Sérgio Manuel de Oliveira Viana

Estrelas Variáveis



Departamento de Matemática Aplicada

Faculdade de Ciências da Universidade do Porto

Setembro/2001

Sérgio Manuel de Oliveira Viana

Estrelas Variáveis



Dissertação submetida à Faculdade de Ciências da Universidade do Porto

para obtenção de grau de Mestre em Ensino da Astronomia

Departamento de Matemática Aplicada

Faculdade de Ciências da Universidade do Porto

Setembro/2001

Resumo

A observação do céu nocturno é uma prática que vem da Antiguidade. Desde então e durante muito tempo pensou-se que as estrelas mantinham o brilho constante. Assim foi até ao século XVI, quando David Fabricius observou uma estrela cujo brilho variava periodicamente. Dois séculos mais tarde Jonh Goodricke descobriu uma segunda estrela e com o desenvolvimento de instrumentos de observação este conjunto foi muito alargado e hoje inclui o Sol.

A variação do brilho das estrelas variáveis permite distinguir classes de estrelas variáveis, obter a distância da estrela à Terra ou conhecer melhor o seu interior.

A importância deste estudo, para além do conhecimento do Universo advém também do conhecimento da estrela de que depende a vida na Terra - o Sol. Por tal, estão em vigor projectos de observação permanente do Sol e mais projectos vão ser implementados para as outras estrelas.

Abstract

In the old times the stars were believed to have constant brigtness. However, in the XVI century, David Fabricius realized that the brigtness of a certain star varied periodically in time. Since then, many star have been found to be variables, including our own Sun.

By studing the brightness variations of variable stars, the astrtonomers were able to learn about important astronomical issues, like the distancies in the Universe and the interior of the stars. Moreover, being our own Sun a variable star, the astronomers were able to learn more about this object which is so important for us.

The work presented in this thesis concern the study of those stars which, for showing variation of their brightness, are named 'variable stars'.

Résumé

L' observation du ciel nocturne est une pratique que vient de l' Antiquité. Depuis.lá et pendant trés longtemps on pense que les étoiles maintenaient l´ éclat constant. Cela perdura jusqu' au XVI^e siècle, quand David Fabricius observe une étoile dont léclat variant périodiquement. Deux siècle plus tard, Jonh Goodricke découvrit une second étoile et avec le développement d' instruments d' observations cet ensenble fut élargi et aujoud' hui englobe le Soleil.

La variation de l' éclat des étoile variable permet de distinguer des classes d' étoiles variable, d' obtenir la distance des étoiles à la Terre ou de mieux connaître leur interieur.

L' importance de cette étude, outre la connaissance de l' Univers, provient aussi de la connaissance de l' étoile dont dépend la vie sur la Terre – la Soleil. Pour cela, des projects dóbservation Soleil sont en vigueur et plus de projects seront mis en marche pour les autre étooile.

Índice

Capítulo 1 - Introdução 1

Capítulo 2 - O que são estrelas variáveis 4

2.1- Definição 4

2.2- Denominação 4

2.3- Classificação. 5

2.3.1.- Variáveis pulsantes 6

2.3.2.- Variáveis eruptiveis 10

Capítulo 3 - O Sol como estrela variável 13

3.1- Desenvolvimento histórico. 13

3.2- Actividade solar 15

3.2- Variação da constante solar 19

3.3- Heliosismologia 20

Capítulo 4 - Método directo de medida da distância.

4.1- Método da paralaxe 22

4.2- Unidades de distância. 24

Capítulo 5 - Magnitude das estrelas 26

5.1- Escala de magnitude tal como definiu Hiparcos. 26

5.2- Generalização do conceito de magnitude. 26

5.3- Magnitude absoluta. 27

5.4- Magnitude absoluta e luminosidade 28

Capítulo 6 - Distância medida pela luz. 30

6.1– Luminosidade e distância. 30

6.2- Medida da distância com base nas estrelas pulsantes. 31

Capítulo 7 – Composição das estrelas 35

7.1- Espectros contínuos e descontínuos. 35

7.2- Modelo atómico de Bohr. 36

7.3- Espectro de emissão e de absorção. 36

7.4- Espectros e composição das estrelas. 39

7.5- Considerações acerca dos espectros das estrelas. 40

Capítulo 8 - Radiação do corpo negro 41

8.1- Radiação emitida por um corpo negro. 41

8.2- Lei de Wien. 43

8.3- Temperatura de cor e temperatura efectiva. 44

8.4- Temperatura e tipo espectral. 44

Capítulo 9 - Diagrama de Hertzprung-Russel.

9.1- Classes espectrais. 46

9.2- Diagrama H-R. 47

9.3- Diagrama H-R e evolução estelar. 49

9.4- Evolução do Sol no diagrama H-R. 54

9.5- Localização das estrelas variáveis no diagrama H-R. 56

Capítulo 10 - Estrutura das estrelas

10.1- Grandezas que modelam e descrevem o interior das estrelas. 59

10.2- Produção de energia nas estrelas. 62

10.3- Transporte de energia. 62

10.4- O interior do Sol. 63

10.4.1.– Variação da pressão. 63

10.4.2.- Variação da temperatura. 64

10.4.3.- Variação da densidade. 64

10.4.4.- Variação da abundância de hidrogénio. 65

10.4.5.- Variação da velocidade do som. 66

10.5- Estrutura do interior do Sol. 67
10.5.1.- O núcleo 67
10.5.2.- O interior radiativo. 69
10.5.3.- O envelope convectivo. 69
10.6- Ondas que se propagam no interior do Sol. 70

Capítulo 11 - Noção de onda.
11.1- Ondas unidimensionais. 72
11.2- Características das ondas 73
11.3- Interferência. 75
11.4- Ondas estacionárias. 76
11.5- Ondas estacionárias em superfícies 78
11.6- Ondas estacionárias em volumes 79

Capítulo 12 - Efeito de Doppler
12.1- Descrição do efeito de Doppler. 88

Capítulo 13 - Estrelas variáveis pulsantes.
13.1- Variação do brilho destas estrelas. 90
13.2- Pêndulo gravítico. 91
13.3- A Periodicidade das Estrelas Variáveis Pulsantes 94
13.4- Mecanismo de excitação. 96
13.4.1.- As funções próprias. 97
13.4.2.- O mecanismo de excitação. 98

Capítulo 14 - Perspectivas futuras. 102

Bibliografia 106

Páginas de consulta na internet 108

Índice de Figuras

Figura	Pagina
2.1- Sistema binário catalogado como Gliese 623. Dista da Terra 25 anos luz e faz parte da constelação de Hercules.	5
2.2- Curva de luz de uma variável Mira de longo período. H. kartunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. Donner, Fundamental Astronomy	7
2.3- À esquerda: dimensões de Betelgueuse. À direita: Betelgeuse faz parte da constelação Orion. Situa-se no canto superior da constelação Orion.	8
2.4- Situação das estrelas pulsantes intrinsecas no diagrama de Hertzprung-Russel. Annu. Rev. Astrophyys., 5, 571, 1967.	9
2.5- Flare na superfície do Sol.	10
2.6- Curva de luz de uma estrela flare tipica. A duração é de curta duração. H. kartunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. Donner, Fundamental Astronomy .	11
2.7- Curva de luz de uma variável T Tauri.H. kartunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. Donner, Fundamental Astronomy	11
2.8- Curva de luz de uma Novae. H. kartunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. Donner, Fundamental Astronomy	11
2.9- Uma Novae. H. kartunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. Donner, Fundamental Astronomy	12
2.10- Nebulosa do caranguejo, formada a partir de uma supernova. No centro persiste o que resta da estrela, neste caso um pulsar.	12

3.1- Fotografia da superfície do Sol numa região com uma mancha solar. Foto da Universidade de Princeton, Projecto Stratoscope, financiado por NSF,e NASA. 15

3.2- O número de manchas solares desde 1600 mostra um ciclo médio de 11 anos e alguma evidência de um ciclo sobreposto de 80 anos (linha a tracejado).Dados de M. Waldemeier, 1973; Pasachoff, 1989; National Solar Observatory. 16

3.3- Efeito Zeeman: Um campo magnético intenso divide as linhas espectrais em duas ou mais componentes. A intensidade do campo magnético pode ser medido pela separação das linhas componentes. Foi assim que se descobriu que as manchas solares são regiões de intensos campos magnéticos. 16

3.4- Diagrama de borboleta. Este diagrama relaciona a data e a latitude de cada mancha solar. Figura obtida no site da NASA. http://wwwssl.msfc.nasa.gov/ssl/pad/solar/sunspots. 17

3.5- Sequência típica das alterações do Sol no ciclo solar de 22 anos. Imagem obtida no site de endereço: http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html 17

3.6- Algumas características do do ciclo solar estão explicadas por este modelo que segue o movimento da linha do campo magnético que em **a.** tem a direcção Sul -Norte. Devido à rotação diferencial do Sol a linha de campo é distorcida como em **b.** e em **c.** Em **d.** a linha enrola-se à volta do Sol. A convecção distorce mais a linha de campo em **e.** Onze anos depois a linha está irreconhecível e neutralizada formando uma nova linha. Figura obtida no site de endereço http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html. 18

3.7- Vista oblíqua da superfície solar que mostra alguns fenómenos associados ao intenso campo magnético da sua superfície. Figura obtida no site de endereço: http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html. 19

