o suficiente, o carbono pode ser fundido em elementos mais pesados, é o processo de fusão do carbono, dois núcleos de carbono fundem-se e produzem um núcleo de magnésio. Este processo requer temperaturas extremamente altas, pelo menos de  $600 \times 10^6 K$ . Se as temperaturas forem ainda mais elevadas, os núcleos pesados podem também eles fundirem-se para formar elementos mais pesados. O ferro, o mais estável de todos os núcleos, termina a sequência das fusões nucleares que liberta energia. Para formar elementos mais pesados que o ferro por fusão nuclear, é necessário fornecer energia que é absorvida, não havendo portanto uma libertação de energia nesta reacções.

Os passos que vão desde o hidrogénio até ao ferro nas reacções de fusão nuclear que ocorrem no núcleo das estrelas são um tipo de nucleosíntese, este processo nuclear cria elementos mais pesados no universo que de outro modo seria unicamente constituído pelo hidrogénio, hélio e lítio originados no Big-Bang.

O aumento da temperatura de uma estrela quando uma reacção de fusão termina deve-se à contracção gravitacional. Uma estrela ao radiar perde energia para o espaço. Se a energia não é repostada pelas reacções nucleares, tem de vir de outra fonte – nomeadamente da contracção gravitacional. Quando a estrela se contrai, alguma energia potencial das suas partículas transformam-se em energia térmica. Portanto a temperatura aumenta, até atingir um valor que permita a ignição da reacção seguinte. Tornando-se a ter reacções de fusão, a pressão aumenta e a contracção nuclear pára.

Durante a vida de uma estrela, pequenos períodos de contracção gravitacional alternam com longos períodos de fusão. (Note que é só o núcleo que tem de contrair e não toda a estrela)

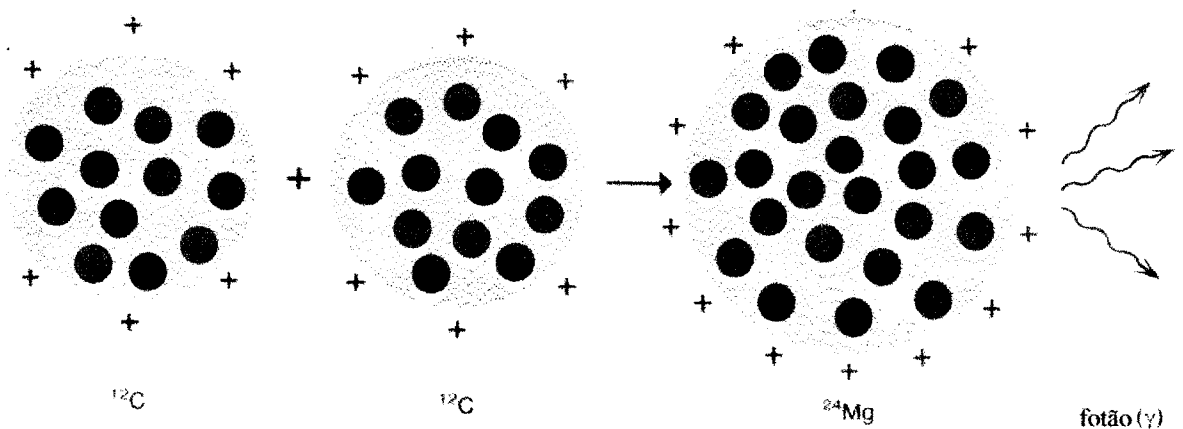


Fig. 3.6 – Fusão de dois núcleos de carbono dando origem a um núcleo de magnésio e libertando energia.

## Objectivos

No final deste capítulo deverá ser capaz de

- Justificar porque é que as estrelas evoluem.
- Mostrar como é que o diagrama H-R de muitas estrelas fornece pistas sobre a evolução de uma estrela.
- Reconhecer a importância da massa na vida de uma estrela.
- Descrever o equilíbrio de forças numa estrela da sequência principal.
- Identificar qual a fonte de energia que mantém estável a estrutura de uma estrela da sequência principal.
- Reconhecer as transformações mais importantes que ocorrem no núcleo de uma estrela da sequência principal.
- Identificar os intervenientes nas reacções de fusão do hidrogénio.
- Identificar as condições que levam à fusão do hidrogénio.
- Compreender as cadeias próton-próton (cadeias PP).
- Compreender o ciclo CNO.
- Reconhecer as semelhanças/diferenças entre cadeias PP e ciclo CNO.
- Identificar em que tipo de estrelas predominam as cadeias PP ou o ciclo CNO.
- Identificar as condições necessárias para ocorrer a fusão do Hélio.
- Compreender as reacções três-alfa.
- Conhecer outras reacções de fusão que libertam energia.
- Associar as reacções de fusão do núcleo à síntese de elementos químicos.

## 4 Evolução de estrelas com 1 massa solar

A gravidade leva ao nascimento de uma estrela. A evolução seguinte é controlada pela massa da estrela. Vamos ver como evolui uma estrela como o Sol, uma estrela de 1 massa solar, tendo uma composição química semelhante à do Sol.

### 4.1 Evolução na sequência principal

Uma estrela quando nasce, ou seja quando a temperatura no seu núcleo atinge valores que permitem as reacções de fusão de hidrogénio em hélio, possui uma certa luminosidade e temperatura superficial, estes valores vão determinar qual a posição da estrela na sequência principal do diagrama H-R. A sequência principal é uma série de estrelas de massa decrescente (mas com composição química semelhante), desde o canto superior esquerdo (estrelas O de grande massa) até o canto inferior direito (estrelas M de pequena massa). Uma estrela semelhante ao Sol passa 80% da sua vida na sequência principal, a este período chama-se tempo de vida na sequência principal. Para estas estrelas, a energia é transportada desde o seu interior essencialmente por radiação. A convecção dá-se só numa zona próxima da superfície.

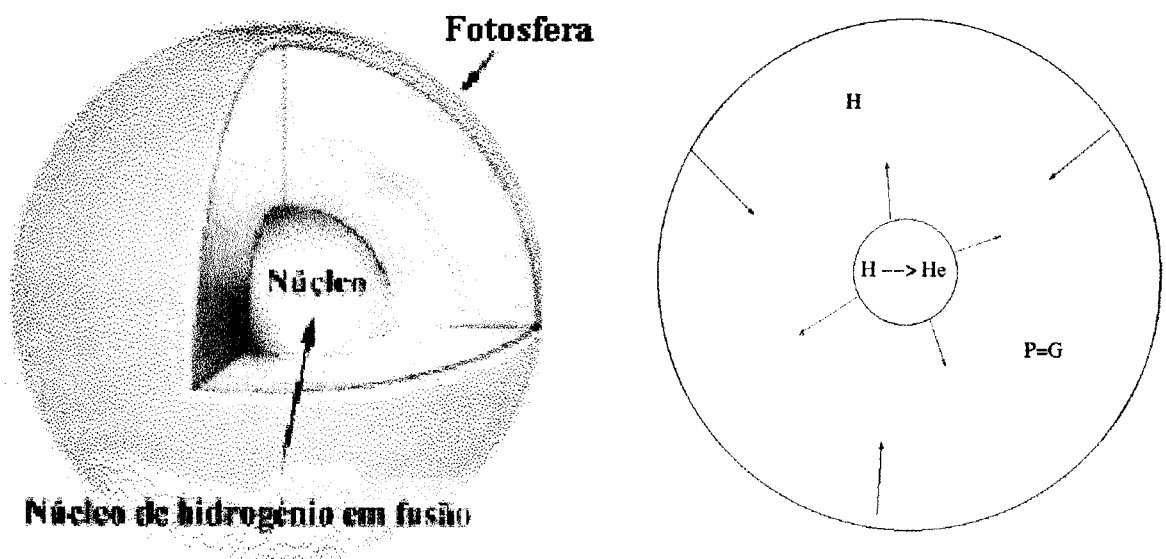


Fig. 4.1 – Os dois esquemas representam um estrela na sequência principal. Nesta fase o núcleo da estrela funde hidrogénio em hélio, a energia libertada nesta reacção equilibra a força da gravidade, e a estrela mantém-se em equilíbrio, brilhando estavelmente.

A velocidade da evolução de uma estrela depende também da sua massa. Nas estrelas massivas o hidrogénio é queimado mais depressa do que numa estrela com menos massa, para equilibrar a força da gravidade que é maior nestas estrelas. O que faz com que as estrelas mais massivas sejam mais luminosas. Por exemplo uma estrela com 15 massas solares vive unicamente 5 milhões de anos. Porque tem uma luminosidade muito maior que a do Sol, cerca de 30 000 vezes superior. Portanto as reacções de fusão têm de ocorrer muito mais rapidamente do que no Sol, 30 000 vezes mais depressa. Por isso, apesar de uma estrela de 15 massas solares ter muito mais hidrogénio para fundir, este é fundido de uma forma muitíssimo mais rápida.

Quando o hidrogénio do núcleo termina, as reacções termonucleares aí cessam. O núcleo é agora formado por hélio inerte. Envolvendo este núcleo existe uma camada de hidrogénio a fundir, hidrogénio em hélio, nesta altura a produção de energia não se dá no núcleo, mas sim nesta camada em torno do núcleo. Aí é produzido mais hélio sendo este armazenado no núcleo central.(fig. 4.2)

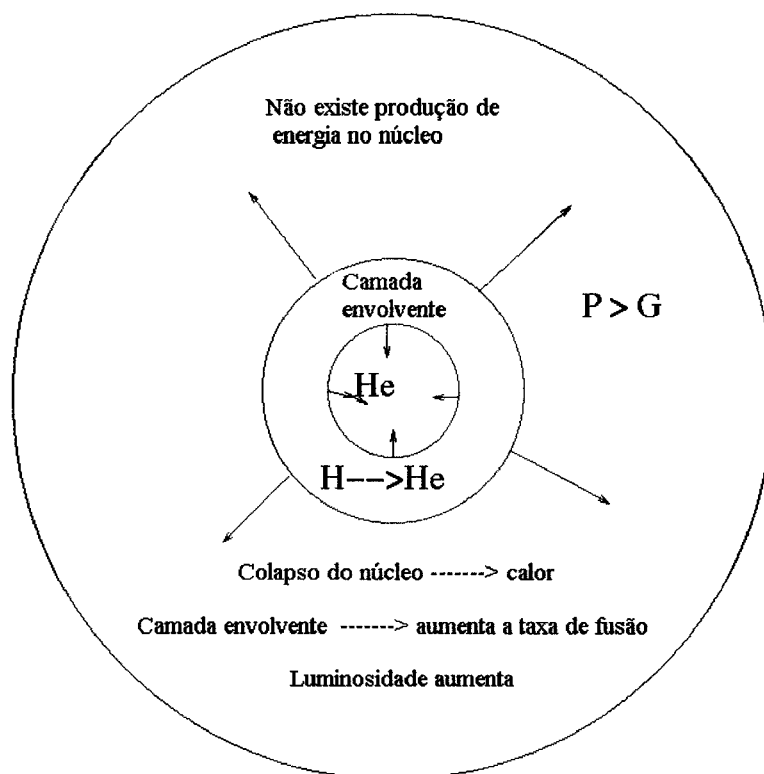


Fig. 4.2 – Esquema de uma estrela após se ter esgotado o hidrogénio no núcleo.

Devido a esta camada de combustão, o núcleo continua a aumentar obrigando a zona de fusão de hidrogénio em hélio a mover-se para regiões mais exteriores e de menor temperatura. Tal efeito leva a que eventualmente a região de fusão deixe de ter condições para continuar a produzir energia. A gravidade no núcleo mais uma vez vence, devido à massa deste e à falta de produção de energia por fusão, o que leva a estrela a uma situação de instabilidade. Termina então a sequência principal.

Todas as fases posteriores da evolução ocorrem em escalas de tempo muito mais curtas que na sequência principal e incluem drásticas alterações da estrutura da estrela.

## 4.2 Gigante Vermelha

Com o fim das reacções de fusão no núcleo, a força da gravidade torna a dominar e o núcleo contraí-se. Dá-se assim o início da fase de instabilidade que leva a estrela a alterar toda a sua estrutura (núcleo e envelope), numa escala de tempo muito curta de forma a adaptar-se à falta de energia provocada pela exaustão do hidrogénio.

Nesta fase de instabilidade o núcleo contraí-se, porque não dispõe de qualquer dispositivo que contrarie a força do seu próprio peso. Ao fazê-lo arrasta consigo as camadas ricas em hidrogénio, que envolvem o núcleo de hélio, para zonas mais interiores.

Estas regiões são mais quentes pois estão mais perto do centro, sendo adicionalmente aquecidas devido à contracção que o núcleo de hélio está a sofrer. A camada envolvente de hidrogénio aquece e a velocidade da fusão nesta camada aumenta. A luminosidade e o raio da estrela aumenta, e a temperatura superficial diminui. A diminuição de temperatura aumenta a opacidade, e a convecção transporta a energia para o exterior. A estrela expande o seu envelope, aumentando de tamanho tornando-se numa **Gigante Vermelha** (gigante – porque tem um grande tamanho; vermelha – porque a temperatura superficial é baixa) (fig. 4.3).

A sua posição no diagrama H–R passa para a zona de baixa temperatura superficial (fig. 4.4). O Sol quando se transformar numa gigante vermelha tornar-se-á 1 000 vezes mais luminoso do que é hoje em dia. O seu raio aumentará cerca de 100 vezes, o Sol engolirá mercúrio.

A gravidade comprime o núcleo da gigante vermelha, este acaba por atingir temperaturas suficientemente altas para se dar início à combustão do hélio em carbono. Quando numa parte do núcleo se desencadeia as reacções três-alfa, o calor produzido por esta reacção de fusão espalha-se rapidamente pelo núcleo, começando todo ele a fundir hélio. O

aumento da temperatura, e assim sucessivamente. Este processo violento é designado por **flash do hélio**. O processo de ignição do hélio e o flash do hélio ocorrem num curto período de tempo, talvez em poucos minutos

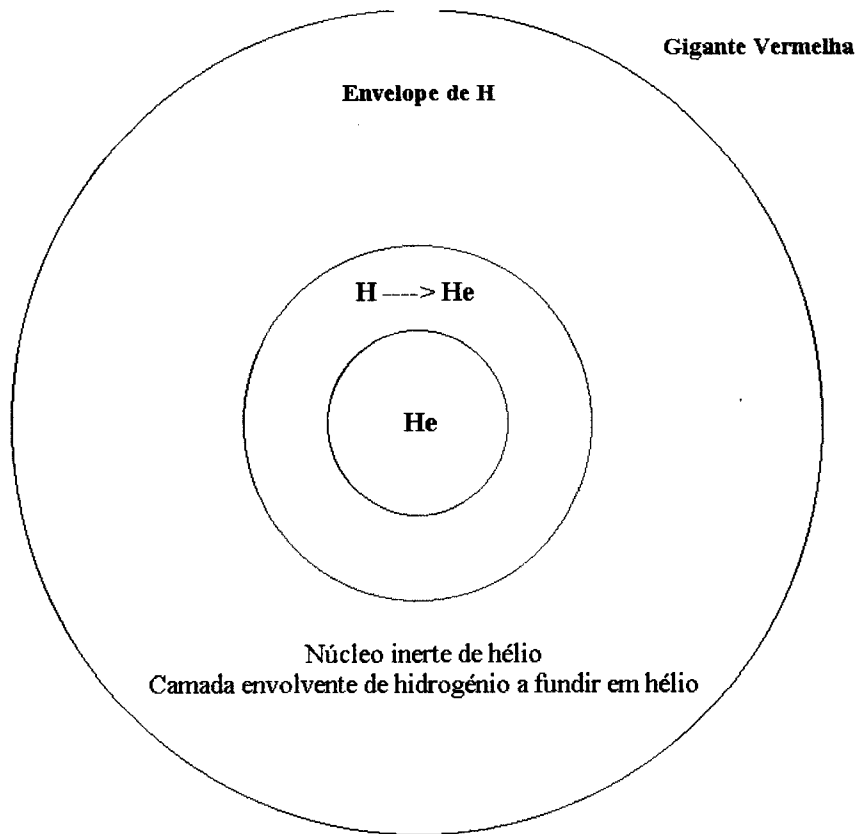


Fig. 4.3 – O esquemas representa uma estrela na fase de gigante vermelha

### 4.3 Ramo Horizontal

A estrela adapta a sua estrutura a esta nova condição diminuindo ligeiramente o raio e a luminosidade (fig. 4.4). Torna a dispor de energia das reacções de fusão que decorrem no núcleo, fusão de hélio em carbono, e a fusão de hidrogénio em hélio numa camada envolvente. Quando a estrela chega a esta fase já perdeu uma parte significativa do seu envelope na fase de gigante vermelha. Esta fase, enquanto a estrela funde hélio no núcleo, é análoga à sequência principal (a estrela a fundir hidrogénio no núcleo); chama-se o **ramo horizontal**. A estrela mantém-se estável, tal como na sequência principal, a energia produzida no núcleo com a combustão do hélio, mantém a estrutura em equilíbrio (trava a contracção do núcleo). No entanto esta reacção de fusão é bastante menos eficiente que a fusão do hidrogénio. Daí que a permanência no ramo horizontal (isto é, a fase de equilíbrio da estrela devido à fusão do hélio) seja muito mais curta do que a fase de fusão do hidrogénio

(sequência principal). Esgotando-se o hélio no núcleo a estrela é obrigada a evoluir mais uma vez:

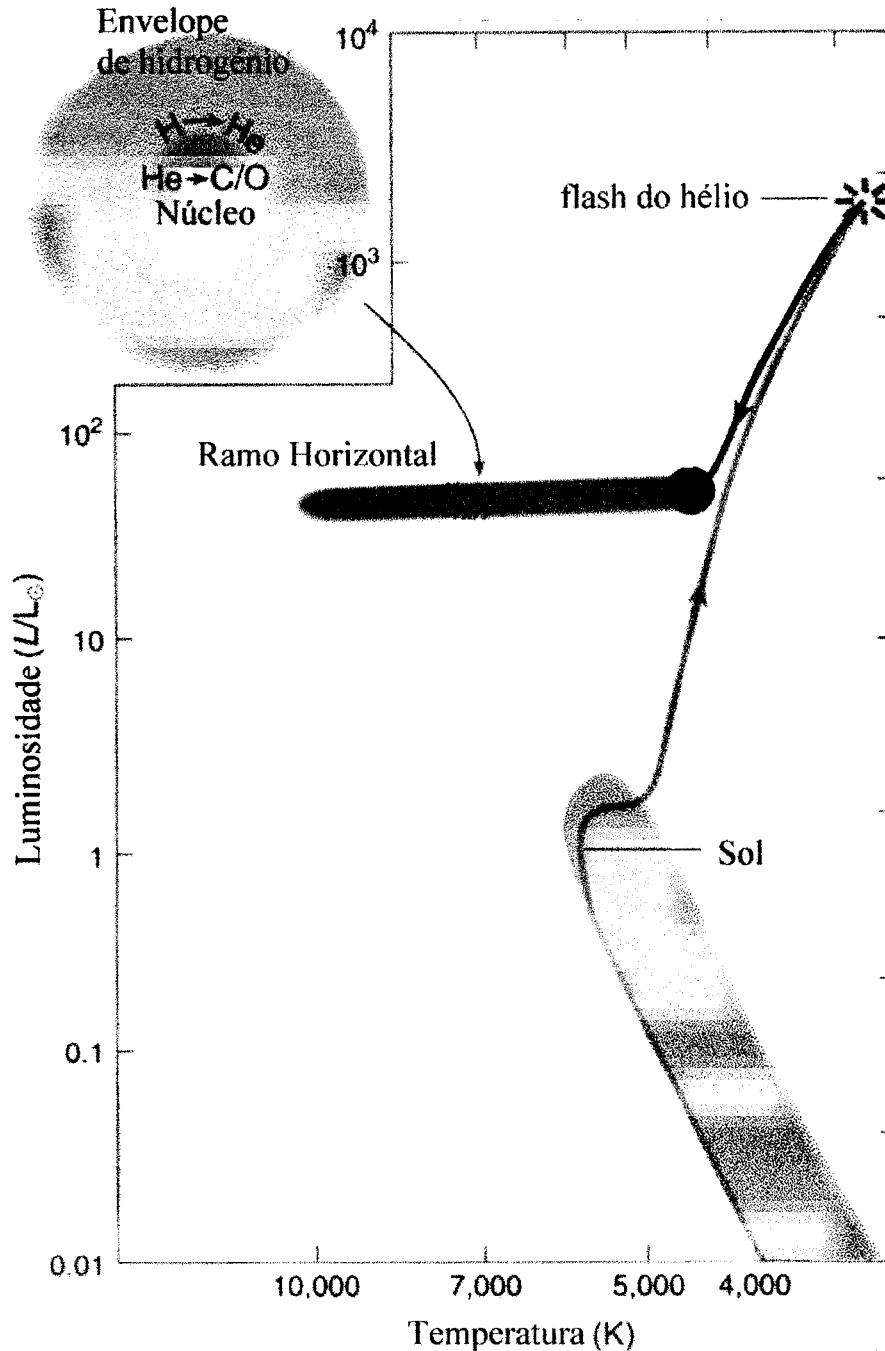


Fig. 4.4 – Diagrama H-R de evolução de uma estrela com uma massa solar até ao ramo horizontal. A zona amarela corresponde a sequência principal. O traço a azul corresponde a fase de gigante vermelha, nesta fase esgota-se o hidrogênio no núcleo e a estrela é constituída por um núcleo de hélio inerte e uma camada envolvente de hidrogênio em fusão, a luminosidade da estrela aumenta e a temperatura diminui. Após o flash do hélio a luminosidade da estrela diminui e a temperatura aumenta, traço a vermelho, até atingir o ramo horizontal, nesta altura a luminosidade mantém-se e a temperatura aumenta. A estrela é agora constituída por um núcleo de hélio a fundir em carbono, e uma camada envolvente a fundir hidrogênio em hélio.

#### 4.4 Ramo Assimptótico das Gigantes

Quando se esgota o hélio no núcleo, mais uma vez param as reacções de fusão no núcleo da estrela. O núcleo perde a fonte de energia que mantinha a sua estrutura, e começa a contrair-se. A contracção do núcleo gera mais calor, empurrando para o exterior as camadas que o envolvem, tornando a estrela maior e mais brilhante. Pela Segunda vez a estrela sobe o ramo das gigantes. Esta ascensão é muito mais rápida que a primeira, o aumento de luminosidade é de certa forma assimptótico, por isso esta parte do percurso evolutivo da estrela é designado por **Ramo Assimptótico das Gigantes (RAG)**. O núcleo de uma estrela no RAG é constituído por carbono e oxigénio inerte, os elementos que resultam da fusão do hélio. Este núcleo encontra-se rodeado por duas camadas (ver fig.4.5) a mais interior fundindo hélio em carbono e oxigénio, a mais exterior fundindo hidrogénio em hélio.

Ao percorrer o ramo assimptótico das gigantes a estrela torna-se maior, mais brilhante e mais vermelha. A luminosidade do Sol nesta fase será cerca de 1 000 vezes a actual. O raio do Sol aumentará tanto que vai ultrapassar a órbita da Terra, ou seja nós seremos engolidos pelo Sol. A temperatura superficial do Sol cairá para os 2 000 k, e o Sol tonar-se-á numa estrela de classe espectral M9. Ao evoluir uma estrela vai perdendo massa, nesta fase de evolução a estrela perde em média  $10^{-5} M_{\odot}$  (mais de três vezes a massa da Terra) por ano, produzindo um manto de gás e poeira.

O núcleo da estrela tem aproximadamente o tamanho da Terra e a temperatura baixou para algumas centenas de milhões de k. Seria de esperar que o núcleo de carbono/oxigénio começasse a fundir, produzindo elementos mais pesados e a energia que travasse a contracção do núcleo, e mais uma vez estabilizasse a estrutura da estrela. No entanto a estrela não tem massa suficiente para que a gravidade consiga contrair o núcleo até este atingir valores de temperatura que provoquem a ignição do carbono. O Sol neste ponto da sua evolução perdeu cerca de metade da sua massa, e uma estrela com  $7 M_{\odot}$  perderá cerca de 80 % da sua massa até atingir esta fase.

O núcleo da estrela finalmente estabiliza tornando-se um gás degenerado e resistindo dessa forma ao seu peso.

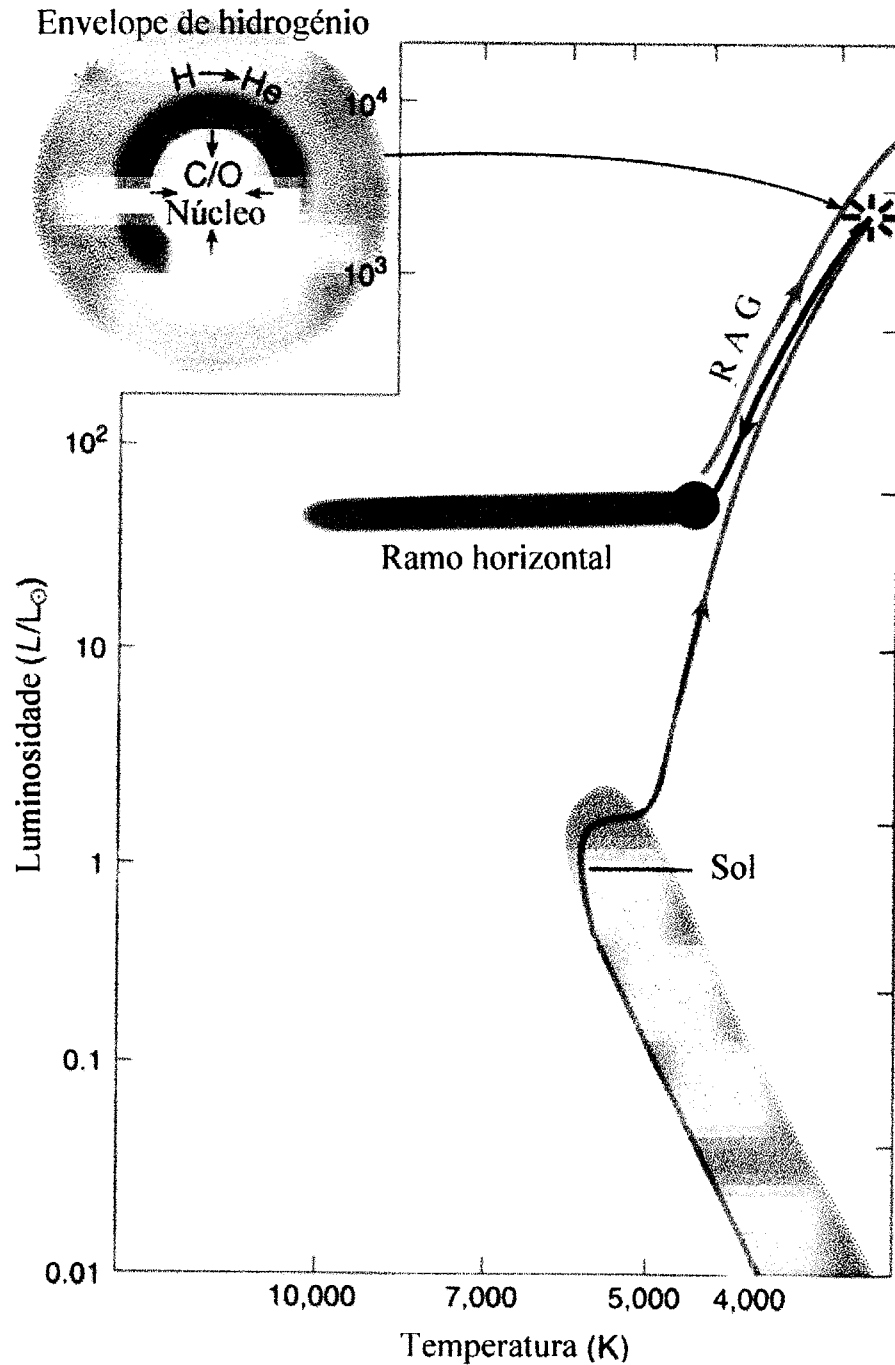


Fig. 4.5 – Diagrama H-R da evolução de uma estrela com uma massa solar até ao ramo assintótico das gigantes. O traço a laranja corresponde a fase de gigante vermelha. A estrela é agora constituída por um núcleo inerte de carbono e oxigénio, rodeado por uma camada de hélio a fundir em carbono, e oxigénio, e outra camada de hidrogénio a fundir em hélio. Rodeada por um envelope imenso de hidrogénio. Quando uma estrela, de 1 massa solar, chega ao topo do RAG já perdeu quase todo o seu envelope e a sua massa é somente de 0,6 massas solares.

## 4.5 Nebulosa Planetária

A estrela é agora constituída por um núcleo de carbono/oxigénio degenerado com metade da massa do Sol rodeado por camadas de hélio e hidrogénio em fusão, envolvidos por uma camada exterior de hidrogénio, pouco denso com um raio entre 0,5 e 1 ano-luz. Um vento forte sopra desde a superfície da estrela (semelhante ao vento solar mas muito mais forte) com velocidades de 1 000 km por hora ou mais, começando a varrer a orla interior da nuvem circumestelar formando uma densa coroa. Ao mesmo tempo, a camada de hidrogénio que se encontra em fusão vai devorando o envelope da estrela. Quando o envelope diminui, o núcleo torna-se cada vez mais exposto, a temperatura efectiva sobe e a estrela move-se para a esquerda no diagrama H-R (fig. 4.7).

Quando a temperatura efectiva atinge os 25 000 k, a estrela começa a produzir radiação ultravioleta suficiente para ionizar e iluminar a coroa comprimida. O resultado é uma das aparições mais graciosas do céu. Uma **Nebulosa Planetária** (fig.4.6), que vista com um telescópio parece um anel gasoso ou um disco com uma estrela azul no centro.

As reacções nucleares terminam e a estrela começa a arrefecer e escurecer. A nebulosa planetária, com uma massa de alguns décimos de massa solar, expande-se no espaço a uma velocidade de 20 km/s, e quando atinge o raio de 3,3 anos luz torna-se débil e difícil de visualizar. Finalmente após cerca de 50 000 anos do seu aparecimento, a nebulosa dissipa-se deixando para trás uma anã branca, a estrela estabilizada para sempre pela pressão do gás degenerado. Tudo que resta ao cadáver é arrefecer e escurecer, processo que levará milhares de milhões de anos.

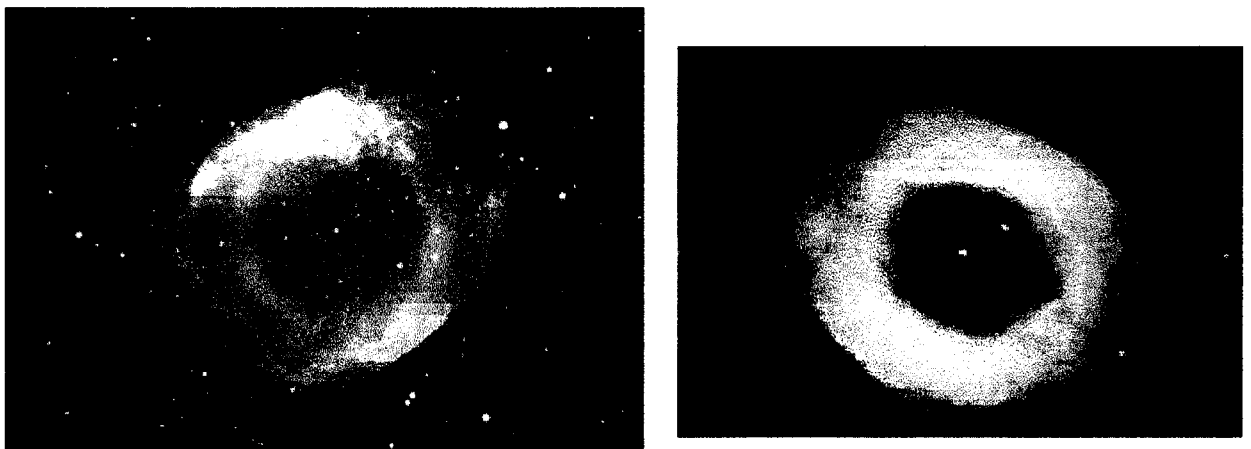


Fig. 4.6 – Duas Nebulosas Planetárias clássicas. A nebulosa de Anel à direita, e a nebulosa de Hélix à esquerda. Repare na anã branca no interior de cada nebulosa.

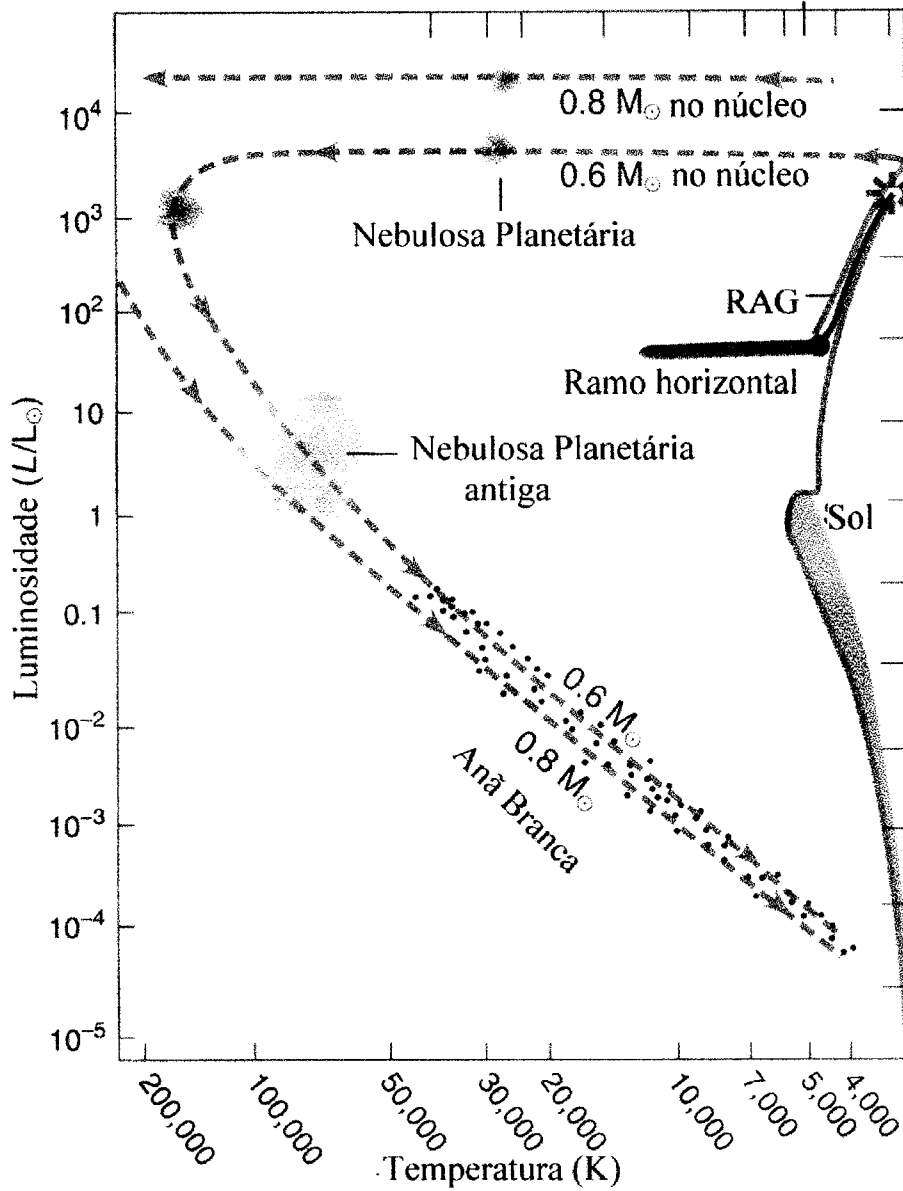


Fig. 4.7 – Diagrama H-R da evolução de uma estrela com uma massa solar até a fase de Anã Branca. Após o ramo assintótico das gigantes a perda de massa é de tal ordem que a estrela está praticamente reduzida ao seu núcleo, a estrela move-se para a esquerda no diagrama H-R (linha laranja a tracejado). Quando a temperatura efectiva da estrela é suficientemente alta, ilumina o gás que a rodeia e dá origem a uma nebulosa planetária. O núcleo arrefece e escurece, tornando-se numa anã branca. Núcleos de maior massa serão mais brilhantes quando termina o ramo assintótico das gigantes e tornar-se ao mais quentes, mas quando arrefecerem tornando-se em anã branca serão mais pequenas e mais escuras

## 4.6 Anã Branca

A Anã Branca é o produto final de evolução de uma estrela de massa entre os 0,8 e 8 massas solares (fig. 4.6). Este tipo de estrelas terminam como densas estrelas constituídas essencialmente por carbono e oxigénio. Enquanto arrefecem e escurecem, vai descendo no diagrama H-R ao longo de uma linha bastante abaixo da sequência principal (fig. 4.7). O traçado evolutivo depende da massa. A maioria das anãs brancas resultaram de estrelas com massa semelhante à do Sol, e tem massa de cerca de  $0,6 M_{\odot}$ . Anãs brancas com maior massa são raras. Só se conhece uma (Siriús B) que tem aproximadamente uma massa solar.