3.8- O número de período de secas está relacionado com a actividade solar. Gráfico obtido no site de endereço http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html. 20

4.1.- Observador segurando um lápis. F. Máximo, A. Guilherme; Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas, Plátano Editora 22

4.2.- Observação de um lápis contra um fundo afastado. Em A, com o olho esquerdo; em B, com o olho direito. F. Máximo, A. Guilherme; Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas, Plátano Editora 22

4.3.- Paralaxe de um lápis em relação a um fundo afastado. O valor da paralaxe é metade do ângulo p. F. Máximo, A. Guilherme; Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas, Plátano Editora 22

4.4.- Representação esquemática da paralaxe p de uma estrela. 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 é metade do ângulo A.F. Máximo, A. Guilherme; Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas, Plátano Editora 23

5.1- Brilho de alguns objectos no sistema de magnitude aparente. 27

6.1- A luz propaga-se no espaço com o quadrado da distância. Numa esfera com o raio duplo, a energia espalha-se por uma área quatro vezes maior. Numa esfera de raio triplo. A energia espalha-se por uma área nove vezes maior. Figura obtida no site: http://astronomynotes.com/light/lightb.htm 30

6.2- Gráfico da magnitude em função do período expresso em dias das Cefeidas da Pequena Nuvem de Magalhães. Figura de Shapley, Galaxies, Havard University Press, Cambridge. 33

6.3- Relação período luminosidade das Cefeidas Clássicas. Figura de Sandage and Tammann, Apl. J., 151,531, 1968. 34

7.1-Espectro contínuo. Figura obtida no site: http://astronomynotes.com/light/lightb.htm. 35

7.2- A estrutura dos átomos dos dois elementos mais comuns do Universo. Diferentes elementos têm diferentes número de protões e diferente sucessão dos níveis de energia. Figura obtida no site; http://astronomynotes.com/light/lightb.htm. 36

7.3- Dois modos de mostrar o mesmo espectro. À esquerda a figura da luz dispersa por um prisma ou uma rede de difracção e à direita o gráfico da intensidade em função do comprimento de onda. Note-se que o padrão das linhas espectrais dos espectros de emissão e de absorção são o mesmo. Figura obtida no site http://astronomynotes.com/light/lightb.htm. 38

7.4 - Esquema explicativo das linhas de absorção. Figura obtida no site: http://astronomynotes.com/light/lightb.htm. 39

8.1- Comprimento de onda da radiação electromagnética. O campo eléctrico é sempre perpendicular ao campo magnético. Figura de Coletta, Vincent, College Physics, Mosby-Years Book. 41

8.2- Radiação por unidade de comprimento de onda emitida pelo corpo negro para quatro temperaturas diferentes. Figura de Coletta, Vincent, College Physics, Mosby-Years Book. 42

9.1- Diagrama de Hertzprung-Russel. 47

9.2- Á esquerda a Nebulosa da Águia. Á direita a parte central da nebulosa está ampliada e é possível verificar a luminosidade difusa na extremidade de cada um dos três pilares. 50

9.3- Duas nebulosas planetárias. Á esquerda a Nebulosa do Sino. Á direita a Nebulosa Olho de Gato. 52

9.4- A Nebulosa do Caranguejo, o resultado de uma supernova. 53

9.5- Diversas etapas da evolução do Sol no Diagrama H-R.Imagem obtida no site: www.michielb.nl 55

9.6- Posição das estrelas pulsantes intrínsecas no diagrama H-R. As trajectórias de evolução estão incompletas. As trajectórias de evolução das estrelas de pequena massa estendem-se até à região das variáveis de longo período (no diagrama LPV's). A figura é retirada do Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Volume 5, de 1967. 57

10.1- A força gravítica e a força de pressão são as duas forças que moldam a estrutura das estrelas. 60

10.2- Gráfico da pressão no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html 63

10.3- Gráfico da temperatura no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html. 64

10.4- Gráfico da densidade no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html. 65

10.5- A densidade no centro do Sol é 150 vezes maior do que a densidade da água. A temperatura é tão elevada que os núcleos estão separados dos electrões. Á superfície a densidade é mil vezes menor do que a densidade da atmosfera terrestre. 65

10.6- Gráfico da velocidade do som no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html. 66

10.7- Reacção de fusão dos núcleos de hidrogénio – cadeia PP1. O produto da reacção são: núcleos de hélio, radiação gama (γ), neutrinos (ν+). 67

10.8- Nesta figura além de uma mancha solar no centro da figura, mostra a rodear os grânulos que constituem o topo da célula de convecção na superfície do Sol. Imagem obtida no site: http://science.nasa.gov/ssl/pad/solar/images/sunspot1.jpg. 70

10.9- Constituição do interior do Sol. Imagem obtida no site:http://fusedweb.pppl.gov/CPEP/Chart_pages/5.Plasmas/SunLayers.html 70

10.10- Oscilações no Sol. As zonas a vermelho correspondem a zonas de afastamento e as zonas a azul correspondem a zonas de aproximação. 71

11.1- Mola a oscilar à volta de uma posição de equilibrio. 73

11.2- Um instantâneo do deslocamento de todos os pontos da corda. 74

11.3- Fixando um ponto da corda. 74

11.4- Esquema representativo de sobreposição de duas ondas numa corda. Projecto física, unidade 3, o triunfo da mecânica, Fundação Caloste Gulbenkian 76

11.5- Três possíveis ondas estacionárias. Projecto física, unidade 3, o triunfo da mecânica, Fundação Caloste Gulbenkian 77

11.6- Vibração de um tambor. Observa-se uma pele de tambor marcada, em vários modos de vibração. Em cima, estão reproduzidas pares de fotografias que ilustram três modos simétricos de vibração e um modo anti-simétrico. Projecto física, unidade 3, o triunfo da mecânica, Fundação Caloste Gulbenkian 79

11.7- Ondas de comprimentos de onda diferentes, atingem profundidades diferentes. 81

11.8- A partir de ondas com cavidades ligeiramente diferentes, podemos obter informação localizada no interior da estrela. 82

11.9- Doplerograma da superfície do Sol. Imagem da superfície do Sol obtida a partir do efeito de Doppler. As cores mais escuras correspondem a zonas de aproximação da Terra, as zonas mais claras a afastamento. Se subtrairmos a velocidade de aproximação ou afastamento obtém-se a figura do lado direito. Figura obtida no site: http://solar-center.standford.edu/dopplergram.html 83

11.10- Representação de dois harmónicos esféricos. Á esquerda l=6 e m=0. Á direita l=6 e m=3. Figura obtida no site: http://soi.stanford.edu/results/heliowhat.html 84

11.11- Velocidade em função da frequência do modo-o. Um período de cinco minutos corresponde à frequência de 3,33 mHz. Grec, Fossat, Pomerantz, Nature, 288, 541, 1980 86

11.12- Modo-p do Sol. As observações correspondem a pontos e a teoria a linhas. Libbrecht, Space Science Rev., 47, 275, 1988. 86

12.1- Á esquerda, ondas geradas quando a fonte se move. O comprimento de onda torna-se mais curto, no sentido em que a onda se propaga, como se pode ver pelo esquema da figura da direita. Tipler P., Phisics for cientist and engineers, Worth Publishers, inc. 88

13.1- Gráfico da magnitude da estrela variável em função da fase.Bohm-Vitesse, Erik; "Introduction to Stellar Astrophysicas", Vl III, Cambridge University Press. 90

13.2- Fotografia estroboscópica do pêndulo gravítico em movimento. Sá, Mª Teresa, Física 12º ano, Texto Editora 91

13.3- Gráfico da posição do pêndulo em função do tempo. 92

13.4- Movimento amortecido do pêndulo gravítico. 93

13.5- Gráfico da variação da velocidade, pressão e temperatura em pulsações adiabáticas. A pressão e temperatura atingem o máximo em raios menores. Em excessos de pressão, a estrela expande-se. Quando diminui a pressão diminui a estrela contrai-se. As unidades são arbitrárias. Bohm-Vitesse, Erik; "Introduction to Stellar Astrophysicas", Vl III, Cambridge University Press. 94

13.6- A curva de luz, a variação de temperatura e a variação de raio, representado esquematicamente para uma estrela Cefeida típica. Ao contrário do que modelo adiabático prevê quando o raio diminui a luminosidade continua a diminuir. Redshif 3, DK Multimédia 96

13.7- Funções próprias no caso hipotético em que a densidade do interior da estrela, é homogéneo. As amplitudes são nulas no centro. De Rosseland 1949. 97

13.8- Modos radiais de uma estrela pulsante. A frente de onda está escalada de modo que $\xi(r)/r = 1$ à superfície da estrela. Os índices dos harmónicos são dados em numerais romanos. I indica o modo fundamental, II o primeiro harmónico, etc. De Rosseland 1949. 98

13.9- Zonas do interior das estrelas de diferentes temperaturas. Para cada ponto da estrela, o eixo vertical indica o logaritmo da fracção de massa que está acima desse ponto. Carrol, Bradley; Ostlie, Dale; An introduction to Modern Astrophysics; Addison-Wesley Publishing Company, inc. 101

Índice de Tabelas

Tabela Página

Tabela 8.1 – Características de cada tipo espectral. 45

Tabela 9.1 - Características das estrelas variáveis pulsantes. 58

Capítulo 1

Introdução

O esforço para a compreensão do Universo é das poucas coisas que elevam a existência humana um pouco acima do nível da farsa e lhe dão algo do encanto da trajédia.

Steve Weinberg, físico dos Estados Unidos, Prémio Nobel da Física em 1979

Na Antiguidade e Idade Média o céu era um exemplo de ordem e concertação. Toda a alteração no céu era lenta e imutável na sua variação. Sabia-se que ao desaparecer no céu, um astro voltaria a aparecer algum tempo depois conforme o previsto.

Por oposição, a vida na Terra era confusa e caótica. Quando aparecia no céu um cometa cujo comportamento não era previsível ele era conotado com alguma desgraça. Inquietava este corpo de comportamento imprevisível a intrometer-se em domínios onde a ordem reinava.

Aristóteles associava aos corpos celestes uma essência subtil e eterna – a quintessência – em oposição à que constituía os corpos terrestres. Na Terra os corpos eram constituídos por misturas de quatro elementos – terra, água, ar e fogo.

Estamos muito longe desses tempos. O Sol não é um disco perfeito tal como Aristóteles suponha, tem manchas e oscila. As estrelas não são imóveis, imutáveis e o seu brilho varia. Tudo é muito mais complexo do que na altura se pensava.

Hoje a Astronomia continua a ser importante para a compreensão do nosso Mundo. A Astronomia tenta responder a questões importantes sobre a nossa origem, o presente e o futuro e por isso também deve fazer parte da formação dos jovens.

Embora a Astronomia leccionada no ensino básico e secundário não seja significativa, não minimiza a importância na formação dos estudantes destes níveis de ensino. A formação nestes níveis é uniformizada. Ao contrário, as respostas que cada jovem procura, ou o interesse por cada tema, é individual e tem também muita importância na sua formação. É necessário que cada um encontre o que procura e o que o individualiza. O objectivo deste trabalho é deste âmbito. Apesar do tema não fazer parte do currículo das disciplinas do ensino básico e

secundário, ficará assim acessível, podendo ser importante para alguém.

Este trabalho também poderá servir de tema a desenvolver na área extra curricular do ensino básico e secundário. Neste âmbito há muitas possibilidades, desde a observação do Sol à observação de outras estrelas. A escolha do corpo, a planificação necessária para o observar e a disponibilidade da descoberta, torna esta actividade numa experiência pedagógica.

A Astronomia liga as escalas de tempo e distâncias muito alargadas com o instante e o muito pequeno. Esta junção é sempre muito curiosa o que poderá também servir para despertar o interesse pela Astronomia.

Para que este trabalho seja acessível houve a preocupação de não conferir grande complexidade e aprofundamento no desenvolvimento dos conceitos. No entanto, embora sabendo que não faz parte do currículo do ensino básico, houve a necessidade de introduzir a função logarítmica pois esta é necessária para definir a magnitude. Apesar disto, penso que os alunos deste nível, com algum empenho, não terão dificuldade em a compreender.

Os conhecimentos de Física necessários para a compreensão deste tema são os envolvidos no conceito de pressão, força gravítica, temperatura, velocidade, trabalho, energia e potência. Os de Química são os de emissão e absorção de energia, espectros de radiação, partículas fundamentais e constituição do átomo. Todos estes assuntos são leccionados na disciplina de Física e Química. Como o fenómeno ondulatório e movimento harmónico são essenciais para se representar e compreender as estrelas variáveis e não sendo estes temas leccionados actualmente no ensino secundário, faço uma abordagem destes assuntos nos capitulos 10 e 11.

O primeiro capítulo classifica e caracteriza as diversas estrelas variáveis. No segundo capítulo apresenta-se o Sol como estrela variável.

Os capítulos 4, 5, 6 e 7 tratam de métodos e conceitos essenciais ao estudo das estrelas variáveis. Os métodos de medida de distância e a magnitude são abordados nestes capítulos porque as estrelas variáveis são utilizadas como marcadores de distância.

O assunto do capítulo 7, radiação do corpo negro, é tratado com a intenção de dar significado ao diagrama de Hertzsprung-Russel, que é o assunto do capítulo 8 onde se situa este grupo de estrelas entre as demais.

O capítulo 9 trata dos factores que modelam a estrutura das estrelas e no capítulo 12 é exposta o mecanismo que mantém o movimento periódico de algumas destas estrelas.

Finalmente, o capítulo 13 não pretende encerrar o trabalho, mas informar como ele continua nos centros de observação e também com a colaboração de astrónomos amadores. Como é

referido no final deste capítulo, a Astronomia é das pouca disciplinas que continua a necessitar dos contributos dos astrónomos amadores. Há milhares de astros a observar tornando impossível ao grupo de investigadores que tem acesso aos meios de observação sofisticados, dar atenção a todos. Para optimizar a recolha de informação nos grandes observatórios, a agenda é feita com antecedência e tem de seguir conforme um plano. Assim muitas vezes passa ao lado de pequenas descobertas que podem ser feitas pelos amadores com o horário mais flexível e que podem estar espalhados por todas as partes do globo. Assim, esta é mais uma sugestão de trabalho nas escolas do nível de ensino a que se destina este trabalho.

A maior parte da informação que este trabalho veicula está acessível a todos, que o queiram, na Internet. Para isso basta um computador com ligação telefónica, existente na maior parte das escolas.

Capítulo 2

O que são estrelas variáveis

2.1 Definição.

Estrelas variáveis são estrelas cujo brilho observado varia no tempo.

No sentido estrito, todas as estrelas são variáveis, já que o seu brilho e a sua estrutura variam ao longo da sua vida. Embora durante a maior parte da vida das estrelas as alterações do brilho sejam muito lentas, há algumas fases da sua vida em que o brilho varia rapidamente, ou mesmo periodicamente.

Pequenas variações no brilho das estrelas podem ser causadas por zonas menos quentes - por cada mancha solar no Sol – ou por zonas mais quentes – proeminência ou flare - que desaparecem assim que a estrela roda à volta do seu eixo. A luminosidade do Sol varia imperceptivelmente por causa destes fenómenos. Muito provavelmente haverá fenómenos similares nas outras estrelas.

Inicialmente, o brilho das estrelas foi determinado visualmente por comparação com o brilho de várias estrelas. Actualmente, as medições mais precisas são efectuadas com células fotoeléctricas, em câmaras com dispositivos CCD (Couple Charge Device). Com base nestes dispositivos, obtém-se a variação do brilho das estrelas com o tempo - a curva de luz.

2.2 Denominação:

Quando uma estrela variável é descoberta, é-lhe atribuído um nome de acordo com a constelação onde se localiza. A primeira estrela variável da constelação a ser descoberta tem uma denominação que se inicia por R seguida do nome da constelação. A segunda estrela variável inicia a sua denominação por S, depois T, continuando até Z. Depois de esgotadas estas letras, inicia-se a denominação por duas letras. Por exemplo, RR, RS, RT, ... até ZZ. Seguem-se depois as letras AA até QZ (omitindo o J). Com esta denominação, obtemos um número de 334 estrelas variáveis. Contudo este número foi largamente ultrapassado em muitas constelações. Por isso recorreu-se a uma nova norma de denominação, iniciada pela letra V (de variável) seguida de um número a começar por 335, pela ordem da descoberta, V335, V336, V337 ....

Para algumas estrelas, a denominação pela letra grega conservou-se, embora tenha sido verificado posteriormente tratar-se de uma estrela variável.

2.3 Classificação:

A classificação da estrela variável é efectuada com base na curva de luz, no seu espectro e na velocidade de afastamento ou aproximação da Terra. As observações da estrela podem ser efectuadas com luz visível ou não.

Assim, as estrelas variáveis podem ser divididas em três grandes grupos: eruptivas, variáveis eclipsantes e pulsantes.

As variáveis eclipsantes são sistemas constituídos por duas estrelas - sistemas binários. As variações de brilho destas variáveis não correspondem a qualquer variação física da estrela. Estas variações de brilho são antes devidas a uma sobreposição periódica das duas estrelas.