O jovem astrofísico indiano Subramanyan Chandrasekar, durante a viagem de barco que o levou para Inglaterra para onde foi trabalhar em 1930, teve tempo para pensar nas anãs brancas. Quando a massa de uma anã branca aumenta, também aumenta a compressão no interior. O que obriga os electrões a movimentarem-se mais depressa. Chandrasekar apercebeu-se que a sua velocidade aproximava-se da velocidade da luz e era preciso ter em conta a teoria da relatividade. Quando introduziu a relatividade no estudo das anãs brancas, ele descobriu um limite para a massa a partir do qual a pressão do gás degenerado não consegue travar a força da gravidade e a estrela continua a colapsar.

O limite de Chandrasekar é de 1,4 massas solares. Não podem existir anãs brancas com massa maior, esta previsão teórica está amplamente confirmada pelas observações.

Esta é uma das razões que nos leva a distinguir o processo evolutivo de uma estrela de pouca massa entre  $0,8 M_{\odot}$  e  $8 M_{\odot}$ , (estrelas de zona intermédia da sequência principal), do percurso evolutivo de estrelas massivas, com massa superior a  $8 M_{\odot}$ , (estrelas da parte superior da sequência principal). Em estrelas com massa inicial entre  $0,8 M_{\odot}$  e  $8 M_{\odot}$ , o núcleo final tem massa inferior ao limite de Chandrasekar ( $1,4 M_{\odot}$ ). No entanto, o núcleo de uma estrela com massa inicial superior a  $8 M_{\odot}$  acaba com massa superior ao limite de Chandrasekar o que não permite a formação de uma anã branca. Veremos o que acontece no capítulo seguinte.

## Objectivos

No final deste capítulo deverá ser capaz de

- Conhecer as várias fases da vida de uma estrela com 1 massa solar.
- Descrever a estrutura de uma estrela na sequência principal, na fase de gigante, no ramo horizontal, no ramo assintótico das gigantes.
- Reconhecer o aspecto de uma nebulosa planetária e descrever a sua estrutura.
- Descrever a estrutura de uma anã branca.
- Relatar de uma forma simples a vida de uma estrela com 1 massa solar.
- Localizar, num diagrama H-R, as diferentes fases da evolução de uma estrela com 1 massa solar.
- Esboçar, um diagrama H-R, indicando o trajecto da evolutivo de uma estrela com 1 massa solar.

## 5. Evolução de Estrelas Massivas (de grande massa)

Vamos agora analisar a vida das estrelas de grande massa. A evolução destas estrelas difere das estrelas com menos massa, já que estas conseguem atingir temperaturas muito mais altas no seu interior. A pressão da radiação tem um papel muito mais importante no suporte da estrutura da estrela (devido a este facto, não existem estrelas com massas superiores a 100 massas solares, com esta massa a pressão de radiação é de tal modo elevada que faz a estrela explodir). As temperaturas mais elevadas provocam notáveis alterações nos traçados evolutivos de uma estrela nomeadamente:

- 1- Durante a sequência principal a estrela funde o hidrogénio através do ciclo CNO
- 2- O tempo de vida na sequência principal é menor
- 3- As temperaturas superiores vão permitir a fusão do carbono em elementos mais pesados
- 4- O núcleo de hélio não degenera
- 5- O transporte de energia desde o interior é predominantemente feito por convecção e não radiação.

Toda a evolução dá-se cerca de cem vezes mais depressa do que nas estrelas com massa semelhante ao Sol.

### 5.1 Evolução na Sequência Principal

No núcleo de uma estrela de grande massa, o hidrogénio começa por fundir em hélio através das cadeias PP. Quando a temperatura no núcleo atinge os 20 milhões de graus kelvin, o ciclo CNO produz mais energia por segundo do que as cadeias PP, a estrela passa a utilizar predominantemente este processo de fusão. O ciclo CNO utiliza o hidrogénio do núcleo mais rapidamente. Uma estrela de grande massa, na sequência principal, é mais luminosa e mais quente, que uma estrela de pequena massa.

A estrela mantém-se na sequência principal, tal como acontece com as estrelas com menos massa, enquanto existir hidrogénio no núcleo.

## 5.2 Supergigantes

Apesar da sua maior massa e luminosidade, as estrelas da parte superior da sequência principal (tipo espectral O e B) inicialmente têm um comportamento semelhante as da parte intermédia da sequência principal. Quando termina a sua vida na sequência principal, terminando a fusão do hidrogénio no núcleo, a estrela contrai-se. Hidrogénio “fresco” cai para as regiões centrais, formando uma camada de hidrogénio em fusão envolvendo o núcleo inerte. A luminosidade da estrela aumenta apenas ligeiramente, ao contrário do que acontece com as estrelas de pequena massa, cuja luminosidade aumenta muito nesta fase da sua evolução. O raio expande e a temperatura superficial diminui. A estrela desloca-se para a direita no diagrama H-R. O raio toma valores de cerca de 5 U.A., 1000 vezes superiores ao raio do Sol, comparáveis à órbita de Júpiter. Tornando-se a estrela numa **Supergigante Vermelha**.

Entretanto o núcleo contrai-se até obter temperaturas que permitam a fusão do hélio. Ao contrário do que acontece com as estrelas de menor massa, o núcleo de hélio não degenera, a ignição do hélio dá-se antes do núcleo ter densidade suficiente para degenerar. Portanto não ocorre o flash de hélio, simplesmente uma suave ignição das reacções três-alfa.

O arrefecimento da estrela pára, a estrela desloca-se para a esquerda no diagrama H-R.

Nas estrelas de grande massa, a perda de massa, devida ao vento estelar, é muito maior, podendo atingir taxas de  $10^{-5}$  massas solares por ano. Uma estrela com  $20 M_{\odot}$ , na sequência principal, ao atingir o estado de supergigante terá perdido em média  $5 M_{\odot}$ . A estrela começa a devolver o seu material ao meio interestelar. As supergigantes azuis, estrelas muito luminosas, podem rodear-se por uma espessa nebulosa circunstelar, podendo afectar profundamente as regiões próximas criando bolhas enormes no espaço interestelar.

A evolução de uma estrela de pequena massa acaba com a criação de um núcleo degenerado de carbono/oxigénio (C/O). Da evolução das estrelas de grande massa resultam núcleos que ultrapassam o limite de Chandrasekhar e não são capazes de formar uma anã branca. Enquanto a estrela queima hélio vai-se formando um núcleo de C/O, este contrai-se e aquece (fig. 5.1) permitindo que as reacções nucleares continuem.

Ao contrair o núcleo de C/O encontra-se rodeado por camadas de hélio em fusão e hidrogénio. Quando a temperatura atinge valores próximos de mil milhões de K ( $10^9 K$ ), a contracção pára quando o carbono começa a fundir em oxigénio e néon (através das reacções  $^{12}C + \alpha \rightarrow ^{16}O$  e  $^{12}C + ^{12}C \rightarrow ^{20}Ne + \alpha$ , sendo  $\alpha = ^4He$ ) e a seguir magnésio.

O núcleo continua assim rodeado por duas camadas em fusão. Mais energia é agora produzida sob a forma de fótons e neutrinos.

Quando termina o carbono no núcleo, a fusão nuclear neste pára, e o núcleo inerte de O/Ne/Mg contrai-se devida á força da gravidade. A 2 mil milhões de K ( $2 \times 10^9 K$ ), a contracção pára quando o oxigénio/néon/e magnésio começam a fundir através de um conjunto complexo de reacções, numa mistura de silício e enxofre. O núcleo encontra-se agora rodeado por sucessivas camadas em fusão de carbono, hélio e hidrogénio, a estrela começa a parecer-se com uma cebola, com várias cascas. Quando termina o oxigénio, o núcleo resultante de Si/S começa a contrair. A temperatura agora aproxima-se de 3 mil milhões de K ( $3 \times 10^9 K$ ) e as reacções nucleares tornam-se cada vez mais complexas. Quando a temperatura é suficientemente alta, o silício do núcleo começa a reagir e a formar ferro .

Quando é gerada energia nas reacções termonucleares, os núcleos resultantes são mais coesos que os originais. De facto é o acto de ligar protões e neutrões que liberta energia. À medida que a fusão prossegue elementos mais pesados são formados. Com o aumento de partículas nos núcleos, as reacções de fusão libertam menor energia, a fusão do hélio produz somente 10% da energia produzida pela fusão do hidrogénio. No entanto independentemente do elemento que esteja a fundir, a energia libertada tem de suportar o núcleo, contrariando a força da gravidade. Consequentemente a duração das várias fases de fusão, no núcleo da estrela, decresce à medida que este é formado por elementos mais pesados. Uma estrela de tipo espectral O7, com  $20 M_{\odot}$  demora 8 milhões de anos a fundir hidrogénio no núcleo (sequência principal). A fusão do hélio demora cerca de 10% da sequência principal, somente cerca de um milhão de anos.

A fusão do carbono leva cerca de 10% do tempo da fusão do hélio, ou seja cerca de somente 100 000 anos.

O que acontece a seguir é impressionante. Mais de uma massa solar de oxigénio funde completamente em 20 anos, a fusão de todo o silício em ferro leva uma semana. Para estrelas com maior massa ( $> 20 M_{\odot}$ ) o processo ainda é mais rápido.

Claramente algum evento extraordinário está para acontecer.

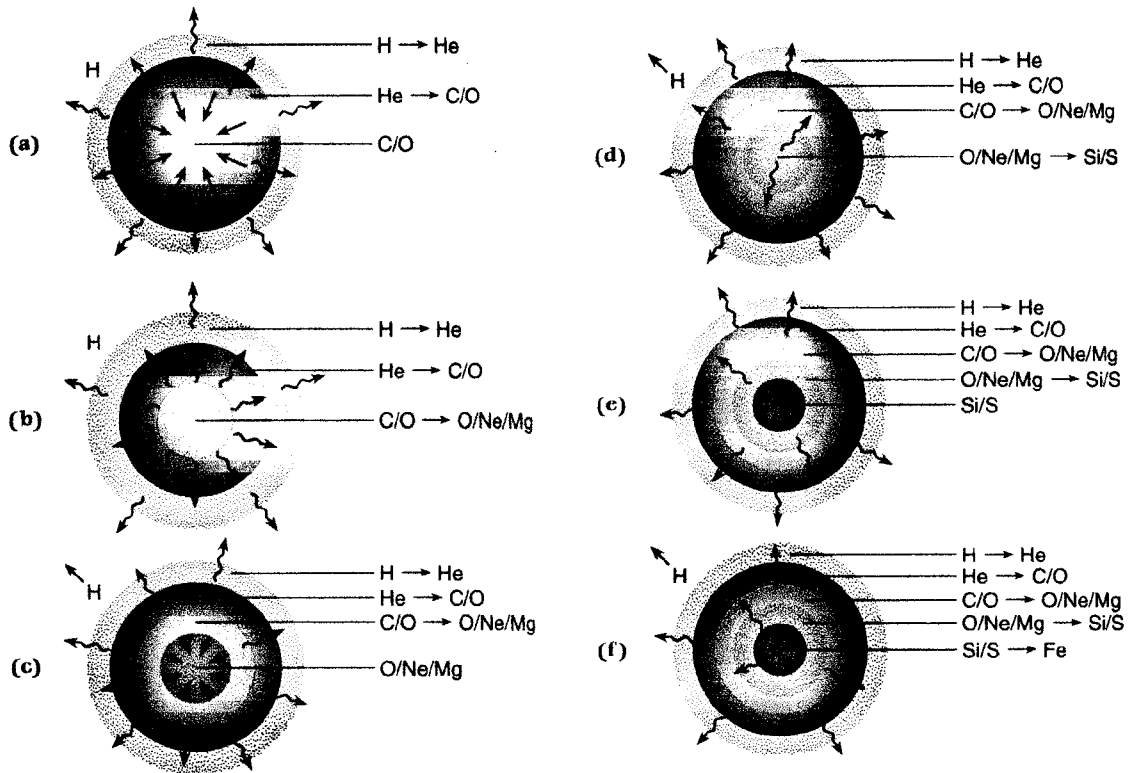


Fig. 5.1 – Estados da fusão nuclear no núcleo de uma supergigante (a) contracção do núcleo de C/O; (b) fusão do carbono em oxigénio, néon, e magnésio; (c) contracção do núcleo de O/Ne/Mg; (d) fusão do O, Ne, e Mg numa mistura de silício e enxofre; (e) contracção do núcleo de Si/S; (f) fusão do Si em ferro. Estas zonas estão rodeadas por uma vasta camada de hidrogénio e/ou hélio. Os diagramas não estão à escala, cada um é sucessivamente mais pequeno

### 5.3 Supernova

A estrela possui agora um núcleo de ferro com mais de 1.4 massas solares (ultrapassou o limite de Chandrasekhar) com alguns milhares de quilómetros de raio. Como se esgotou o silício no núcleo, param as reacções termonucleares neste. Mais uma vês o núcleo de ferro começa a contrair. Mas como o núcleo de um átomo de ferro, é o mais fortemente ligado não se liberta energia com a sua fusão. A fusão do ferro em elementos mais pesados necessita de energia para ocorrer, ao contrário dos elementos mais leves que libertam energia ao fundir. Como a estrela não sabe disso continua a contrair o núcleo de ferro. A temperatura aumenta, os núcleos de ferro chocam uns com os outros. A força repulsiva dos núcleos é superada pela força da gravidade, e o ferro começa a fundir em manganês, gastando energia térmica, desequilibrando ainda mais. O núcleo de ferro não consegue suportar o seu peso, e contrai-se catastroficamente a uma velocidade superior a um quarto da velocidade da luz. Em menos de

um décimo de segundo colapsa, o raio diminui de 1000 km para menos de 50 km, e dentro de poucos segundos para menos de 10-20 km.

Em menos tempo do que é necessário para estalar os dedos  $10^{46}$  Joules de energia são libertados, 99 % desta sobre a forma de neutrinos (a nossa Galáxia com mais de 200 mil milhões de estrelas radia cerca de  $10^{38}$  Joules/segundo). No momento do colapso, a estrela gera uma quantidade de energia por segundo, comparável à gerada por todas as estrelas do Universo observável, esta energia corresponde ao total de energia que o Sol libertará em 9 mil milhões de anos. A temperatura agora aproxima-se dos 200 mil milhões de kelvin. A densidade é superior a  $10^{12} \text{ g/cm}^3$ , um milhão de vezes superior à de uma anã branca.

As camadas que se encontram por cima do núcleo são arrastadas para dentro aumentando a temperatura. De repente, atinge-se a temperatura de fusão de novos elementos e de isótopos radioactivos. Gera-se uma onda de choque que passados algumas horas atinge a superfície da estrela e vai-se propagando pelo espaço arrastando consigo grande parte da matéria da estrela.

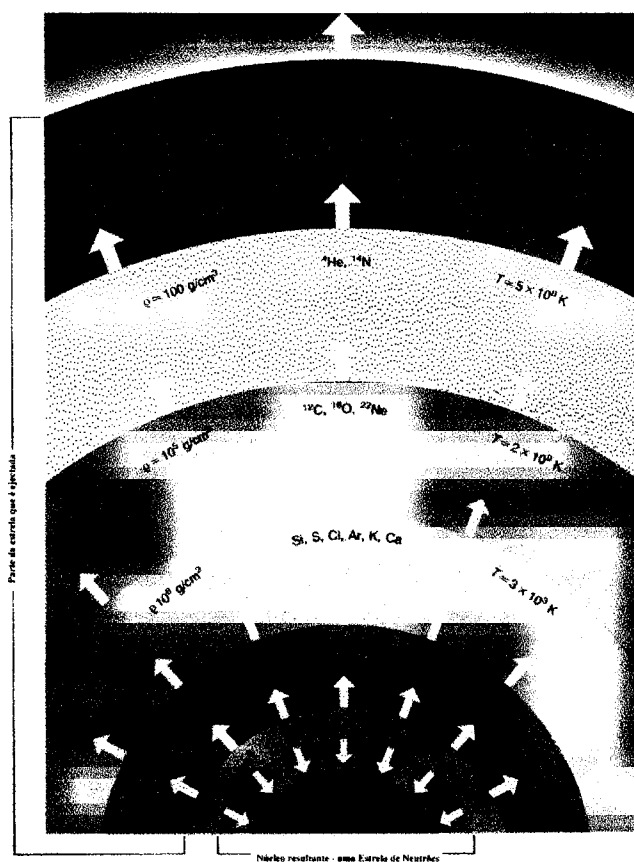


Fig. 5.2 – Modelo do interior de uma estrela de grande massa a quando da explosão de uma supernova. As reacções de fusão criam camadas de diferentes elementos. Quando a temperatura é suficientemente alta, o núcleo de ferro começa a fundir, este processo gasta energia e leva o núcleo a colapsar rapidamente, desencadeando a ignição explosiva de reacções de fusão nas várias camadas. Esta explosão produz uma grande quantidade de neutrinos.