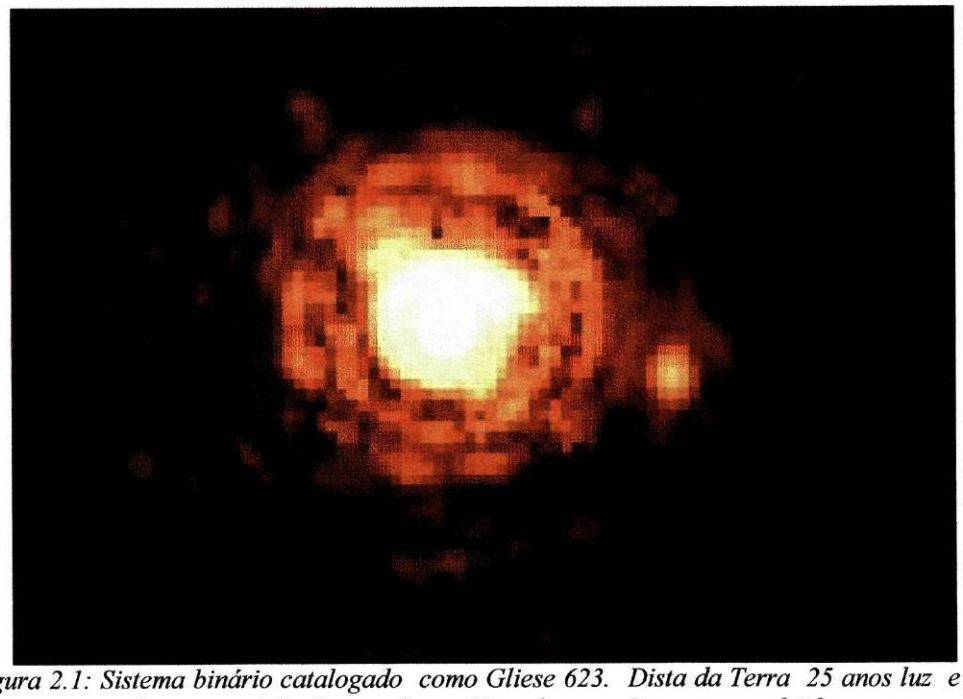


Figura 2.1: Sistema binário catalogado como Gliese 623. Dista da Terra 25 anos luz e faz parte da constelação de Hercules. Imagem obtida no site http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/image/9911/gl623_hst_big.jpg

As variáveis eruptivas são estrelas que ejectam massa para o exterior. Muitas delas são constituintes de sistemas binários nos quais a massa de uma das estrelas é transferida para a outra estrela.

As variáveis pulsantes são estrelas que experimentam uma variação intrínseca numa dada

fase da sua evolução. Em algumas delas a superfície oscila, atingindo velocidades entre 40 e 200 $km.s^{-1}$; podendo em alguns casos o respectivo diâmetro duplicar em cerca de 10 dias. Mais à frente iremos diferência-las com mais detalhe.

Além destes grupos, podíamos adicionar um outro, que abrange um pequeno número de estrelas - as variáveis de rotação. As variações do brilho destas estrelas devem-se à distribuição assimétrica da temperatura na sua superfície. Estas estrelas têm intensos campos magnéticos que originam manchas. Essas manchas aparecem e desaparecem aos nossos olhos com a rotação da estrela. Assim, o Sol pode ser considerado também um elemento, embora ténue, deste grupo.

Passamos a analisar com mais detalhe cada um destes grupos:

2.3.1 Variáveis pulsantes.

Nem todas as estrelas pertencentes a este grupo têm as mesmas características. As variáveis pulsantes abrangem todas as estrelas cujas variações periódicas de luminosidade se devem a causas intrínsecas. Veremos que a variação da luminosidade é consequência de oscilações da sua superfície.

As oscilações podem ser somente ao longo do seu raio (ou radiais) como também envolver movimento noutras direcções (não radiais). Estas últimas têm também consequência na variações periódicas da luminosidade de elementos da sua superfície.

Com a descoberta na década de 60 das oscilações não radiais, este grupo de estrelas adquiriu maior abrangência. Estrelas que antes não eram consideradas pulsantes, hoje são assim consideradas. Um exemplo surpreendente é o Sol. Na década de 60, Leighton detectou variações periódicas de luminosidade em elementos da sua superfície. O Sol é assim também uma estrela variável. Iniciou-se então uma nova disciplina, a Heliosismologia.

São exemplos de estrelas variáveis pulsantes os seguintes tipos de estrelas:

Variáveis Mira:

As variáveis Mira (o nome é proveniente da estrela *Mira Ceti)* são supergigantes que estão a perder gás para o espaço interestelar. Os seus períodos de oscilação estão entre 100 e

500 dias, sendo, por isso, denominadas variáveis de longo período.

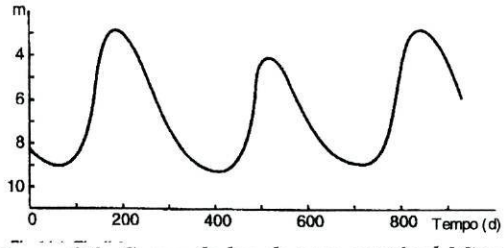


Figura 2.2. Curva de luz de uma variável Mira de longo período

O período de Mira Ceti, estrela com um raio igual à distância da Terra ao Sol, é de 330 dias. Com estas dimensões tem uma temperatura efectiva de apenas 2000 K (que é pouco para uma estrela). Por isso, 95% da luz emitida está no infravermelho, e também por isso, uma pequena variação da temperatura pode causar significativas variações no brilho da estrela.

Cefeidas:

São as mais importantes das variáveis pulsantes. O seu período varia de 1 e 50 dias e a amplitude da variação do brilho é de 0,3 a 2,5[1] magnitudes. A forma da curva de luz é regular. Esta característica das Cefeidas foi descoberta por Henrietta Leavit, a partir das Cefeidas da Pequena Nuvem de Magalhães (uma pequena galáxia que faz parte do grupo de galáxias próxima da Via Láctea - o Grupo Local). A relação entre período e luminosidade que estas estrelas apresentam permite-nos medir distâncias. As distâncias assim determinadas são maiores do que as permitidas pelo método geométrico.

A variação da luminosidade destas estrelas é devida a oscilações radiais da sua superfície.

Estrelas W Virginis.

Em 1952, Walter Baade reparou que, de facto, há dois tipos de Cefeidas. Ambas verificam a relação período - luminosidade, mas as estrelas W Virginis, para o mesmo período, têm menor brilho (têm uma magnitude 1,5 maior do que as Cefeidas Clássicas). A diferença é devida ao facto de as Cefeidas Clássicas serem estrelas mais novas (população tipo I), enquanto as estrelas W Virginis são estrelas mais velhas (população tipo II). Como Inicialmente não se distinguiam estes dois grupos, a distância determinada utilizando a

1 A estrela de menor brilho ainda visível à vista desarmada tem magnitude 6, enquanto que a estrela Vega tem magnitude 0. Mais adiante daremos o significado mais rigoroso de magnitude.

relação período/luminosidade era afectada por um erro sistemático.

Tal como para as anteriores, a variação da luminosidade destas estrelas é devida a oscilações radiais da sua superfície.

Estrelas RRLirae.

As variações de brilho destas estrelas são menores do que as das Cefeidas. O seu período é menor do que um dia. Tal como no caso das estrelas W Virginis, este grupo compreende estrelas da população do tipo II. São muito comuns em enxames globulares.

As magnitudes das RRLirae são de M= 0,6 +/- 0,3. Têm todas massas e idades semelhantes e, por isso, encontram-se numa mesma fase evolucionária, característica do momento em que o hélio começa a ser utilizado como fonte de energia no seu interior. Sendo assim, como a magnitude destas estrelas é conhecida, podem ser utilizadas como marcadores de distância.

A variação da luminosidade destas estrelas é também devida a oscilações radiais da sua superfície.

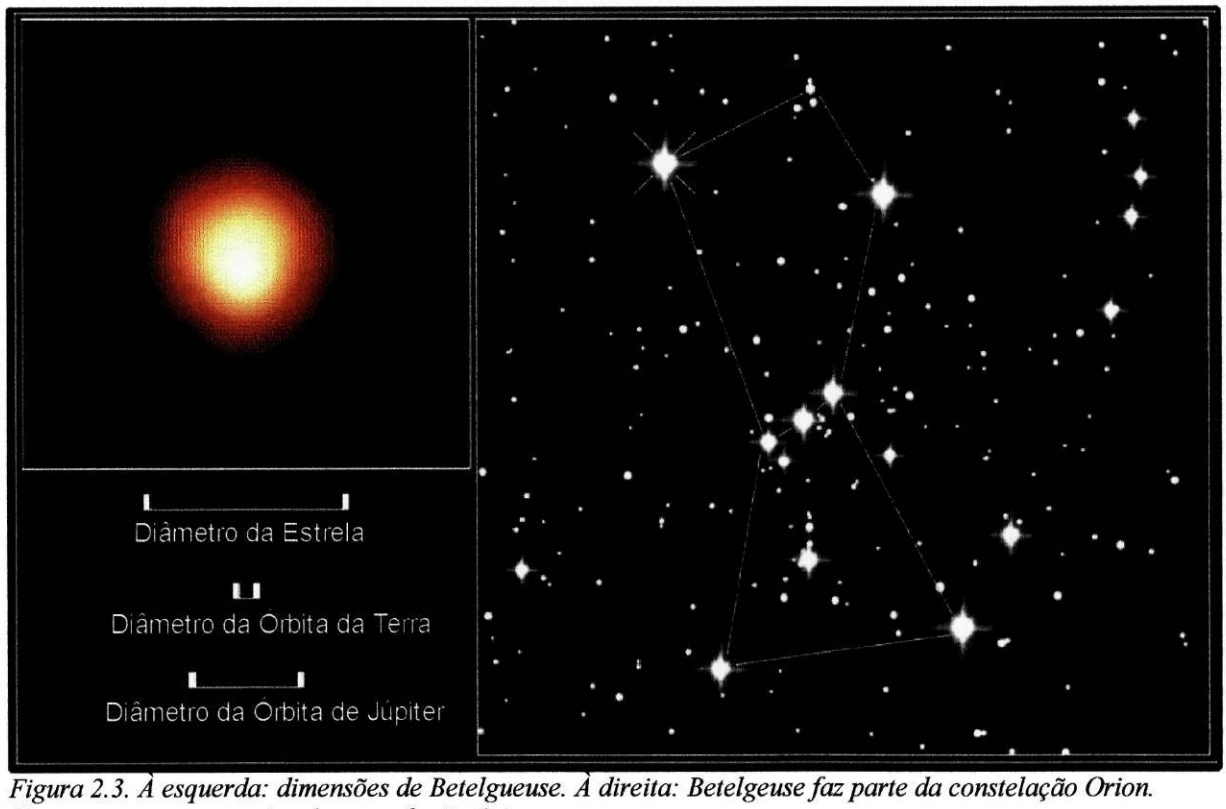


Figura 2.3. À esquerda: dimensões de Betelgueuse. À direita: Betelgeuse faz parte da constelação Orion. Situa-se no canto superior da constelação Orion.