Algumas supernovas não resultam da fase final da evolução de uma estrela de grande massa, ocorrem na evolução de sistemas binários de estrelas, formados por uma gigante vermelha e uma anã branca. Num sistema deste género cria-se um fluxo de matéria da gigante vermelha para a anã branca. Se a quantidade de massa que vai caindo para a anã branca for tal que a massa desta ultrapasse o limite de Chandrasekhar ( $1,4 M_{\odot}$ ) esta entra em colapso. Depois da estrela entrar em colapso, as fases seguintes da sua evolução são semelhantes ao que foi descrito anteriormente. A este tipo de supernovas que surgem como resultado da evolução de um sistema binário designam-se por **supernova tipo I**, enquanto que as supernovas que surgem na fase final da evolução de uma estrela de grande massa designam-se por **supernova tipo II**

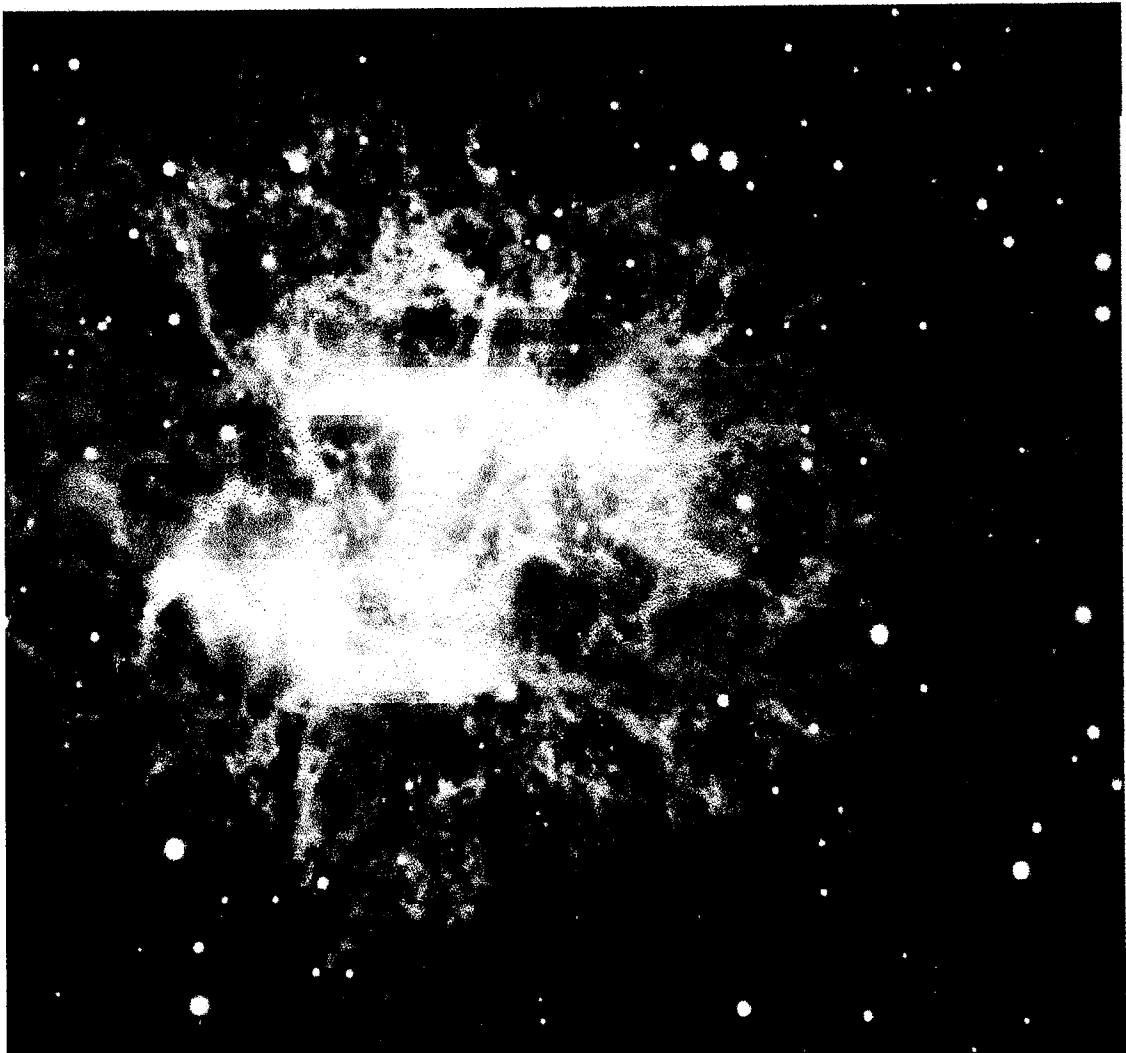


Fig. 5.3 – A nebulosa de Caranguejo encerra os destroços de uma supernova tipo I, que têm vindo a espalhar-se pelo espaço desde que a explosão foi observada na Terra há mais de 900 anos

## 5.4 Estrelas de Neutrões

O enorme aumento da força da gravidade no núcleo da estrela comprime de tal forma a matéria que os electrões são forçados a penetrar nos núcleos, reagindo com os protões num processo designado por decaimento  $\beta$  inverso. Neste processo um electrão (muitas vezes designado por partícula  $\beta$ ) e um protão juntam-se e formam um neutrão e um neutrino. Quando a densidade atinge valores na ordem de  $10^{17}$  Kg/m<sup>3</sup>, o núcleo da estrela é constituído 80% por neutrões. Uma colher deste tipo de matéria na Terra pesaria cerca de um bilião de quilogramas ( $10^{12}$  kg).

Estas pressões permitem a formação de uma **estrela de neutrões**, constituída essencialmente por neutrões. O seu diâmetro será de cerca de 10-20 km dependendo da massa (tal como nas anãs brancas, quanto maior for a massa de uma estrela de neutrões, menor é o raio).

A estrutura de uma estrela de neutrões é muito diferente da de uma estrela normal. Esta depende do modelo teórico para o comportamento da matéria em densidades muito elevadas. Os modelos prevêem que uma estrela de neutrões com 1,4 massas solares terá um raio de 16 km. O interior de 11 km é um núcleo fluido constituído essencialmente por neutrões. Os 4 km seguintes constituem uma crosta interior, de um fluido rico em neutrões ou talvez um entrançado sólido. A crosta exterior, com cerca de 1 km de espessura, é um sólido cristalino semelhante à estrutura de uma anã branca. Na zona mais exterior a densidade decresce rapidamente, criando uma atmosfera de átomos, electrões e protões. A grande maioria destes na atmosfera são de ferro.

Uma estrela de neutrões é tão densa que cria uma enorme força de gravidade. Por exemplo uma estrela de neutrões como uma massa solar, como um raio de 12 km tem uma força de gravidade à superfície  $10^{11}$  vezes superior à da Terra. O que leva a que a superfície de uma estrela de neutrões não tenha montanhas, as elevações se existirem são de poucos centímetros.

A esta gravidade intensa, corresponde também uma elevada velocidade de escape, cerca de 80% da velocidade da luz.

Tal como no caso das anãs brancas, também existe um limite de massa para a formação de uma estrela de neutrões. Quando a massa final de uma estrela atinge valores entre 1,4 e 2 ou 3 massas solares, esta morre como estrela de neutrões.

Note-se que numa estrela de neutrões não existem reacções nucleares.

## 5.5 Buracos Negros

Muitas estrelas da Via Láctea morrem com massa superior a  $3 M_{\odot}$ . Será que existe alguma barreira ao colapso desta matéria? Não. A gravidade consegue superar todas as outras forças, incluindo as repulsivas existentes entre partículas com a mesma carga. Nenhuma matéria resiste a esta compressão final. O colapso não é travado, o volume da estrela continua a decrescer e a densidade a aumentar.

Antes da massa atingir o colapso total, começam a ocorrer eventos bizarros. À medida que aumenta a densidade, os raios de luz deixam de se propagar em linha recta, começando a encurvar. A certa altura a densidade é tão alta que os raios de luz ficam presos à superfície da estrela, não conseguindo escapar à força da gravidade desta, ficando os fótons a orbitar à volta da estrela. A velocidade de escape da estrela torna-se superior à velocidade da luz. Qualquer fóton emitido após a estrela atingir esta densidade crítica, nunca consegue abandonar a estrela e esta deixa de ser observável. A estrela tornou-se num **buraco negro**.

Qual terá de ser o tamanho de um objecto para que a densidade se torne suficientemente alta para prender a luz? A teoria geral da relatividade de Einstein dá uma resposta a esta questão. Logo a seguir à publicação da teoria geral da relatividade o astrofísico Alemão Karl Schwarzschild (1873-1916) calculou este valor crítico, actualmente conhecido por raio de Schwarzschild. Para o Sol o raio de Schwarzschild é de cerca de 3 km, isto é para o Sol se tornar num buraco negro, toda a sua massa teria de ser comprimida de tal modo que o Sol ficasse reduzido a uma esfera com cerca de 3 km de raio. O valor da massa de qualquer objecto determina o seu raio de Schwarzschild. Para uma massa solar é de 3 km; para 2 massas solares é de 6 km; para 10 massas solares é de 30 km e assim sucessivamente. O raio da Terra de Schwarzschild é de um centímetro.

### 5.5.1. Viagem a um Buraco negro

Vamos analisar as propriedades teóricas de um buraco negro, quer interiores quer exteriores. Descrevendo uma viagem imaginária a um buraco negro, seguindo as aventuras de um astronauta corajoso que se deixa arrastar para dentro de um buraco negro e o que é observado por um colega que fica no exterior. Dois astronautas começam a sua viagem numa nave espacial que se encontra a algumas unidades astronómicas de um buraco negro de 10 massas solares. Nada de estranho acontece a nave espacial orbita o buraco negro, de acordo

com a terceira lei de Kepler, podendo determinar-se a massa deste aplicando esta lei à orbita da nave espacial.

Dos dois astronautas, o mais corajoso, oferece-se para entrar no buraco negro, enquanto o outro ficará na nave a observar o que vai acontecendo. Os astronautas sincronizam os seus relógios e combinam que o que vai “entrar” no buraco enviará para a nave um sinal de luz todos os segundos.

Lá vai ele. Durante algum tempo nada de estranho acontece. Mas à medida que o astronauta se aproxima do buraco negro, a força gravitacional torna-se mais intensa. Supondo que o astronauta está a cair de pé, a força gravitacional nos pés do astronauta é muito mais intensa do que a força gravitacional na cabeça, esta diferença de forças estica o astronauta como se fosse esparguete. Supondo que o astronauta é indestrutível e consegue continuar a viagem, finalmente ultrapassa o raio de Schawrzschild! Mas nada de novo acontece, no entanto agora já não há mais regresso possível, o astronauta atravessou uma porta sem saída possível, nada o consegue tirar do buraco negro. Rapidamente – cerca de  $10^{-5}$  segundos (pelo seu relógio) depois de atravessar o raio de Schawrzschild – o astronauta deixa de ser visível.

Vamos supor que o nosso astronauta destemido vai atingir o raio de Schawrzschild às 11 horas. Inicialmente os sinais luminosos chegam à nave todos os segundos como tinham combinado, mas à medida que as 11 horas se aproximam, o companheiro que o observa da nave acha que os sinais estão a ser enviados com intervalos cada vez maiores, embora este efeito seja insignificante antes das 10.59.59. Tem de esperar um nadinha mais do que um segundo entre o sinal do astronauta das 10.59.58 e o das 10.59.59, mas teria de esperar para sempre pelo sinal das 11 horas. As ondas de luz emitidas entre as 10.59.59 e as 11 horas, segundo o relógio do astronauta, distribuem-se num período de tempo infinito, no caso da observação feita a partir da nave espacial. O intervalo de tempo entre a chegada de ondas sucessivas à nave é cada vez mais longo, de modo que a luz da estrela parece cada vez mais vermelha e mais fraca (a luz tem de lutar contra a gravidade para chegar até à nave, por isso perde energia e aumenta o comprimento de onda). O astronauta que ficou nunca veria o final da viagem do colega, a única coisa que resta é o buraco negro no espaço.

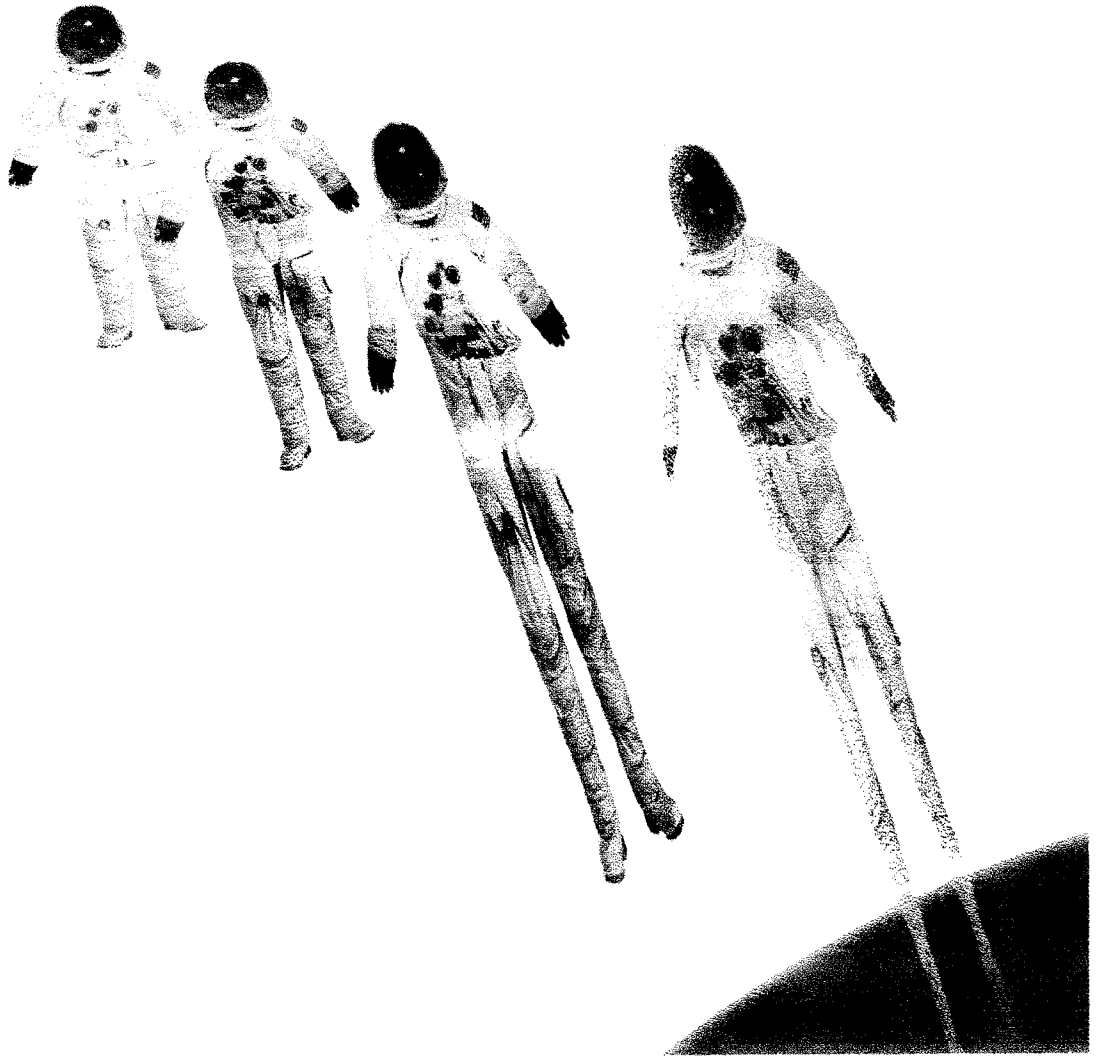


Fig. 5.4 Se um astronauta incauto se aproximasse de um buraco negro, este atrairia uma das extremidades do corpo com muito mais força que a outra.

## Objectivos

No final deste capítulo deverá ser capaz de:

- Reconhecer as principais diferenças entre a evolução de uma estrela massiva e de uma estrela com 1 massa solar.
- Descrever a estrutura de uma supergigante.
- Identificar o processo que leva à explosão de uma super nova tipo I.
- Conhecer a existência de dois tipos de supernovas.
- Descrever a estrutura de uma estrela de neutrões.
- Descrever um buraco negro atendendo à velocidade de escape e à velocidade da luz.
- Relatar o que acontece a um observador em queda num buraco negro. Do ponto de vista do observador que está a cair, e do ponto de vista de um observador exterior.
- Relatar de uma forma simples a vida de uma estrela de grande massa.
- Localizar, num diagrama H-R, as diferentes fases da evolução de uma estrela de grande massa solar.
- Identificar a importância da explosão de uma supernova na síntese de elementos químicos.

## Exercícios e Actividades

### 1. Propriedades fundamentais das estrelas

#### 1.1 Distâncias

##### Exercícios

- Qual é a paralaxe de uma estrela à distância de
  - 25 parsecs.
  - 94 anos-luz.
- A paralaxe de Sírius é de  $0,38''$ . A que distância da Terra se encontra esta estrela em parsecs? E em anos-luz? E em km?
- Quanto tempo seria necessário para uma viagem à velocidade da luz (300 000 km/s) de modo a chegar à estrela mais próxima, Próxima Centauri, cuja paralaxe é de  $0,75''$  segundos de arco. E se mais realisticamente fosse à velocidade de 30 km/s?

##### Actividades

#### 1. Parece deslocar-se mas está fixa!

**Objectivo:** Determinar a distância das estrelas

**Materiais:** dedo polegar

plasticina

lápiz

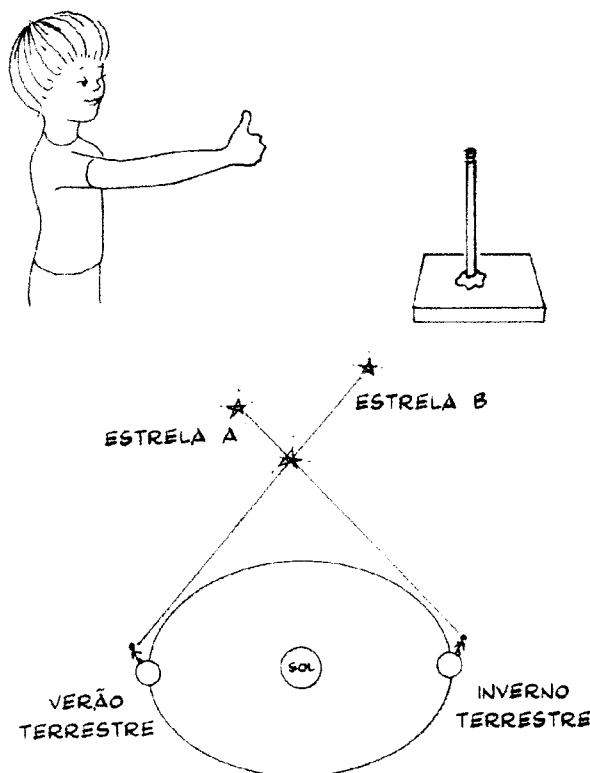
**Procedimento:**

- Usa a plasticina para segurar o lápis na posição vertical sobre uma mesa.
- Coloca-te no outro lado da sala e estica o braço com o polegar para cima, em frente à tua cara.
- Fecha o olho esquerdo.
- Com o olho direito olha para a borracha do lápis mesmo por cima da unha do polegar.

- Não te movas (a cabeça e o dedo devem permanecer fixos). Fecha o olho direito e agora com o olho esquerdo tenta de novo observar a borracha do lápis.
- Repara que a posição do teu dedo parece alterar-se quando mudas de olho.
- Coloca o teu dedo junto ao nariz e, novamente, com o olho direito olha para a borracha do lápis.
- Não movas a cabeça ou o dedo. Repete a experiência com o olho esquerdo. Repara que a posição do teu dedo parece alterar-se de novo

**Resultados:** Ao mudares do olho esquerdo para o olho direito e, vice-versa, parece que o dedo se desloca. Esta deslocação é tanto maior quanto mais perto o dedo estiver dos olhos.

**Porquê?** O dedo move-se porque está a ser visto de diferentes ângulos. A deslocação é maior quando o dedo está próximo da face. Uma estrela perto da Terra tem uma mudança aparente da sua posição quando visualizada de dois pontos distintos da órbita terrestre. Durante o Inverno, um observador da Terra veria a estrela A por trás da estrela mais próxima, mas, durante o Verão a estrela B aparece por trás da estrela mais próxima. Isto acontece porque a estrela mais próxima está a ser observada de ângulos diferentes; este movimento aparente é chamada de paralaxe de uma estrela ou paralaxe estelar.



## 1.2 Luminosidade

### Exercícios

1. Qual é a diferença entre o fluxo de uma estrela e a sua luminosidade.
2. Riguel, uma estrela da constelação de Oriote, é 60 000 vezes mais luminosa que o Sol. Explique porque é que o Sol é muito mais brilhante, para nós, do que Riguel.
3. O Sol é uma estrela excepcionalmente brilhante porque se encontra perto de nós. Se este se encontra-se 100 000 mais afastado no espaço, o seu brilho seria quantas vezes mais fraco?
4. Imagine que era possível afastar uma estrela de modo que esta ficasse 5 vezes mais distante de nós. O que é que aconteceria ao seu fluxo?
5. Júpiter encontra-se 5 vezes mais distante do Sol que a Terra ( $\approx 5$  U.A. comparando com 1 U.A.). Qual a relação entre o fluxo do Sol em Júpiter e na Terra.

### Actividades

1. Quanto mais distante, menos luminoso.

**Objectivos:** Demonstrar que a distância afecta a luminosidade aparente de uma estrela.

**Materiais:** lanterna.

#### Procedimentos:

- Coloca-te no centro de uma sala às escuras e aponta o foco de luz da lanterna para uma parede.
- Muito lentamente, caminha até à parede e observa o foco de luz produzido na parede.

**Resultados:** O foco da lanterna torna-se mais brilhante e mais pequeno à medida que a lanterna se aproxima da parede.

**Porquê?** A luz emitida pela lanterna tem um percurso rectilíneo. O raio de luz emitido segundo um determinado ângulo, o trajecto do raio continua nesse ângulo até atingir um objecto ou alvo. Outras fontes de luz, como as estrelas, comportam-se da mesma maneira.

Duas estrelas, emitindo a mesma quantidade de luz, mas a distâncias diferente da Terra, têm diferentes brilhos. A estrela que está mais distante apresenta menos brilho. Deste modo a estrela mais distante parece mais fusca, tal como acontece à luz da lanterna quando se encontra mais longe da parede.

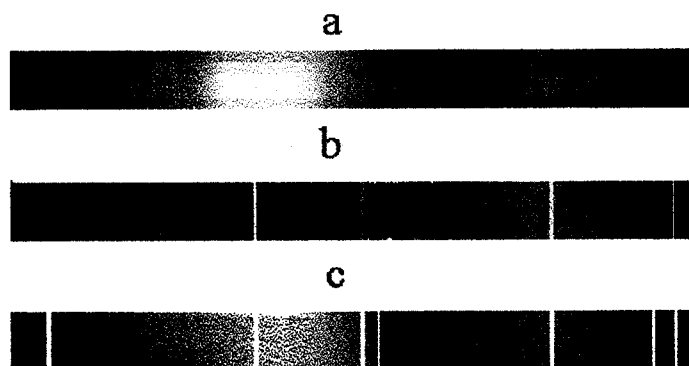
### 1.3 Temperatura

#### Exercícios

1. No céu de Inverno podemos observar as seguintes estrelas: Capela (amarela), Betelgeuse (vermelha), e Sírius (azul). Escreve estas estrelas por ordem crescente de temperatura superficial.
2. Imagina que observas duas estrelas com a mesma cor. O que se pode concluir à cerca da temperatura das suas superfícies?
3. Qual é a cor de uma estrela cuja temperatura à superfície é de 3000 K?

### 1.4 Classificação espectral

1. Para os seguintes espectros, identifique o seu tipo e descreva as suas principais características.



2. Explique como surgem as linhas de um espectro.
3. Qual a origem dos diferentes tipos de espectros.

4. Porque é que os átomos emitem luz de cores diferentes (diferentes comprimentos de onda).
5. Explique como é formado o espectro de uma estrela.
6. Como é que se pode determinar a composição química da atmosfera das estrelas?
7. Qual a propriedade que determina a classe espectral de uma estrela.

## Actividades

### 1. Calor e Cor

**Objectivos:** Verificar que a temperatura afecta a cor.

**Materiais:** Resistência de um forno eléctrico  
sala escura.

**Procedimentos:**

- Primeiro coloca a mão perto da resistência e repara que não sentes nenhum calor.
- Liga a resistência.
- Vai observando a mudança de cor e o calor produzido pela resistência. Mantém a mão próximo da resistência para sentires a mudança de calor, mas cuidado nunca toques na resistência, podes queimar-te

**Resultados:** Enquanto a resistência está desligada não se sente nada, a resistência não produz calor que possas sentir. Ao ligar a resistência começa-se a sentir calor, mas não se vê nenhuma luz; a resistência está a emitir radiação infra vermelha. À medida que a resistência aquece começa-se a ver uma luz vermelha. Com o aumento da temperatura, sentes mais calor e a resistência torna-se alaranjada. Os fornos não aquecem mais que isto, mas se aquecessem, veria-se e a resistência tornar-se amarela, e depois branca, tal como acontece com o filamento de uma lâmpada incandescente.

**Porquê?** Objectos sólidos, ou gasosos muito densos, como as estrelas, emitem espectros contínuos, em intervalos de comprimento de onda que dependem da sua temperatura. Quanto mais quente é o objecto, maior é a intensidade de radiação, e o comprimento de onda médio é mais curto.

## 2. Observação de espectros

**Objectivos:** Observação de espectros.

**Materiais:** espectrógrafo

Várias fontes luminosas

**Procedimentos:**

- Observa com o espectrógrafo a luz proveniente de uma janela iluminada.
- Repete a experiência com diferentes fontes luminosas, uma lâmpada de tungsténio, uma lâmpada de mercúrio (luzes da rua), sinais luminosos, etc.

Cuidado: Não olhes directamente para o Sol.

**Resultados:** Grupos de cores podem ser vistos no espectrógrafo. A luz proveniente das lâmpadas de tungsténio e da janela iluminada produz um espectro cheio de cores nesta ordem: vermelho, cor-de-laranja, amarelo, verde, azul, anil e violeta, como no arco íris. As lâmpadas de mercúrio e as de neon só produzem uma parte do espectro dessas cores.

**Porquê?** A luz proveniente de fontes diferentes não possui todas as cores do espectro (vermelho, cor-de-laranja, amarelo, verde, azul, anil e violeta) com a luz solar. Os átomos no Sol e nas diversas lâmpadas e tubos usadas nesta experiência emitem luz quando aquecidos ou postos no percurso de partículas carregadas como no caso de uma corrente eléctrica. Estes átomos ficam excitados quando são aquecidos ou chocam com partículas carregadas e emitem luz visível. Cada tipo de átomo emite uma cor específica. Os astrónomos podem então estudar as cores emitidas por uma estrela e assim se determina o tipo de átomos que fazem parte daquele corpo celeste brilhante.

## 1.5 Tamanho

### Actividade

**Quanto maior, mais brilhante**

**Objectivos:** Demonstrar como o tamanho afecta a luminosidade de uma estrela.

**Materiais:** 2 lanternas

1 folha de alumínio

1 lápis

2 folhas de papel branco

### Procedimento:

- Cobre o foco (lâmpada) de uma das lanternas com folhas de alumínio
- Faz um orifício no centro da folha de alumínio. Usa o lápis para alargar o orifício até que tenha a dimensão do teu indicador.
- Sobre uma mesa, coloca os dois papéis brancos separados cerca de 10 cm.
- Numa sala escura, segura em cada mão uma das lanternas, já acesa por cima da cada folha, à altura de 15 cm.

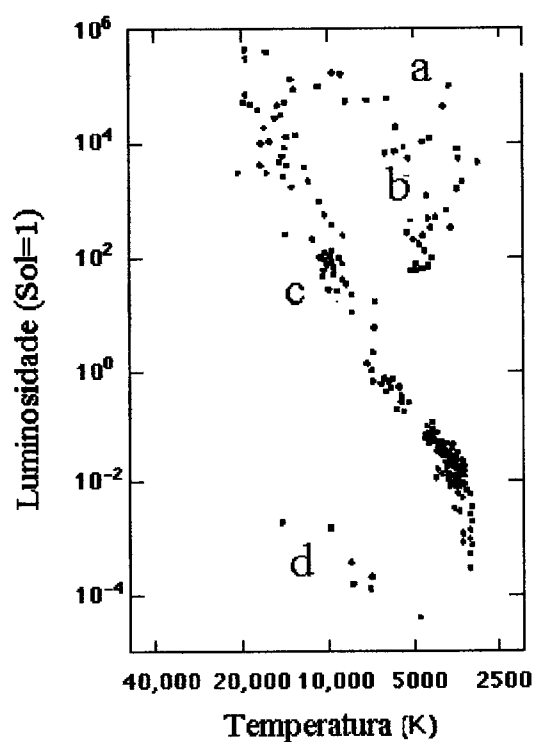
**Resultados:** A lanterna destapada produz um círculo de luz mais largo e mais brilhante.

Porquê? Quanto maior for a abertura na lente da lanterna mais intenso é o brilho do raio de luz sobre o papel. O tamanho de uma estrela, tal como a abertura na lanterna, afecta a luminosidade da estrela. Em estrelas da sequência principal, quanto maior for a estrela, maior será a sua luminosidade. As estrelas têm tamanhos muito variáveis. Algumas são mais pequenas que a Terra. O Sol é considerado uma estrela de tamanho pequeno, com um diâmetro de 1 392 000 km. Estrelas supergigantes têm diâmetros mil vezes superiores ao do Sol. O brilho visual de uma estrela depende de três factores : tamanho, distância à Terra e temperatura. Estrelas de grande dimensão, mais quente e mais próximas da Terra são mais brilhantes no céu nocturno.

## 1.6 Diagrama H-R

### Exercícios

1. Quais são as duas propriedades de uma estrela que se podem ler directamente num diagrama H-R.
2. Num diagrama H-R onde é que se encontram mais estrelas? E menos?
3. Em que região do diagrama H-R se encontram as estrelas supergigantes?
4. Faz a legenda da figura seguinte



5. Através da análise do diagrama H-R, explique porque é que as gigantes vermelhas têm de ser muito maiores que o Sol e as anãs brancas muito menores.

## 1.7 Relação massa luminosidade

### Exercícios

1. Qual é a propriedade básica de uma estrela que determina a sua posição na sequência principal do diagrama H-R; ou seja, que determina a sua luminosidade e temperatura.
2. De duas estrelas da sequência principal sabemos que, a massa de uma é  $10M_{\odot}$  e a da outra é de  $0,1M_{\odot}$ . Determine a luminosidade de cada uma delas.

( Luminosidade do Sol =  $3,8 \times 10^{33}$  ergs/sec )

## 2. O nascimento de uma estrela

1. Nas alíneas seguintes, escolha a resposta correcta entre as quatro alternativas que são propostas:

1.1. As nuvens moleculares são constituídas essencialmente por:

- (A) hidrogénio.
- (B) vapor de água.
- (C) poeiras
- (D) azoto.

1.2. As regiões HII de uma nuvem molecular indicam.

- (A) a explosão de uma supernova.
- (B) Zonas de formação estelar.
- (C) A existência de um sistema planetário.
- (D) A existência de uma anã branca.

1.3. Uma proto-estrela é :

- (A) uma estrela preta.
- (B) Uma nuvem de gás.
- (C) Uma estrela de neutrões.
- (D) A fase inicial da evolução de uma estrela.

- 1.4. O hidrogénio começa a fundir em hélio, no interior de uma estrela, quando a temperatura atinge os:
- (A) 90 K.
  - (B) 1 000 K.
  - (C) 1 000 000 K.
  - (D) 100 K.
2. Quais são os constituintes de uma nuvem molecular, e qual é aproximadamente a percentagem de cada um deles?
3. O que são as regiões HII ?
4. A que se deve a emissão de hidrogénio nas nuvens moleculares?
5. Como é que se forma um proto-estrela?
6. O aumento da temperatura e pressão na região central de uma proto-estrela, desencadeia uma série de reacções. Faça um esquema do processo.
7. Quando é que termina a contracção gravitacional de uma proto-estrela?
8. Explique em que consiste o equilíbrio hidrostático.
9. Porque é que uma proto-estrela de massa inferior a 0,1 massas solares nunca chega a estrela?
10. O que é um enxame de estrelas? Em que consiste? E que tipos de enxames existem?
11. Como é que a teoria actualmente aceite explica a formação de nuvem protosolar?
12. O que é que são os planetesimais?
13. Indique os factores, que comprovam a hipótese do sistema solar ter sido criado de uma nuvem de material interestelar em rotação.

### 3. A vida das Estrelas

1. Em que consiste a evolução estelar.
2. Porque é que as estrelas evoluem?
3. Que tipo de estrelas têm uma vida mais longa? E mais curta? Explique porquê?
4. Qual é a principal fonte de energia de uma estrela da sequência principal?
5. A energia de massa ( $E = mc^2$ ,  $c = 2,99 \times 10^{10} \text{ cm/s}$ ) do neutrão, protão e deutério são (em Mev), respectivamente ; 8,07 ; 7,29 e 13,14. Determine a energia libertada quando um protão e um neutrão se combinam produzindo deutério.
6. Indique pelo menos três produtos que resultam da combustão do hidrogénio nas reacções de fusão.
7. Considere que a massa do núcleo do Sol é 10% do total e que o hidrogénio representa 75% da massa do Sol. Determine a quantidade de energia armazenada sob a forma de massa de que o Sol dispõe no seu núcleo. Se emitir sempre com a mesma intensidade com que o faz agora por quanto tempo pode viver?  
(  $M_S = 1,989 \times 10^{30} \text{ kg}$  ,  $L_S = 3,827 \times 10^{33} \text{ ergs/s}$  )
8. Explique, sucintamente, em que consiste as cadeias PP.
9. Além das cadeias PP as estrelas, existe outro processo de fusão do hidrogénio em hélio. Como é designado este processo? Qual a principal diferença das cadeias PP?
10. Qual é a razão pela qual dois núcleos têm dificuldade em aproximar-se? O que os permite fazê-lo apesar dessa dificuldade? Conclua por que razão é mais fácil levar dois protões a unir-se quando comparado com dois núcleos de hélio.
11. Em que consiste a reacção três-alfa?