Outras variáveis pulsantes de menor número:

Enquadram-se neste tipo as seguintes estrelas:

As variáveis semi-regulares ou variáveis irregulares. Estas são estrelas supergigantes, frequentemente muito maciças e jovens, com pulsações não estáveis das suas camadas mais exteriores. Um exemplo deste grupo é Betelguese (ou α *Orionis).*

O mecanismo de pulsação poderá ter origem em movimentos convectivos das suas camadas mais exteriores.

Anãs Cefeidas e estrelas δ Scuti. Estas estrelas são mais ténues e variam mais rapidamente do que as Cefeidas Clássicas. A curva de luz destas estrelas mostra a sobreposição de duas ou mais frequências. A variação da luminosidade destas estrelas é devida a oscilações radiais e não radiais das suas superfícies e o período das oscilações pode variar entre 1 hora a 3 horas.

Estrelas β *Cefeidas.* São estrelas muito maciças e quentes que radiam luz no ultravioleta. As variações no seu brilho são rápidas e de pequena amplitude. A variação da luminosidade destas estrelas é devida, tal como nas anteriores, a oscilações radiais e não radiais da sua superfície e o período das oscilações pode variar entre 3 e 7 horas.

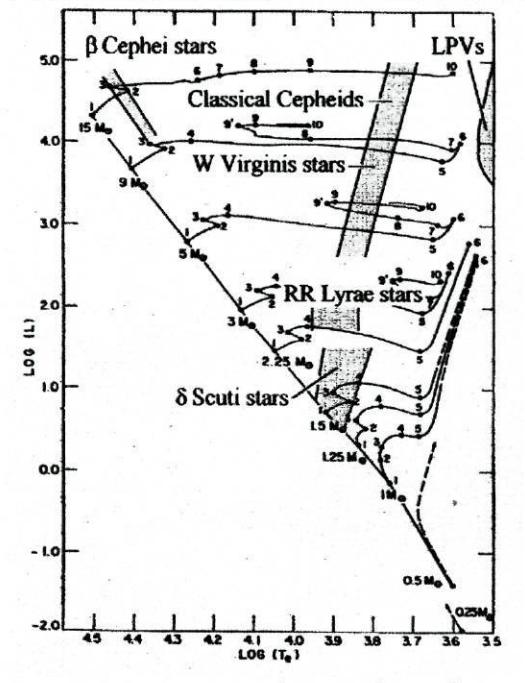


Figura 2.4: Situação das estrelas pulsantes intrinsecas no diagrama de Hertzsprung-Russel.

2.3.2 Variáveis eruptivas

Estas estrelas variáveis não apresentam qualquer regularidade. São devidas a explosões que originam ejecção de material para o espaço. Estas podem ir desde pequenas explosões locais (estrela flare) até a explosões da própria estrela (supernova).

Estrela flare. tratam-se de estrelas jovens anãs que de uma forma irregular, e devido a campos magnéticos intensos, emitem flares (explosões) idênticas às que acontecem no Sol.

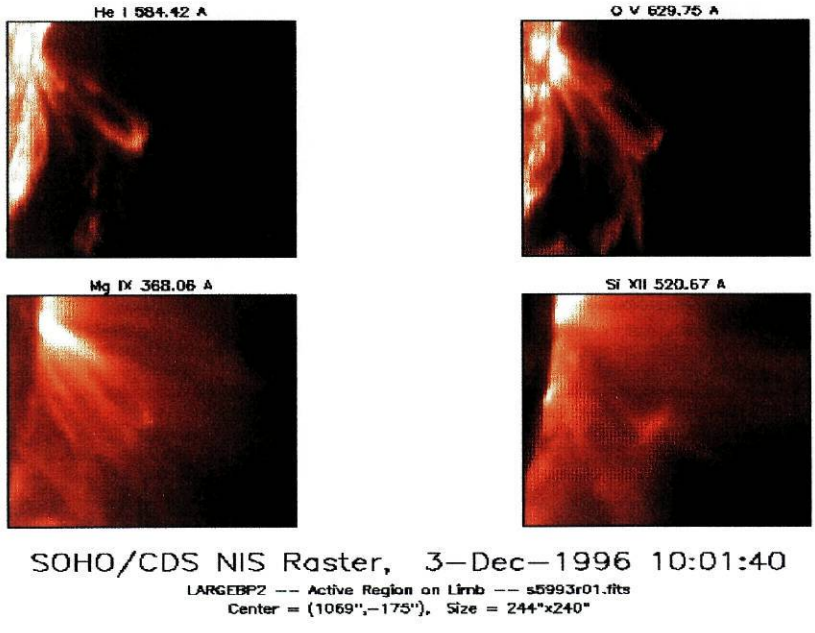


Figura 2.5. Flare na superfície do Sol.

A energia libertada é aparentemente igual à que liberta o Sol neste mecanismo, mas como são estrelas muito menos brilhantes estas explosões provocam uma variação significativa do seu brilho. Um flare aumenta o brilho da estrela em alguns segundos e diminui depois este em alguns minutos.

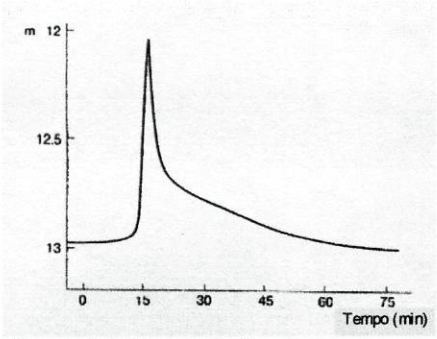


Figura 2.6. Curva de luz de uma estrela flare tipica. A duração é de curta duração.

Estrelas T Tauri, ou nebulosas variáveis: estas estrelas são de formação recente e estão geralmente no interior de densas nuvens de gás. Devido a esta situação, são difíceis de detectar.

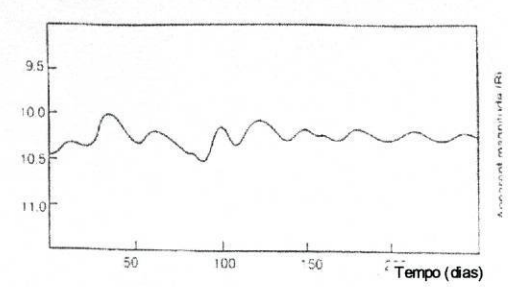


Figura 2.7 Curva de luz de uma variável T Tauri

Novas: o aumento do brilho de todas as novas é muito rápido. Num dia ou dois o brilho atinge o máximo. A este aumento segue-se um declínio gradual que pode durar alguns meses ou mesmo um ano. As observações mostram que todas as novas são membros de um sistema binário em que ambas as estrelas estão muito próximas.

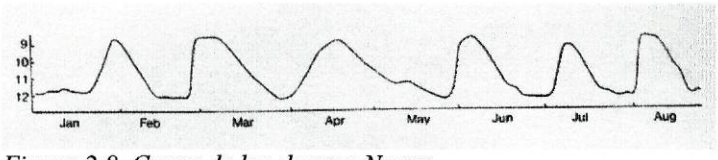


Figura 2.8. Curva de luz de uma Novae

Uma das componentes do sistema é uma estrela normal e a outra é uma estrela anã rodeada de um anel de gás. A estrela normal perde massa para a estrela anã. Quando é

recolhida massa suficiente pela superfície da estrela anã, esta massa recolhida explode e a camada externa é ejectada. Então, o brilho da estrela aumenta bruscamente. Assim que a camada exterior se expande, a temperatura diminui e a luminosidade da estrela diminui gradualmente. A explosão não cessa a transferência de massa para a estrela anã, e gradualmente a anã recolhe gás para a próxima explosão.

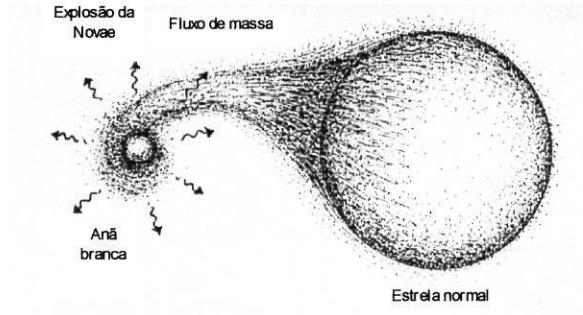


Figura 2.9. Uma Novae.