## 4. Evolução de estrelas com 1 massa solar

### Exercícios

1. Qual é a estrutura de uma estrela na sequência principal?
2. Quando é que uma estrela começa a tornar-se numa Gigante Vermelha, abandonando a sequência principal?
3. Descreve sucintamente a estrutura de uma Gigante Vermelha.
4. Em que consiste o flash do hélio?
5. Compare o interior de uma estrela quando esta percorre pela primeira vez o ramo das gigantes, com o seu interior no percurso do ramo assintótico das gigantes.
6. Como é que é constituída uma nebulosa planetária?
7. O que é uma Anã Branca?
8. Estabeleça a correspondência entre as fases da vida de uma estrela, que se encontram na **coluna I**, e as afirmações da **coluna II**.

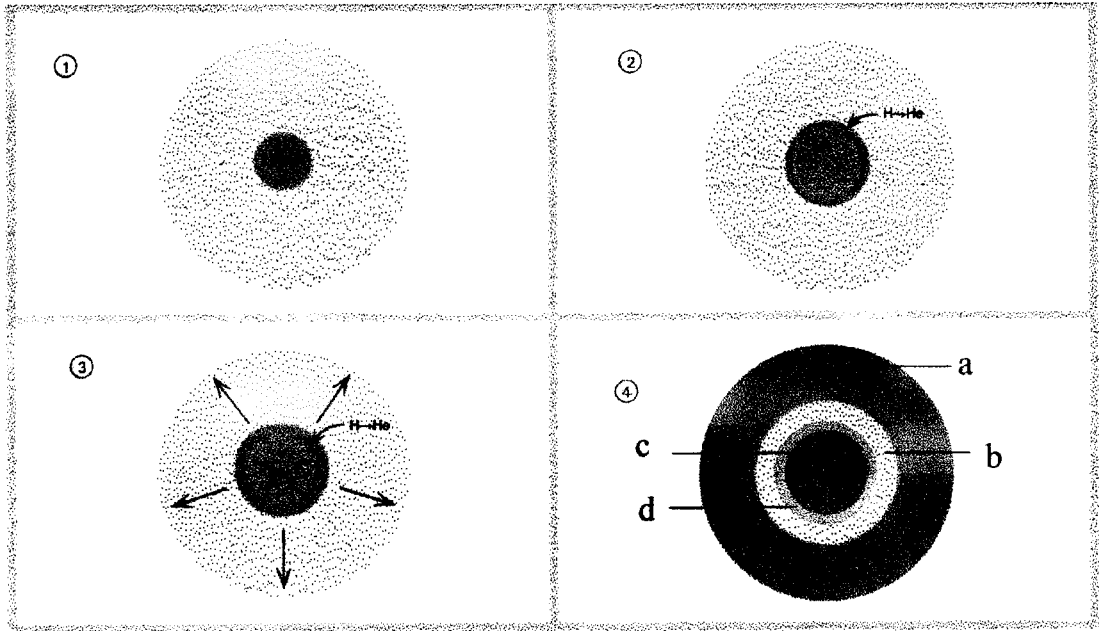
#### Coluna I

1. Gigante Vermelha
2. Anã Branca
3. Ramo Assintótico das Gigantes
4. Sequência Principal
5. Ramo Horizontal
6. Flash do Hélio

#### Coluna II

- A. Cessaram as reacções de fusão no núcleo.
- B. A estrela possui um núcleo inerte de carbono.
- C. Início violento da fusão do hélio.
- D. As estrelas passam a maior parte da sua vida nesta fase.
- E. A estrela possui um núcleo inerte de hélio.
- F. A estrela funde hélio no núcleo e hidrogénio numa camada envolvente.

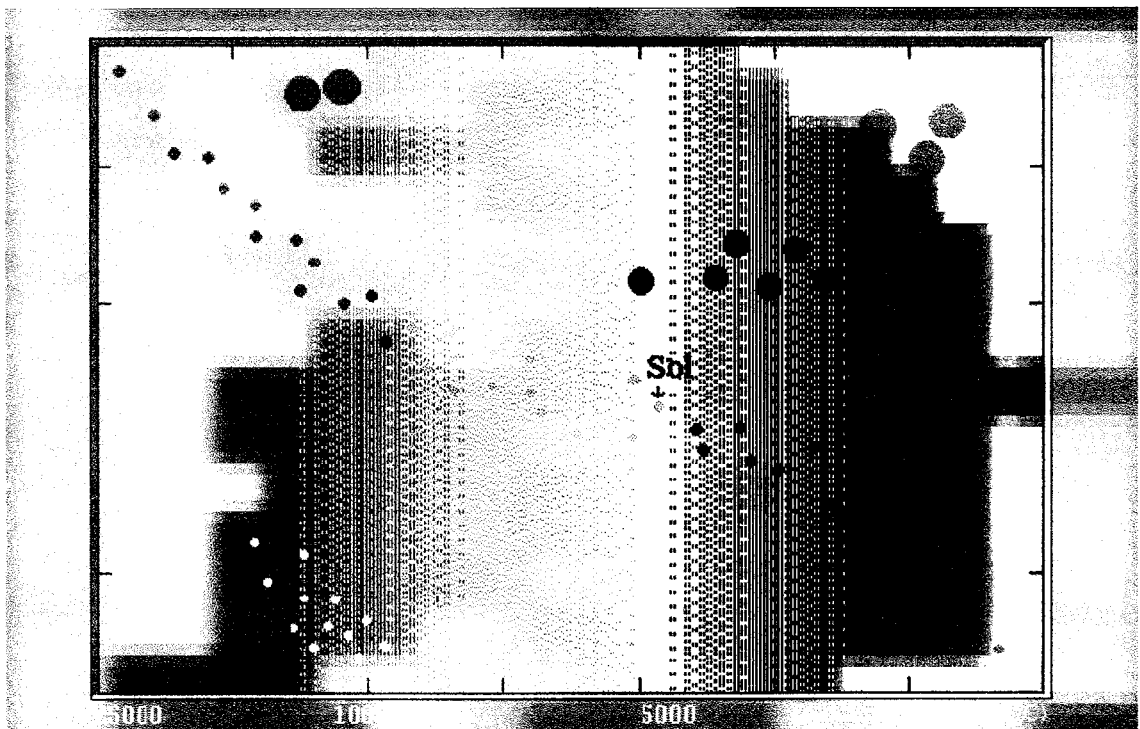
9. Na figura seguinte estão representados vários fases da evolução de uma estrela com 1 massa solar.



9.1. Identifique cada uma das fases.

9.2. Faça a legenda da estrutura representada em 4.

9.3. Observe o diagrama H-R seguinte e proponha localizações possíveis, para as diferentes fases da figura anterior.



## Actividade

### 1. A vida de uma estrela de pequena massa.

**Objectivos:** Construir um modelo que mostre as várias fases da vida de uma estrela de pequena massa, desde o seu nascimento numa nuvem de gás até à sua morte como um anã preta.

#### Materiais:

- Fita
- Papel de seda e algodão em rama.
- Iluminação de árvore de Natal com lâmpadas vermelhas, laranjas e amarelas.
- Globos redondos, de vidro brancos de tamanhos diferentes. Estes devem variar entre os 3 cm de diâmetro e os 15 cm.
- Um globo de vidro negro ou opaco ( ou pintar de preto um globo transparente)

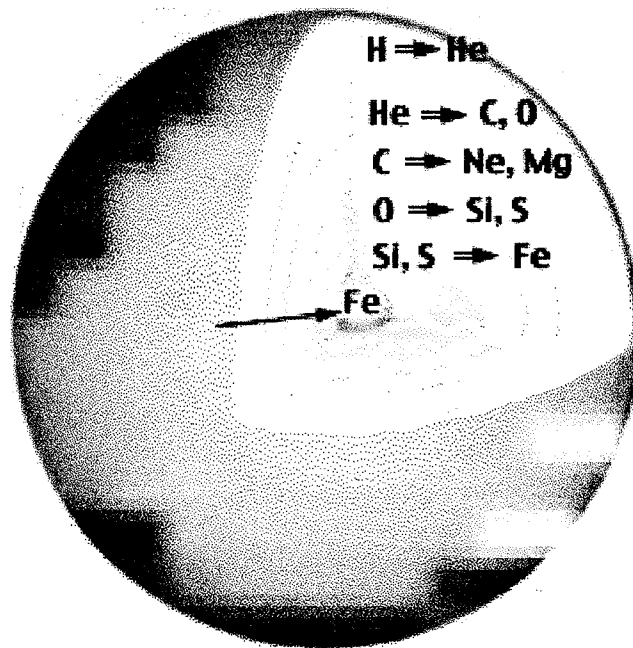
#### Procedimentos:

1. Faça seis buracos numa placa de cartão ou de madeira, e coloque uma das luzes em cada buraco. Se necessário ate para não saírem do lugar
2. Para mostrar o nascimento de uma estrela numa nuvem de gás quente, cubra a parte exterior de um globo com algodão e coloque-o sobre a primeira lâmpada da iluminação.
3. Para uma estrela recém nascida coloque uma luz laranja dentro de um globo de 9 cm.
4. Para a fase estável da vida de uma estrela, quando esta se encontra na sequência principal, precisa de uma luz amarela dentro de um globo de 6 cm.
5. Para uma Gigante Vermelha é necessário uma luz vermelha dentro de um globo de 15 cm.
6. Para a Nebulosa Planetária precisa de uma luz vermelha e de um globo de 9 cm. Envolve o globo em papel de crepe.
7. Para um anã branca é necessário uma luz branca num globo de 3 cm.
8. Para uma anã castanha precisa de um globo opaco de 3 cm. Não deve ser colocada nenhuma lâmpada na anã preta.

**Nota:** Os globos usados para as várias fases não estão à escala

## 5. Evolução de estrelas Massivas

1. Quais são as principais diferenças entre a evolução de uma estrela de grande massa e a evolução de uma estrela de pequena massa.
2. A figura seguinte representa uma estrela supergigante. Explique sucintamente como é que esta se forma.



3. O que é que acontece a uma estrela quando o seu núcleo é constituído por ferro?
4. Qual é a diferença entre uma supernova tipo I e uma supernova tipo II.
5. De uma forma simples, descreva a um amigo que não estuda astronomia, as principais características de uma estrela de neutrões.
6. Qual é o resultado final de uma estrela que nas últimas fases da sua evolução tem uma massa de:
  - a) 0,5 massas solares?
  - b) 2 massas solares?
  - c) 5 massas solares?
7. Como é que a gravidade produz um buraco negro?
8. O que é o raio de Shwarzschild?

## Actividades

### 1 O Ciclo de Vida das Estrelas

#### 1ª Parte Investigar o Ciclo de Vida Humano

A seguir apresentam-se nove fotografias de pessoas de várias idades. A primeira tarefa consiste em ordenar as imagens do mais novo para o mais velho. Preste atenção à forma como determina a sequência correcta das fotografias. A segunda tarefa consiste em justificar a sequência que escolheu, faça uma descrição detalhada, de modo que qualquer outra pessoa que observe as fotografias, e após a leitura da sua descrição, consiga fazer a mesma sequência.



(a)



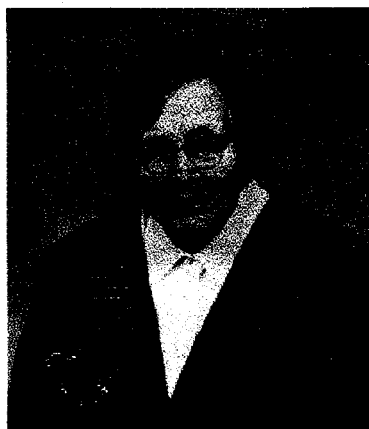
(b)



(c)



(c)



(d)



(e)



(f)



(g)



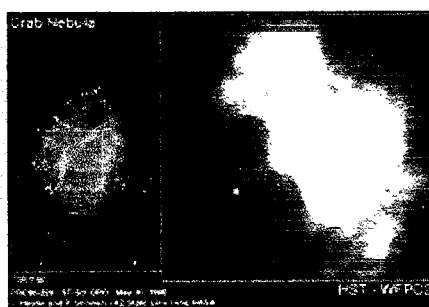
(h)

## 2ª Parte Ciclo de Vida de Estrelas Massivas.

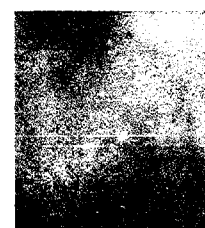
As oito fotografias seguintes, imagens da NASA obtidas com o telescópio espacial Hubble, são fotografias das várias fases da vida de uma estrela de massiva. A primeira tarefa consiste em ordenar as imagens desde a formação estelar até à morte. Preste atenção à forma como determina a sequência correcta das fotografias. A segunda tarefa consiste em justificar a sequência que escolheu, faça uma descrição detalhada, de modo que qualquer outra pessoa que observe as fotografias, e após a leitura da sua descrição, consiga fazer a mesma sequência.



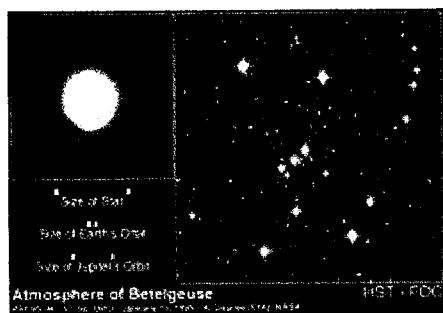
(a)



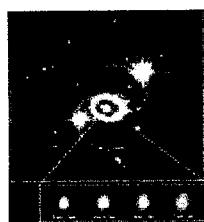
(b)



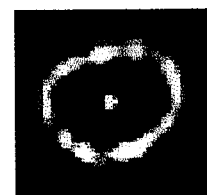
(c)



(d)



(e)



(f)



(g)



(h)

A terceira tarefa consiste em consultar a página <http://btc.montana.edu/ceres/html/stars1.html>, nesta encontrará a sequência correcta das imagens anteriores assim como descrições e informações de cada uma das figuras. Por último faça uma descrição simples (com cerca de 50 palavras) do ciclo de vida de uma estrela massiva.

( Sol: Ciclo de vida Humana: f, c; e; g; a; h; b; c; d.

Ciclo de vida de Estrelas Massivas: c; h; a; d; f; e; b; g )

## 2. Será mesmo um buraco?

**Objectivos:** Determinar como um buraco negro pode ser formado.

**Materiais:** 2 balões pequenos, de forma redonda.

2 frascos de vidro de “boca” larga  
 frigorífico.  
 marcador.

### **Procedimentos:**

- Introduz os balões vazios nos frascos (um em cada).
- Segura os balões de modo que a “boca” destes fique acima da abertura dos frascos.
- Sopra para dentro dos balões até se ajustarem à abertura do frasco.
- Ata bem as pontas dos balões.
- Com o marcador, faz um traço nos balões ao nível da abertura dos frascos.
- Coloca um dos frascos dentro do frigorífico durante cerca de 30 minutos. Mantém o outro sobre uma mesa à temperatura do ambiente.
- Após esses 30 minutos, retira o frasco do frigorífico .
- Observa as posições dos traços nos balões.

**Resultados:** O balão colocado à temperatura ambiente mantém-se intacto enquanto o balão que esteve no frigorífico encolheu e caiu dentro do frasco.

**Porquê?** O gás dentro do balão exerce uma pressão para fora enquanto o tecido elástico do balão faz pressão para dentro. Assim, o tamanho do balão mantém-se constante enquanto a pressão interior for igual à exterior. O tamanho do balão diminui quando a pressão interior desce. Se a pressão do interior continuar a diminuir, o tamanho do balão continuará a diminuir. É precisamente o equilíbrio das forças de pressão interior e exterior que causa a formação de um buraco negro. As reacções nucleares no centro da estrela produzem uma pressão para o exterior. O tamanho da estrela assim, como a do balão, mantém-se inalterável enquanto houver equilíbrio das forças de pressão interior e exterior. Quando não há mais reacções nucleares, esse equilíbrio é interrompido, o que provoca a concentração da matéria no centro da estrela. Diz-se que tal concentração pode continuar até a estrela ficar tão pequena que fica invisível, criando-se assim o buraco negro.

## Passatempos

1.

Na sopa de letras encontram-se seis propriedades das estrelas. Serás capaz de as encontrar?

Nota: Podes procurar na vertical, na horizontal e na diagonal, de frente para trás ou de trás para a frente.

E	S	T	R	A	L	D	A	P	A	R	L
A	D	P	T	A	D	R	R	R	H	N	I
R	T	A	M	A	N	H	O	L	I	A	M
E	F	G	D	R	Q	H	C	F	E	T	E
S	T	U	D	I	F	O	S	O	A	A	R
A	F	G	L	R	S	O	P	D	A	R	B
T	U	C	O	T	V	O	R	P	S	L	I
R	M	A	D	M	U	A	N	A	S	R	C
P	D	I	S	T	A	N	C	I	A	A	A
E	A	R	U	T	A	R	E	P	M	E	T
R	A	T	O	D	M	V	E	I	R	U	E
E	S	T	A	L	N	I	R	N	S	T	L



## Glossário

**Acreção** - Acumulação de gás e poeira em corpos maiores, tais como estrelas e planetas

**Anã branca** – Núcleo colapsado de uma estrela com massa não superior a 1,4 massas solares, depois de ter cessado a fusão nuclear e de se ter perdido as camadas exteriores.

**Angstrom** – Medida de comprimento igual a 0,000001 metros ( $10^{-10} m$  ou  $10^{-8} cm$ ).

**Ano-luz** - Unidade de distância utilizada na astronomia que corresponde à distância que a luz percorre, à velocidade de 300 000 km/s durante um ano, no vácuo.

**Átomo** – Partícula elementar constituinte de toda a matéria.

**Big Bang** – Singularidade do começo do Universo. Segundo a teoria do Big Bang, há bilhões de anos, o Universo era um “gás” composto de matéria e energia de densidade e temperatura extremamente elevadas que explodiram.

**Buracos negros** – Um objecto cuja gravidade é tão forte que nada - nem partículas nem luz – pode escapar dele. Para escapar seria necessária uma velocidade superior a da luz o que não é possível (ver capítulo 5.5).