Supernova: são as estrelas que mostram a máxima variação de brilho possível. Em alguns dias apenas, a luz emitida pela estrela aumenta de um factor de cem milhões. Depois de atingido o máximo de luz emitida, há um declínio lento que pode durar muitos anos. As supernovas são estrelas que no final das suas vidas, explodem. A explosão lança gás, à velocidade de 10 000 km s^{-1}. As camada de gás ejectado para o exterior permanecem visíveis por centenas de anos.

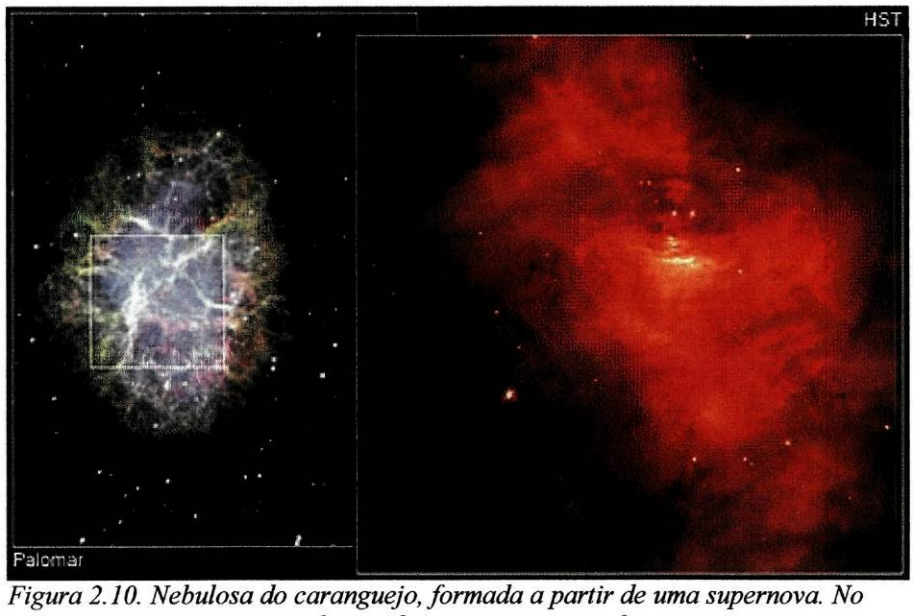


Figura 2.10. Nebulosa do caranguejo, formada a partir de uma supernova. No centro persiste o que resta da estrela, neste caso um pulsar.

Capítulo 3

O Sol como estrela variável

3.1 Desenvolvimento histórico.

Por muito tempo os astrónomos e historiadores acreditaram, tal como Aristóteles afirmara, que o Sol era um corpo perfeito. Neste modelo, que é um produto da filosofia clássica, manchas e oscilações dificilmente eram aceites.

Esta ideia não inibiu que se tentasse expressar objectivamente as características constantes. Assim foi que no século XIX alguns astrónomos pensaram em medir a energia que recebemos do Sol.

O observador francês Claude Pouillet foi o primeiro que pretendeu medir o que na altura chamou "Constante Solar" – a quantidade de energia radiante que o Sol fornece por centímetro quadrado e por minuto à Terra. Para conseguir esta medida, Pouillet construiu um dispositivo ingenuamente simples – uma caixa de cobre, enegrecida para absorver os raios solares em vez de os reflectir. A caixa era cheia de água e um termómetro permitia ler a sua temperatura. A este conjunto Pouillet chamou pireheliómetro. Depois de o deixar na sombra até a temperatura estabilizar, levou-o para a luz do Sol e registou a subsequente alteração de temperatura minuto a minuto. Com este método simples, Pouillet obteve o resultado de 1,76 $cal.cm^{-2}.min^{-1}$ que é apenas aproximadamente 9% menor do que o valor actualmente aceite, 1,96 $cal.cm^{-2}.min^{-1}$.

Entre 1879 e 1881, Samuel Pierpont Langley dos Estados Unidos, construiu um outro aparelho mais sensível para medir a mesma grandeza e denominou-o bolómetro de Langley. Este aparelho era constituído por duas lâminas de platina escurecida, ligadas pelas extremidades que conjuntamente com outras resistências previamente conhecidas constituiam uma ponte de wheatstone. Quando uma das lâminas de platina era exposta ao Sol, variava a sua temperatura e por tal, alterava o valor da sua resistência. Esta alteração de resistência produzia uma alteração da corrente na ponte de wheatstone que podia ser medida e através desta poderia-se determinar a temperatura. Com este aparelho podiam ser medidas alterações de temperatura tão pequenas como um milionésimo de grau Célcius (10^{-6} °C) que resultavam da exposição à luz solar durante um segundo. Mais tarde Langley associou ao bolómetro um prisma. Assim permitiu medir o modo como se distribuía a energia radiante proveniente do Sol

com a frequência (isto é a cor) do espectro solar.

As medidas de Langley eram afectadas de um erro sistemático devido à absorção de energia pela atmosfera. No entanto o seu bolómetro foi inovador porque permitiu explorar zonas do espectro não visíveis. Com este aparelho tornou possível aos astrónomos detectar corpos celestes relativamente frios.

Mais progressos foram feitos duas décadas depois por um astrónomo de nome Charles Greely Aboot. Este astrónomo iniciou as medidas da "constante solar" em quatro continentes e a diferentes altitudes desde o nível médio mar, até locais de altitude elevada e concluiu que o Sol era uma estrela variável. No entanto esta conclusão não foi aceite pela comunidade científica de então, que justificava as variações medidas por Abbot como devidas a causas atmosféricas ou à má calibração dos instrumentos.

As conclusão de Aboot foram motivo para uma procura mais intensa da "constante solar" e sublinharam a influência da atmosfera na mediada desta grandeza.

A atmosfera filtra parte da radiação que nos chega do Sol. Por exemplo, as moléculas de ozono absorvem a radiação ultravioleta e o dióxido de carbono e o vapor de água absorvem os infravermelhos. Era necessário colocar os aparelhos de medida acima da atmosfera terrestre.

Seguiram-se uma séries de missões que devido à brevidade e aos instrumentos rudimentares que transportavam não conseguiram detectar variações da "constante solar".

Só em 1980 os astrónomos tiveram evidência segura das variações de energia libertada pelo Sol. A 14 de fevereiro desse ano a NASA colocou um satélite a 660 km de altura, fazendo parte da missão Solar Maximum Mission, que transportava um instrumento de medida da "constante solar", denominado ACRIM. Este aparelho veio a revolucionar o método de medida desta grandeza. ACRIM revelou que a energia total que o Sol liberta, varia de dia para dia, e que entre 1980 e 1986 diminuiu de 0,1% , tornando de seguida a elevar-se.

3.2 Actividade Solar

Galileu descobriu com a luneta por ele desenvolvida que a superfície do Sol apresenta pequenas regiões mais escuras que foram denominadas de manchas solares. Estas manchas foram inicialmente interpretadas como imperfeições da sua superfície solar. Hoje sabe-se que as manchas solares são regiões de menor temperatura e por tal não são tão brilhantes como o conjunto da superfície solar. As manchas solares são zonas de temperatura entre 1000 a 1500 K menor do que as regiões circundantes.

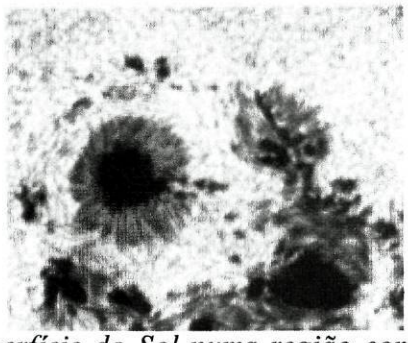


Figura 3.1. Fotografia do superfície do Sol numa região com uma mancha solar. Na região exterior às manchas a superfície mostra a existência células de convecção, denominadas de granulos. A mancha solar maior tem o tamanho da Terra e os maiores granulos tem a dimensão de um continente.
Foto da Universidade de Princeton, Projecto Stratoscope, financiado por NSF,e NASA.

A importância das manchas solares tornou-se relevante quando Heinrich Schawbe (1789-1875) descobriu que o seu número varia periodicamente.

A observação continuada das manchas solares mostrou que o período médio entre o aparecimento e o desaparecimento das manchas é de aproximadamente 11 anos. No inicio do ciclo as manchas solares aparecem em menor número e a latitudes até 35°. Ao contrário, no final do ciclo aparecem em maior número e a latitudes inferiores a 5°.

O movimento das manchas solares na superfície solar permitiu inferir o movimento de rotação da superfície do Sol. Este movimento difere com a latitude. No Equador, onde a rotação é mais rápida, o período é de 25,7 dias. Nos pólos, de rotação mais lenta, o período é de 36 dias.

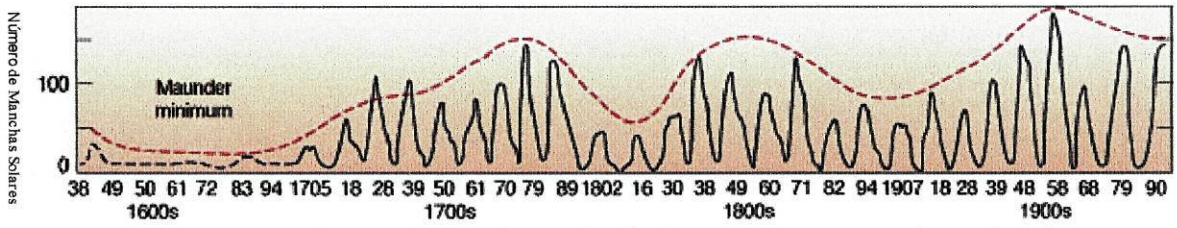


Figura 3.2. O número de manchas solares desde 1600 mostra um ciclo médio de 11 anos e alguma evidência de um ciclo sobreposto de 80 anos (linha a tracejado). Acredita-se que um período extenso de baixa actividade solar (mínimo de Maunder) esteja relacionado com alterações climáticas nesse período.
Dados de M. Waldemeier, 1973; Pasachoff, 1989; National Solar Observatory.

As manchas são regiões de intenso campo magnético. Este campo afecta as linhas espectrais da luz emitida nestas zonas. Cada linha de absorção é então dividida em múltiplas componentes. A separação entre as linhas é proporcional à intensidade do campo magnético.

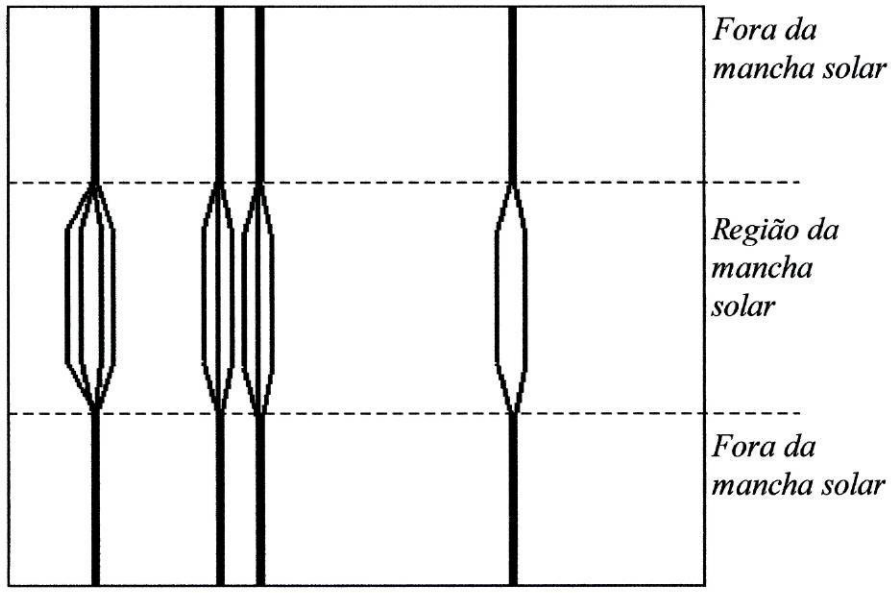


Figura 3.3. Efeito Zeeman: Um campo magnético intenso divide as linhas espectrais em duas ou mais componentes. A intensidade do campo magnético pode ser medido pela separação das linhas componentes. Foi assim que se descobriu que as manchas solares são regiões de intensos campos magnéticos.

As manchas solares aparecem aos pares e de pólos magnéticos opostos. Estes pares tendem a alinhar-se na direcção Este-Oeste. No hemisfério oposto as manchas aparecem com os pólos com a ordem inversa da do outro hemisfério.

Assinalando cada mancha num diagrama latitude-tempo obtém-se o diagrama de borboleta, assim denominado devido à sua aparência.

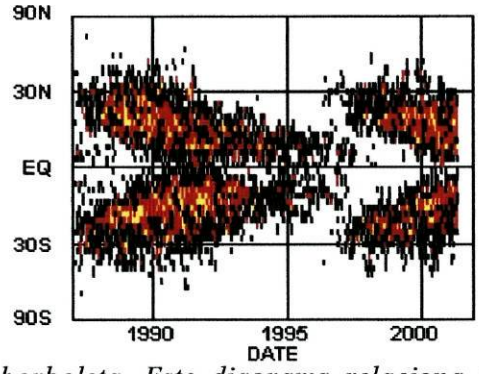


Figura 3.4. Diagrama de borboleta. Este diagrama relaciona a data e a latitude de cada mancha solar. Figura obtida no site da NASA: http://wwwssl.msfc.nasa.gov/ssl/pad/solar/sunspots.htm

Por existir ligeiras sobreposições das asas neste diagrama, permite concluir que a transição de um ciclo para o outro não é brusca coexistindo as manchas solares do novo ciclo com as do anterior em fase de degeneração. O período seguinte corresponde a uma inversão de pólos magnéticos das manchas solares, pelo que se considera um ciclo solar o conjunto dos dois períodos, no total de 22 anos.

O número de manchas solares fornece indicação sobre os níveis de actividade solar. O Sol apresenta-se pouco activo quando a sua superfície exibe um pequeno número de manchas, e muito activo quando o número de manchas é maior.

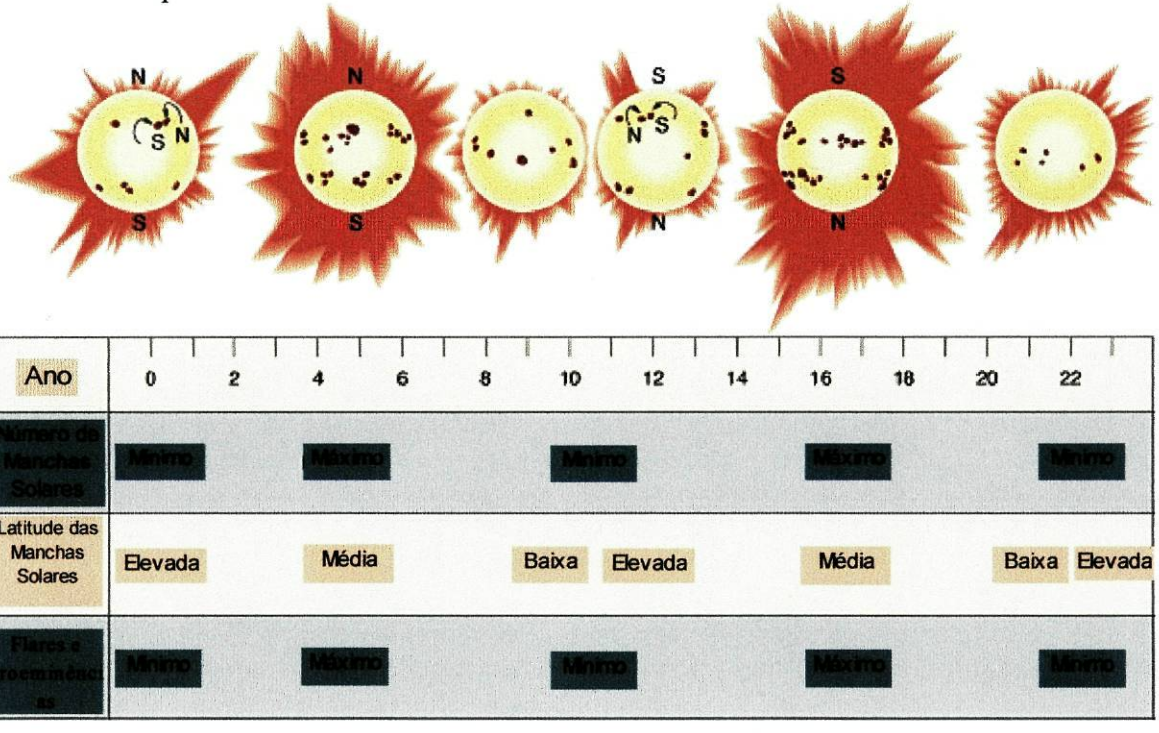


Figura 3.5. Sequência típica das alterações do Sol no ciclo solar de 22 anos. Imagem obtida no site de endereço http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html.

O ciclo solar ocorre porque o Sol roda mais rapidamente no equador do que nos pólos. Isto provoca a deformação do campo magnético. No processo, não só o campo magnético se torna mais intenso, como também o gás perto da superfície é levado a situações de ruptura que estão na origem de fenómenos da actividade solar.

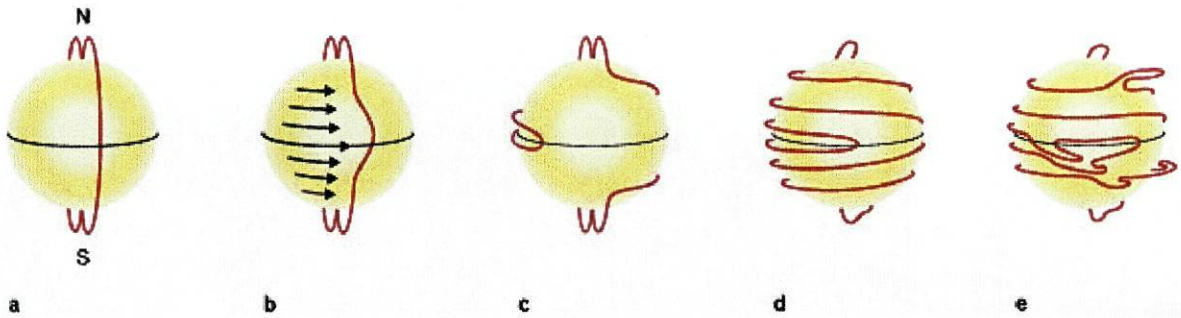


Figura 3.6. Algumas características do do ciclo solar estão explicadas por este modelo que segue o movimento da linha do campo magnético que em ***a****. tem a direcção Sul -Norte. Devido à rotação diferencial do Sol a linha de campo é distorcida como em* ***b****. e em* ***c****. Em* ***d****. a linha enrola-se à volta do Sol. A convecção distorce mais a linha de campo em* ***e****. Onze anos depois a linha está irreconhecível e neutralizada formando uma nova linha.*
Figura obtida no site de endereço http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html

De realçar que o campo magnético do Sol é invertido em cada 11 anos. Este facto é mais uma razão para estabelecer um ciclo solar com o período de 22 anos.