**Cadeia PP** – Sequência de reacções de fusão nuclear na qual se forma um núcleo de He a partir de 4 núcleos de H (protões) mediante reacções sucessivas (ver capítulo 3.4.1).

**Ciclo CNO** – Sequência de reacções de fusão nuclear que tem lugar a elevadas temperaturas; ocorre em estrelas mais massivas que o Sol (ver capítulo 3.4.1).

**Colapso gravitacional** – Contracção repentina provocada pela força da gravidade.

**Comprimento de onda ( $\lambda$ )** – Distância entre cristas sucessivas numa onda, em especial na radiação electromagnética. Está relacionada com a frequência  $\nu$   $\left( \lambda = \frac{c}{\nu} \right)$

**Constelação** – Agrupamento de estrelas formando uma figura ou padrão.

**Convecção** – Processo de transporte de energia devido ao movimento de corrente de fluidos.

**Corpo negro** – Objecto em equilíbrio termodinâmico em que a intensidade de radiação emitida depende apenas da temperatura do objecto e do comprimento de onda considerado, não dependendo da constituição interna. Objecto ideal que não reflecte nem dispersa a radiação incidente, mas, pelo contrário, absorve e reemite completamente a radiação que sobre ele incide (ver capítulo 1.4).

**Decaimento beta inverso** – reacção em que um protão e um electrão (muitas vezes designado, por razões históricas, por partícula beta) se transformam num neutrão e num neutrino.

**Decaimento radioactivo** – (ver radioactividade)

**Densidade** – Quantidade de massa por unidade de volume. Medida em gramas por centímetro cúbico; a densidade da água é 1,0 ; do ferro 7,9 ; chumbo 11,3.

**Desintegração beta** – (ver decaimento beta inverso)

**Deutério** – Isótopo do hidrogénio, uma forma de hidrogénio com um neutrão e um protão no núcleo.

**Deutrão** – Núcleo do deutério

**Diagrama H-R** – Gráfico bidimensional que relaciona a luminosidade com a temperatura à superfície. O diagrama revela grupos distintos de estrelas, o mais significativo é a sequência principal. Outros são as supergigantes, gigantes vermelhas e anãs brancas (ver capítulo 1.6).

**Electrão** – Partícula atómica fundamental, possui carga eléctrica negativa e uma massa de  $9,1 \times 10^{-28}$  g.

**Elipse** – Conjunto dos pontos do plano cuja soma das distâncias a dois pontos fixos, os focos, é constante. As órbitas dos planetas, asteróides, cometas e satélites são elipses.

**Envelope** – Região de uma estrela acima do núcleo.

**Equilíbrio hidrostático** – Estabilidade alcançada no interior das estrelas, quando as forças que actuam (gravidade e gradiente de pressão) estão em perfeito equilíbrio.

**Espectro** – Banda de radiação formada por diferentes comprimentos de onda. A região do espectro no óptico vai do violeta ao vermelho carregado, englobando os comprimentos de onda situados entre os 380 e os 750 milionésimos de milímetro (ver capítulo 1.4).

**Espectro contínuo** – Espectro de emissão em todos os comprimentos de onda. Emitida por um sólido incandescente ou por um corpo em que a matéria constituinte está muito condensada (corpo negro), como nas estrelas. (ver capítulo 1.4).

**Espectro de absorção** – Espectro brilhante cruzado por linhas escuras devidas à presença, entre o observador e a fonte geradora do espectro luminoso, de vapores mais frios de elementos físicos específicos, que absorvem a radiação em determinados comprimentos de onda. É a partir dele que se podem determinar as composições químicas das camadas exteriores das estrelas (ver capítulo 1.4).

**Espectro de emissão** – Espectro emitido por um gás incandescente, como os existentes nas nebulosas de emissão. Caracteriza-se por linhas brilhantes contra fundo escuro, pois o gás incandescente só radia em comprimentos de onda específicos, os quais dependem dos elementos químicos que os compõem (ver capítulo 1.4).

**Espectro electromagnético** – Distribuição da intensidade, por comprimento de onda, de um feixe de radiação electromagnética (ver capítulo 1.4).

**Espectroscópio** – Instrumento com o qual se pode gerar um imagem óptica de um espectro e respectivas riscas espectrais.

**Estrela** – Corpo celeste que emite luz própria devido a reacções nucleares no seu interior.

**Estrela binária** – Par de estrelas em órbita em redor uma da outra (ligadas gravitacionalmente).

**Estrela de neutrões** – Estrela composta por neutrões densamente compactados. Têm diâmetros da ordem dos 20 km e massas enormes devido a densidade cerca de  $10^{15}$  vezes superiores à da água (ver capítulo 5.4).

**Evolução estelar** – Alterações sofridas por uma estrela desde a sua formação até a morte (ver capítulo 3.1).

**Excentricidade** (de uma elipse) – Medida do achatamento de uma elipse. A excentricidade varia entre 0 e 1. Excentricidade de uma circunferência é 0, e aumenta a medida que as elipse são mais achatadas.

**Flash do hélio** – Um dos momentos da evolução de estrelas de pequena massa, que corresponde ao desencadeamento das reacções de fusão do hélio (ver capítulo 4.2).

**Fluorescência** – emissão de radiações de menor energia do que a energia absorvida na excitação das moléculas, sendo a restante libertada sob a forma de calor, em choque intermoleculares e noutros processos não radiactivos.

**Fluxo** – Quantidade de energia que atravessa a unidade de área por segundo (ver capítulo 1.2).

**Força da gravidade** – Força atractiva entre a matéria. A gravidade é uma das Quatro forças fundamentais da natureza (as outras são electromagnética, nuclear forte e fraca). Por exemplo, a gravidade mantém os planetas em órbita, e mantém-nos à superfície da Terra .

**Fotão** – Um *quantum* (unidade indivisível em que as ondas podem ser emitidas ou absorvidas) de luz.

**Fotosfera** – Superfície visível do Sol.; a região da atmosfera solar de onde a luz escapa para o espaço.

**Fusão nuclear** – Reacção que transforma átomos leves em átomos pesados (ver capítulo 3.4).

**Galáxia** – Grupo de estrelas, poeiras e gases, mantidos juntos por atracção gravitacional entre os seus componentes.

**Gás degenerado** – Estado da matéria caracterizado por valores extremos de densidade (atingindo densidades milhões de vezes superiores à da água). A pressão da matéria degenerada é dominada por efeitos quânticos e é independente da temperatura (ao contrário do que acontece no ar num pneu, a atmosfera terrestre ou ao gás em estrelas normais, como no Sol).

**Gigante vermelha** – Estrela de grande dimensões e de baixa temperatura superficial (cerca de 2 500 k). Situada no extremo superior direito do diagrama H–R (ver capítulo 4.2).

**Graus kelvin** – unidade de medida de temperatura (símbolo k). Os zeros graus kelvin (zero absoluto) corresponde a  $-273,16$  graus Celsius.

**Gravidade** – (ver força da gravidade)

**Ião** – Átomo que perdeu ou recebeu electrões, ficando com carga eléctrica.

**Isótopos** – Forma de um elemento em que o núcleo atómico mantém o seu número de protões característico, mas contém um número de neutrões diferente do do elemento na sua forma mais comum. Quimicamente, os isótopos não diferem da forma ordinária do elemento, mas o seu comportamento pode apresentar aspectos distintos. Por exemplo, o trítio – uma forma de hidrogénio com dois neutrões no núcleo, para além do único protão encontrado no hidrogénio vulgar – é radioactivo.

**Limite de Chandrasekhar** – Limite para a massa residual de uma estrela, para esta se transformar numa anã branca, igual a 1,4 vezes a massa do Sol. As estrelas com maior massa residual transformam-se em estrelas de neutrões ou buracos negros.

**Luminosidade** – Energia emitida por uma estrela por unidade de tempo (ver capítulo 1.2).

**Luz visível** – Conjunto de radiações electromagnéticas, cujo comprimento de onda está compreendido aproximadamente entre 400 nm e 700 nm, ou seja, é o conjunto de radiações electromagnéticas que o olho humano é capaz de ver.

**Massa** – A Quantidade de matéria de um objecto, usualmente expressa em quilogramas. A massa de um objecto é responsável pela sua inércia (i.e. a sua resistência a ser acelerada) e pela força gravitacional que exercesse na outra matéria.

**Massa solar** – A massa do Sol,  $2 \times 10^{30}$  kg cerca de 330 000 vezes a massa da Terra.

**Massivo** – De grande massa.

**Meio interestelar** – Poeira e gás que se encontra no espaço entre estrelas e galáxias.

**Molécula** – Grupo de átomos ligados.

**Nano** – Prefixo que exprime a ideia de pequeno, reduzido e, em física, designa um milésimo da milionésima parte  $10^{-9}$ .

**Nebulosa de Oriente** – Grande nebulosa que se encontra na constelação de Oriente, a 1600 anos-luz.

**Nebulosa planetária** – Um anel de gás em expansão, que resultou de material ejetado por uma gigante vermelha. (Atenção o termo não tem nada a ver com planetas) (ver capítulo 4.5).

**Neutrão** – Uma das partículas constituintes do núcleo de um átomo, sem carga eléctrica com uma massa ligeiramente superior a do protão.

**Neutrino** – Partícula sem carga, com massa reduzida que transporta energia a uma velocidade próxima da da luz, e que interage muito pouco com a outra matéria.

**Nucleossíntese** – Cadeia de reacções termonucleares, nestas o hidrogénio transforma-se em hélio, hélio em carbono, e assim sucessivamente para todos os elementos da tabela periódica.

**Nuvem Molecular Gigante** – Nuvem de gás e poeira (tipicamente com 200 000  $M_{\odot}$  e 300 anos-luz), constituídas essencialmente por hidrogénio molecular e outras moléculas (ver capítulo 2.1)

**Nuvem protosolar** – Nuvem molecular que deu origem ao sistema solar (ver capítulo 2.3).

**Opacidade** – Classifica a transparência da matéria à passagem da luz através desta. A opacidade depende da frequência da luz, por exemplo a atmosfera de Vénus é transparente a luz ultravioleta, mas opaca a luz visível.

**Órbita** – Caminho percorrido por um corpo sujeito a um campo gravitacional.

**Paralaxe** – Desvio aparente de um objecto próximo contra um plano de fundo distante. Em astronomia, a paralaxe serve para se calcularem distâncias espaciais (ver capítulo 1.1).

**Paralaxe anual** – Metade do desvio angular que uma estrela sofre durante um ano, devido ao movimento de translação da Terra em torno do Sol (ver capítulo 1.1).

**Parsec** – Distância a que um corpo estaria para ter uma paralaxe anual igual a um segundo de arco. Corresponde a 3,26 anos –luz (ver capítulo 1.1).

**Planetésimais** – Fase inicial da formação dos planetas (ver capítulo 2.3).

**Plasma** – Quarto estado da matéria; neste estado, devido à temperatura elevada, os gases encontram-se ionizados.

**Positrão** – Partícula equivalente ao electrão com carga positiva.

**Pressão** – Força por unidade de área num gás ou num líquido, expressa em newtons por  $m^2$  (pascal). Por exemplo, a pressão atmosférica ao nível do mar na Terra é de  $1,01 \times 10^5$  newtons por  $m^2$ . A pressão no centro do Sol é de , aproximadamente, 300 mil milhões de atmosferas, ou  $3 \times 10^{16}$  newtons por  $m^2$ .

**Protão** – Uma das partículas constituintes do núcleo de um átomo, caracterizado por possuir carga eléctrica positiva.

**Proto-estrela** – Estádio primitivo da formação de uma estrela (ver capítulo 2.2).

**Pulsar** – Estrela de neutrões, com velocidade de rotação elevada, pequena e densa, que emite um feixe de ondas electromagnéticas numa determinada direcção.

**Radiação** – Emissão e transmissão de energia, através do espaço, sob a forma de ondas e/ou fotões.

**Radiação electromagnética** – Banda global da radiação situada entre as ondas de rádio e os raios gama, passando pelos comprimentos de onda dos raios X, ultravioletas, luz visível e infravermelhos.

**Radiação infravermelha** – Radiação para lá do extremo vermelho do espectro. Os seus comprimentos de onda vão do 1 mm aos 0,001 mm.

**Radiação ultravioleta** – Radiação para lá do extremo violeta do espectro visual e imediatamente antes dos raios X, cujos comprimentos de onda variam entre os 380 e os 25 milionésimos de milímetro.

**Radioactividade** – Decaimento espontâneo dos núcleos de isótopos, com produção de outros átomos acompanhada por emissão de energia sob a forma de partículas atómicas e, por vezes, de radiações de onda curta.

**Raio de Shwarzschild** – Tamanho que um objecto teria de ter, para que a sua densidade fosse suficientemente alta para prender a luz, tornando-se assim num buraco negro. O raio de Shwarzschild para o Sol é de 3 km (ver capítulo 5.5).

**Raio gama** – Radiação extremamente energética com comprimento de onda mais curto que  $10^{-8}$  milímetros.

**Raios X** – Radiações electromagnéticas semelhantes aos raios gama , com pequeno comprimento de onda, e extremamente penetrantes. Com comprimentos de onda entre os  $10^{-5}$  e  $10^{-8}$  mm.

**Ramo Assimptótico das Gigantes**– Fase instável da evolução de uma estrela, que se segue ao ramo horizontal, ou seja quando se esgota o hélio no núcleo da estrela. Nesta fase a estrela aumenta de luminosidade, expande e perde a maioria do seu envelope (ver capítulo 4.4).

**Ramo Horizontal** – Uma das fases da evolução de uma estrela; nesta fase a estrela encontra-se em equilíbrio, devido as reacções de fusão do He em C no seu núcleo, envolvido por uma camada de H a fundir em He. Esta é semelhante à sequência principal. A estrela mantém a sua luminosidade praticamente constante, mas tem uma duração muito mais curta (ver capítulo 4.3).

**Reacção termonucleares** Reacções que ocorrem a altas temperatura entre núcleos atómicos e das quais resultam após fusão núcleos mais pesados. Uma destas reacções, a que converte os núcleos de hidrogénio em hélio, é a fonte de energia mais importante das estrelas (ver capítulo 3.4).

**Reacções nucleares** – O mesmo que reacções termonucleares.

**Reacções três alfa** – Reacção de fusão nuclear, que transforma três núcleos de hélio (também conhecidos por partículas alfa) num núcleo de carbono, com libertação de energia (ver capítulo 3.4.2)

**Riscas de Fraunhofer** – Riscas escuras de absorção que cruzam o espectro contínuo do Sol. São assim designadas porque as suas posições foram cuidadosamente traçadas pela primeira vez (em 1814) pelo astrónomo e especialista em óptica alemão Joseph Fraunhofer.

**Sequência principal** – Área do diagrama H-R onde se situa a grande maioria das estrelas. Estende-se, no sentido ascendente, desde a direita inferior, onde podemos encontrar estrelas vermelhas e frias, até a esquerda superior, onde se posicionam estrelas quentes e brilhantes. As estrelas da sequência principal emitem radiação cuja energia é produzida por fusão do H em He, no seu núcleo (ver capítulo 4.1).

**Supernova** – Fim explosivo de uma estrela. Esta explosão ejecta grande parte das camadas exteriores da estrela, dando origem a uma estrela de neutrões ou um buraco negro. As explosões de supernovas são dos acontecimentos mais brilhantes do universo. Inicialmente verifica-se um aumento violento do brilho seguido de um enfraquecimento progressivo. No pico da explosão, o brilho de uma supernova, por vezes é equivalente ao do resto da galáxia onde reside. (ver capítulo 5.3).

**Supergigante** – Fase, pós sequência principal, da evolução de uma estrela massiva, nesta fase a estrela é muito brilhante e dependendo da temperatura da sua superfície distinguimos supergigantes azuis, amarelas e vermelhas (ver capítulo 5.2).

**Telescópio** – Aparelho cujo funcionamento se baseia no poder colector que se consegue com a combinação de lentes e largas áreas colectoras de radiação electromagnética..

**Universo** – Toda a matéria, energia e espaço que existe.

**Via Lactea** – A nossa galáxia. Muitas vezes designada simplesmente por Galáxia.

## Índice de Figuras

- Fig. 1.1 – Observador segurando um lápis com o braço esticado. (pg. 4)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )
- Fig. 1.2 – Observação de um lápis contra um fundo afastado. Em A, com o olho esquerdo; em B, com o olho direito. (pg. 4)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )
- Fig. 1.3 – Esquema indicativo da paralaxe de um lápis em relação a um cenário afastado. A figura não está feita à escala. O valor da paralaxe é traduzido pela medida do ângulo  $p$ . (pg. 5)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )
- Fig. 1.4 – Utilizando a paralaxe para determinar a distância da Terra à Lua. Compare-se esta figura com a figura 1.3. O desenho não está à escala. (pg. 6)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )
- Fig. 1.5 – Representação esquemática, simplificada da paralaxe  $p$  de uma estrela. Para maior clareza não está à escala. Quando a Terra está em  $T_1$ , a estrela é vista na direcção 1. Seis meses depois, a mesma estrela será vista. (pg. 6)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )
- Fig. 1.6 – Modificação da posição aparente de uma estrela em relação a outras mais afastadas, como consequência do movimento de translação da Terra. Compare-se esta figura com 1.2. (pg. 7)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )

Fig. 1.7 – Representação esquemática (sem escala), ilustrativa da definição de parsec. (pg. 7)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )

Fig. 1.8 – A luminosidade de uma estrela determina-se através da distância e do fluxo.  
Quando a luz de uma estrela chega à Terra, já se espalhou por uma esfera com raio igual à distância entre a Terra e a estrela; esta área é de  $4\pi d^2$ . O fluxo recebido na Terra é uma pequena fracção da luminosidade da estrela, já que a luz se espalhou por uma enorme área do espaço. (pg. 10)  
(adaptada de ZEILIK, Michael,. The Evolving Universe )

Fig. 1.9 – Fluxo e distância. O fluxo medido decresce à medida que nos afastamos da lâmpada. Quanto maior é a distância, menor é o fluxo, por isso a 2 metros de distância, o fluxo é  $\frac{1}{4}$  do fluxo a 1 metro; a 3 metros somente  $\frac{1}{9}$ . (pg. 11)  
(adaptada de ZEILIK, Michael,. The Evolving Universe )

Fig. 1.10 – Lei do inverso do quadrado. Colocarmos uma lâmpada dentro de uma série de esferas transparentes concêntricas. Uma vez que cada esfera maior tem uma área maior que a esfera anterior, a luz que atravessa uma unidade de área na primeira esfera atravessa 4 unidades na segunda esfera e 9 unidades na terceira. Por isso o fluxo na segunda esfera é  $\frac{1}{4}$  da primeira; e na terceira  $\frac{1}{9}$ . O espalhamento da luz dilui o fluxo. (pg. 12)  
(adaptada de ZEILIK, Michael,. The Evolving Universe )

Fig. 1.11 – Os três tipos básicos de espectros. (pg. 14)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/light/absorption.html>)

Fig. 1.12 – Modelo de Borh para a átomo. (pg. 15)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/light/bohr.html> )

Fig. 1.13 – Quando um átomo de um elemento absorve energia, um electrão pode saltar para um nível energético mais alto, produzindo uma linha de absorção (parte superior da figura). Se um electrão salta de um nível de maior energia para um nível inferior, produz uma linha de emissão (parte inferior da figura). (pg. 16)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/light/bohr.html> )

Fig. 1.14 – A origem dos três tipos de espectros. (pg. 16)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/light/absorption.html> )

Fig. 1.15 – Espectros de três estrelas. Como se pode observar os espectros destas três estrelas, 0Vega (a), 30 de Hercules (b) e BL de Oriente são muito diferentes. (pg. 18)  
(adaptada de KALER, James B. Astromoy )

Fig 1.16 – Espectro do Sol. Observe as linhas de Fraunhofer. Este é um bom exemplo de um espectro de absorção. (pg. 18)  
(adaptada da internet)

Fig. 1.17– Espectros de várias estrela, com exemplos de todas as classes espectrais, desde estrelas de classe espectral O (as mais quentes) até espectros de estrelas de classe M (as mais frias). Observando estes espectros nota-se grandes diferenças entre eles, por exemplo a intensidade das linhas de hidrogénio, e intensidade de linhas de elementos como o cálcio e o ferro, que em alguns espectros são fortes e noutros nem aparecem. (pg. 19)  
(adaptada de ZEILIK, Michael,. The Evolving Universe )

Fig. 1.18 – Radiação do Corpo Negro. O pico da radiação desloca-se para comprimentos de onda mais baixos à medida que a temperatura aumenta. (pg. 22)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/light/radiation.html> )

Fig. 1.19 – Distribuição da radiação de três estrelas de temperatura superficial muito diferente. Com o aumento da temperatura, nota-se um grande desvio no espectro, para comprimentos de onda mais pequenos. Para melhor realçar este facto, no gráfico a intensidade foi normalizada, sendo a unidade o valor correspondente a cada um dos picos, no entanto a intensidade da radiação da estrela mais quente, Espiga, é cerca de 2094 vezes superior à da estrela mais fria, Antares. (pg. 22)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/light/radiation.html> )

Fig. 1.20 – Foto de Antares A e B, Antares A é a estrela que se encontra no centro da imagem, Antares B encontra-se acima e ligeiramente à direita de Antares A. (pg. 24)  
(figuras retirada da internet)

Fig. 1.21 – Diagrama Temperatura – luminosidade para algumas estrelas do céu do inverno (ver dados na tabela). Inclui-se o Sol para termo de comparação. No eixo vertical temos a luminosidade (crescente de baixo para cima) em relação ao Sol, no eixo horizontal temos a temperatura superficial, aumentando da esquerda para a direita, ao contrário do mais habitual. (pg. 25)  
(adaptada de ZEILIK, Michael, The Evolving Universe )

Fig. 1.22 – Diagrama H-R para muitas estrelas. No eixo horizontal a temperatura aumentando da direita para a esquerda, no eixo vertical a luminosidade aumentando de baixo para cima. (pg. 26)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/hr/hr.html> )

Fig. 1.23 – Os pontos do gráfico representam a massa e a luminosidade de estrelas da sequência principal. Note que existe uma correlação forte entre os pontos, para estrelas da sequência principal a massa determina a luminosidade. (pg. 27)  
(adaptada de <http://www.ucolick.org/~bolte/AY4/notes6/node7.html>)

Fig. 2.1 – A grande nebulosa de Oriente, que está a 1600 anos-luz. (pg.30)  
(adaptada da internet)

Fig. 2.2 – Fragmento de uma nuvem molecular gigante em contracção, dando origem a uma proto-estrela. (pg. 31)  
(adaptada da internet)

Fig. 2.3 – Quando numa proto-estrela se atinge o equilíbrio entre a força de gravidade e a força devido à pressão do gás, esta entra em equilíbrio hidrostático, a proto-estrela pára de contrair e torna-se numa estrela. (pg. 33)  
(adaptada de internet)

Fig. 2.4 – Exemplo de um exame globular (M3). A região central é constituída por estrelas, relativamente próximas entre si, que os telescópios não conseguem individualizar (resolver). Este exame, que pertence a nossa Galáxia, está a cerca de 32 000 anos-luz da Terra. Sendo as suas estrelas (algumas centenas de milhares) bastante idosas, como é típico nos exames globulares. (pg. 34)  
(adaptada de <http://seds.lpl.arizona.edu/messier/m/m003.html>)

Fig. 2.5 – Exemplo de um exame estelar aberto : o Exame das Plêiades . é constituído por centenas de estrelas bastante jovens (com cerca de 80 milhões de anos), ocupando uma região do espaço cuja maior dimensão é de 30 anos-luz aproximadamente. O conjunto que está a cerca de 450 anos-luz da Terra pertence à nossa Galáxia e é facilmente observável. (pg. 34)  
(adaptada de <http://seds.lpl.arizona.edu/messier/m/m045.html>)

Fig. 2.6 – Fases sucessivas da Formação de um Sistema do Tipo Solar. (pg. 35)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )

Fig. 2.7 – Representação à escala das órbitas dos planetas do Sistema Solar. As órbitas de Mercúrio, de Vénus e da Terra, interiores à de Marte. São diminutas em comparação com as dos restantes planetas, pelo que não puderam ser aqui desenhadas. Observe-se que a excentricidade da órbita de Plutão que intersecta a de Neptuno. Representou-se a tracejado a parte da órbita de Plutão que fica para sul do plano da órbita da Terra. (pg. 36)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )

Fig. 2.8 – À excepção dos casos extremos de Mercúrio e Plutão, os planos das órbitas dos planetas principais são quase coincidentes com o plano da órbita da Terra. (pg. 37)  
(FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme, Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas )

Fig. 3.1 – Gráfico de Peso – Altura, de uma amostra de pessoas com idades compreendidas entre o 1 ano e os 50 anos. (pg. 40)  
(adaptada de ZEILIK, Michael,. The Evolving Universe )

Fig. 3.2 – Gráfico Peso – Altura – Idade. Neste gráfico estão representados, valores médios, para o peso e a altura de uma pessoa do sexo masculino, desde o nascimento até aos 20 anos. (pg. 41)  
(adaptada de ZEILIK, Michael,. The Evolving Universe )

Fig. 3.3 –No núcleo das estrelas as condições de pressão e temperatura permitem a fusão. (pg. 45)  
(adaptada de <http://www.ucolick.org/~bolte/AY4/notes7/node2.html>)

Fig. 3.4 – Cadeias PP (protão-protão). No centro de uma estrela os protões (núcleos de hidrogénio) estão em constante colisão, formando núcleos de deutério, os deuterões. Estes colidem com os protões para formarem núcleos de hélio 3, A colisão entre dois núcleos de hélio 3 gera um núcleo de hélio 4 libertando dois protões , terminando a cadeia. (pg. 46)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/energy/ppchain.html>)

Fig. 3.5 – O ciclo CNO (carbono – nitrogénio(azoto) – oxigénio), um processo de fusão do hidrogénio. O resultado é a conversão de quatro núcleos de hidrogénio num núcleo de hélio; o carbono entra no primeiro passo e reaparece no último. (pg. 47)  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/energy/cno.html>)

Fig. 3.6 – Reacção três – alfa. Este reacção de fusão do hélio converte três núcleos de hélio num núcleo de carbono produzindo energia. (pg. 49)  
( adaptada de AUDOUZE, Jean, The Cambridge Atlas of Astronomy)

Fig. 3.6 – Fusão de dois núcleos de carbono dando origem a um núcleo de magnésio e libertando energia. (pg. 50)  
( adaptada de AUDOUZE, Jean, The Cambridge Atlas of Astronomy)

Fig. 4.1 – Os dois esquemas representam um estrela na sequência principal. Nesta fase o núcleo da estrela funde hidrogénio em hélio, a energia libertada nesta reacção equilibra a força da gravidade, e a estrela mantém-se em equilíbrio, brilhando estavelmente. (pg. 52)  
(adaptada da internet)

Fig. 4.2 – Esquema de uma estrela após se ter esgotado o hidrogénio no núcleo. (pg. 53)  
(adaptada da internet)

Fig. 4.3 – O esquemas representa uma estrela na fase de gigante vermelha. (pg. 55)  
(adaptada da internet)

Fig. 4.4 – Diagrama H-R de evolução de uma estrela com uma massa solar até ao ramo horizontal. A zona amarela corresponde a sequência principal. O traço a azul corresponde a fase de gigante vermelha, nesta fase esgota-se o hidrogénio no núcleo e a estrela é constituída por um núcleo de hélio inerte e uma camada envolvente de hidrogénio em fusão, a luminosidade da estrela aumenta e a temperatura diminui. Após o flash do hélio a luminosidade da estrela diminui e a temperatura aumenta, traço a vermelho, até atingir o ramo horizontal, nesta altura a luminosidade mantém-se e a temperatura aumenta. A estrela é agora constituída por um núcleo de hélio a fundir em carbono, e uma camada envolvente a fundir hidrogénio em hélio. (pg. 56)  
(adaptada de KALER, James B. Astromoy )

Fig. 4.5 – Diagrama H-R da evolução de uma estrela com uma massa solar até ao ramo assintótico das gigantes. O traço a laranja corresponde a fase de gigante vermelha. A estrela é agora constituída por um núcleo inerte de carbono e oxigénio, rodeado por uma camada de hélio a fundir em carbono, e oxigénio, e outra camada de hidrogénio a fundir em hélio. Rodeada por um envelope imenso de hidrogénio. Quando uma estrela, de 1 massa solar, chega ao topo do RAG já perdeu quase todo o seu envelope e a sua massa é somente de 0,6 massas solares. (pg. 58)  
(adaptada de KALER, James B. Astromoy )

Fig. 4.6 – Duas Nebulosas Planetárias clássicas. A nebulosa de Anel à direita, e a nebulosa de Hélix à esquerda. Repare na anã branca no interior de cada nebulosa. (pg. 59)  
(figuras retiradas da internet)

Fig. 4.7 – Diagrama H-R da evolução de uma estrela com uma massa solar até a fase de Anã Branca. Após o ramo assintótico das gigantes a perda de massa é de tal ordem que a estrela esta praticamente reduzida ao seu núcleo, a estrela move-se para a esquerda na diagrama H-R ( linha laranja a tracejado). Quando a temperatura efectiva da estrela é suficientemente alta, ilumina o gás que a rodeia e dá origem a uma nebulosa planetária. O núcleo arrefece e escurece, tornando-se numa anã branca. Núcleos de maior massa serão mais brilhantes quando termina o ramo assintótico das gigantes e tornar-se ao mais quentes, mas quando arrefecerem tornando-se em anã branca serão mais pequenas e mais escuras. (pg. 60)  
(adaptada de KALER, James B. Astromoy )

Fig. 5.1 – Estados da fusão nuclear no núcleo de uma supergigante **(a)** contracção do núcleo de C/O; **(b)** fusão do carbono em oxigénio, néon, e magnésio; **(c)** contracção do núcleo de O/Ne/Mg; **(d)** fusão do O, Ne, e Mg numa mistura de silício e enxofre; **(e)** contracção do núcleo de Si/S; **(f)** fusão do Si em ferro. Estas zonas estão rodeadas por uma vasta camada de hidrogénio e/ou hélio. Os diagramas não estão à escala, cada um é sucessivamente mais pequeno. (pg. 66)  
(adaptada de KALER, James B. Astromoy )

Fig. 5.2 – Modelo do interior de uma estrela de grande massa a quando da explosão de uma supernova. As reacções de fusão criam camadas de diferentes elementos. Quando a temperatura é suficientemente alta, o núcleo de ferro começa a fundir, este processo gasta energia e leva o núcleo a colapsar rapidamente, desencadeando a ignição explosiva de reacções de fusão nas várias camadas. Esta explosão produz uma grande quantidade de neutrinos. (pg. 67)  
(CHIÈZE, Jean-Pierre, The Cambridge Atlas of Astronomy)

Fig. 5.3 – A nebulosa de Caranguejo encerra os destroços de uma supernova tipo I, que têm vindo a espalhar-se pelo espaço desde que a explosão foi observada na Terra há mais de 900 anos (pg. 68)  
(CHIÈZE, Jean-Pierre, The Cambridge Atlas of Astronomy)

Fig. 5.4 – Se um astronauta incauto se aproximasse de um buraco negro, este atrairia uma das extremidades do corpo com muito mais força que a outra. (pg. 72)  
(ESTALELLA, Robert, As estrelas)

Fig. da Actividade 1, de 1.1 Distâncias, da pg. 75.  
(VANCLEAVE, Janice, Astronomia para Jovens)

Fig. do exercício 1, de 1.4 Classificação espectral, da pg. 77.  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/light/absorption.html>)

Fig. do exercício 4, de 1.6 Diagrama H-R, da pg. 81.  
(adaptada de <http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/hr/hr.html> )

Fig. do exercício 9, de 4 Evolução de estrelas com 1 massa solar, da pg 86  
(adaptada do The Cambridge Atlas of Astronomy)

Fig. do exercício 9.3, de 4 Evolução de estrelas com 1 massa solar da pg 86.  
(adaptada de <http://www.eia.brad.ac.uk/btl/data/hertz.gif>)

Fig. do exercício 2, de 5 Evolução de estrelas massivas da pg. 88  
(adaptada da internet)

Figuras da actividade 1, da pg 89  
(<http://btc.montana.edu/ceres/html/stars1.html>)

## Fontes de informação

### Bibliografia

- CLARK, David e ROY Archie E. (1989). *Structure of the Universe*, Adam Hilger.
- ESTALELLA, Robert (1996). *As estrelas*, Editorial Presença.
- FERREIRA, Máximo e ALMEIDA, Guilherme (1997). *Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas*, Plátano Edições Técnicas.
- Great Ideas for Teaching Astronomy* (1994). West Publishing Company.
- HARTMANN, William K. (1989). *Astronomy: The Cosmic Journey*, Wadsworth Publishing Company.
- HAWKING, Stephen (1996). *Breve História do Tempo Ilustrada*, Gradiva.
- MOCHÈ, Dinah L. (1996). *Astronomy*, John Wiley & Sons, Inc.
- KALER, James B (1994). *Astromoy*, Harper Collins College Publishers.
- KARTTUNEN, H., KRÖGER, P., OJA, H., POUTANEN e M., DONNER, K. J. (1996). *Fundamental Astronomy*, Springer.
- KAUFMANN, William J. *Universe*, W. H. Freeman and Company, New York.
- REEVES, Hubert (1995). *Poeiras de Estrelas*, Gradiva 1995.
- RONAN, Colin A (1991). *História Natural do Universo*, Verbo.
- The Cambridge Atlas of Astronomy* (1994). Jean Audouze and Guy Israël.
- The Universe at Your Fingertips* (1995). Project Astro, Astronomical Society of the Pacific.
- VANCLEAVE, Janice (1993). *Astronomia para Jovens*, Publicações Dom Quixote.
- ZEILIK, Michael (1994). *The Evolving Universe*, John Wiley & Sons, Inc.

**Páginas da Internet:**

<http://www.ucolick.org/~bolte/AY4/ay4.html>  
<http://www.u.arizona.edu/~ribb/>  
<http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/index.html>  
[http://www.astro.keele.ac.uk/workx/starlife/StarpagesS\\_26M.html](http://www.astro.keele.ac.uk/workx/starlife/StarpagesS_26M.html)  
[http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/teachers/lifecycles/LC\\_index.html](http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/teachers/lifecycles/LC_index.html)  
<http://www-hpcc.astro.washington.edu/scied/astro/astroindex.html>  
<http://btc.montana.edu/ceres/html/starsstudentact.html>  
<http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/lib/aptree.html>  
<http://einstein.stcloudstate.edu/dome/constellns/projdist.html>  
<http://www.fapeal.br/ceaal/astroind.html>  
<http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/homepage.html>  
[http://spaceboy.nasda.go.jp/Note/shikumi/E/Shi09\\_e.html](http://spaceboy.nasda.go.jp/Note/shikumi/E/Shi09_e.html)  
<http://spacelink.nasa.gov/index.html>  
[http://ecf.hq.eso.org/astroweb/yp\\_astro\\_resources.html](http://ecf.hq.eso.org/astroweb/yp_astro_resources.html)  
[http://www.netprof.pt/Fisica\\_Quimica/](http://www.netprof.pt/Fisica_Quimica/)  
<http://cse.ssl.berkeley.edu/>  
<http://www.athena.ivv.nasa.gov/curric/space/lfs/emspectr.html>  
<http://www.seasky.org/>

**Capa** – Os destroços da explosão da Supernova na constelação Vela, do hemisfério Sul. Há mais de 10 000 anos, uma estrela na constelação de Vela explodiu. A explosão desta Supernova deve ter sido presenciada pelos primeiros agricultores humanos.