O ciclo solar está directamente relacionado com as variações na energia que o Sol liberta por unidade de tempo e é também importante porque durante o período de máxima actividade o Sol emite partículas, que ao embater com as partes mais elevadas da atmosfera afectam o campo magnético nas partes superiores da atmosfera, perturbando as comunicações de rádio e sendo a causa das auroras boreais.

Ligado à actividade solar temos todo um conjunto de fenómenos tais como "flares", proeminências e filamentos, ilustrados na figura 3.7. Estes fenómenos estão na origem do vento solar que distorce o campo magnético terrestre.

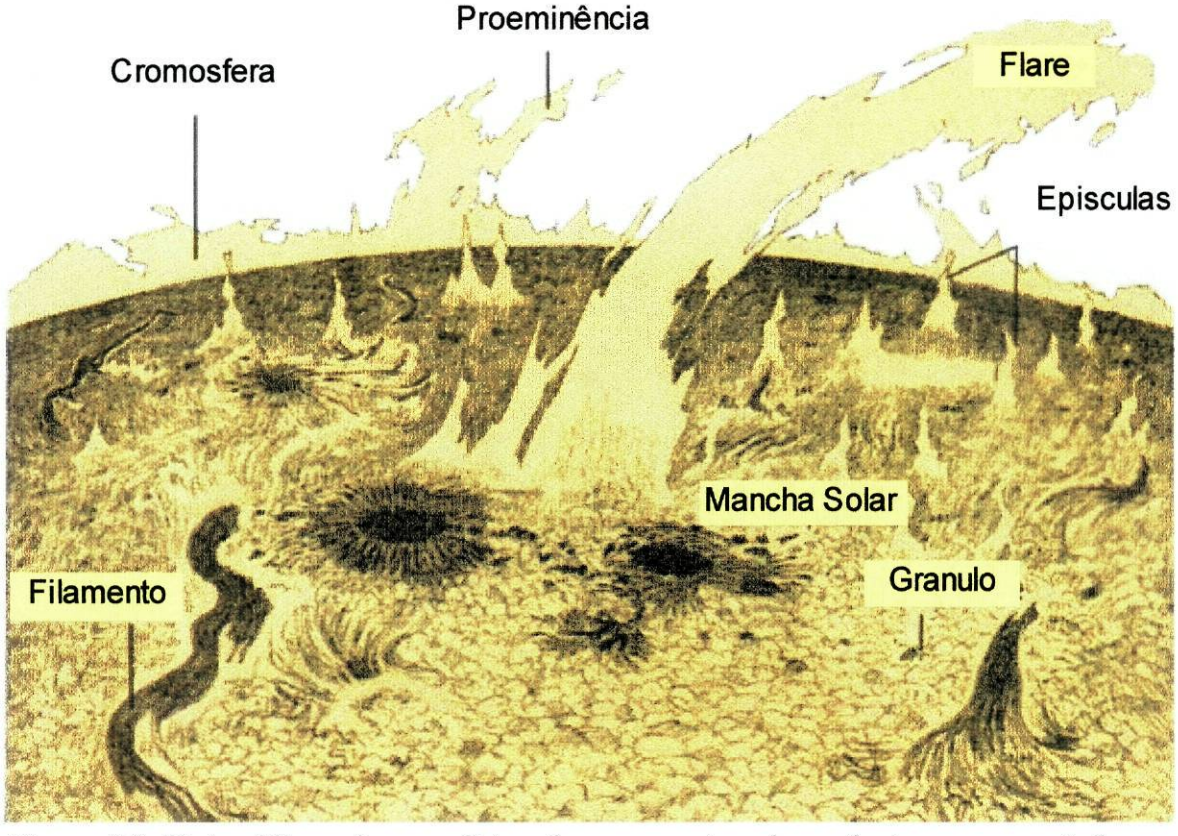


Figura 3.7. Vista oblíqua da superfície solar que mostra alguns fenómenos associados ao intenso campo magnético da sua superfície.
Figura obtida no site de endereço http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html

3.2 Variação da Constante Solar

A constante solar foi assim denominada porque se pensou que não variava. Durante os 22 anos do ciclo solar a energia emitida pelo Sol varia. Mesmo de ciclo para ciclo a actividade do Sol varia. Por exemplo, durante o período de 1645 a 1715, número de manchas solares foi menor do que o habitual. A este período é denominado mínimo de Maunder e coincidiu com relatos de alterações no clima da Europa.

No entanto vimos atrás que a alteração da Constante Solar num ciclo era apenas de 0,1%. Esta alteração pode parecer pequena, mas têm consequência drásticas na Terra. A variação da média anual de apenas um grau centígrado tem consequências importantes no

clima e na produção de alimentos. A figura 3.8 ilustra esta ideia. Nesta figura o eixo horizontal expressa o desfasamento em anos do mínimo do ciclo solar. O eixo vertical indica o número de períodos de secas. Este gráfico reporta-se ao período entre o ano de 1540 a 1979 na Etiópia.

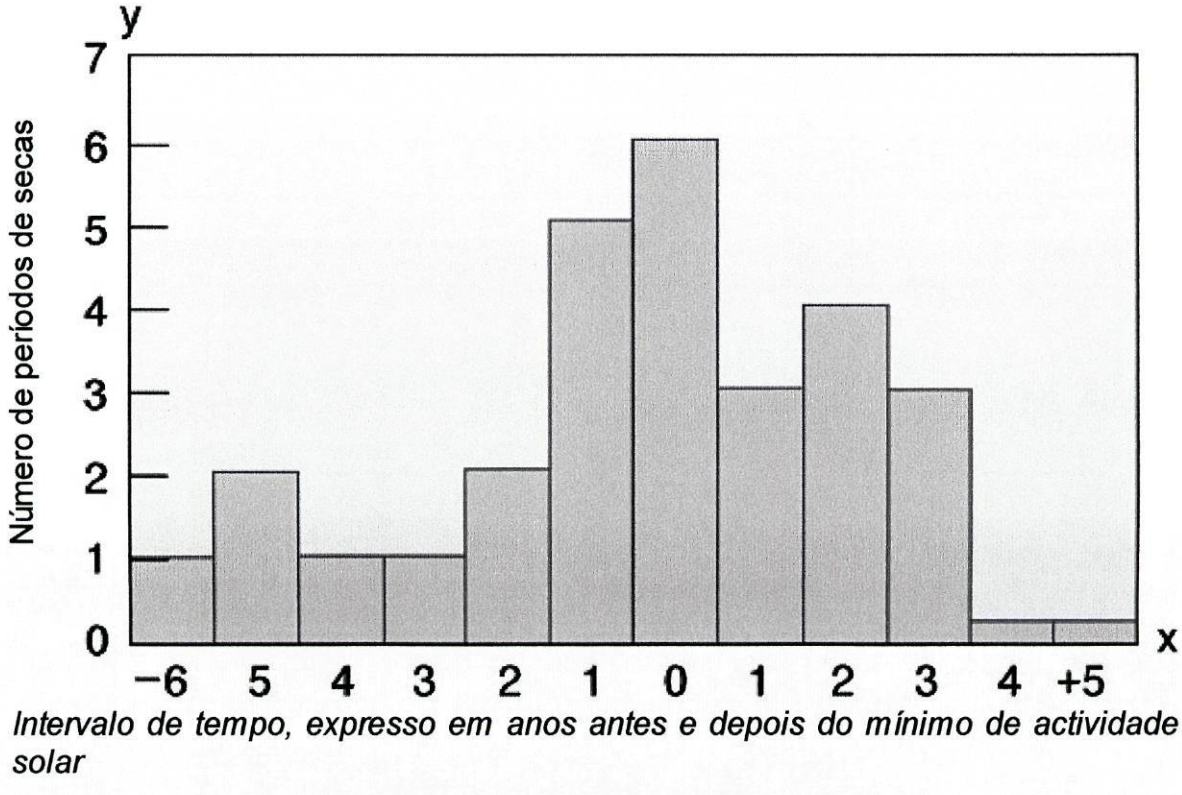


Figura 3.8. O número de período de secas está relacionado com a actividade solar. Gráfico obtido no site de endereço http://astronomica.org/textbook/text/CH15.html

O gráfico é claro a relacionar os períodos de seca com o mínimo de actividade solar.

3.3 Heliosismologia

Além da descoberta de que a energia emitida pelo Sol varia num intervalo de tempo associada ao ciclo solar, houve uma outra descoberta que reforçou a ideia de o Sol ser uma estrela variável. Em 1960 Robert Leigton descobriu que a superfície do Sol vibra e por tal a quantidade de luz emitida por cada elemento de superfície varia com um período cerca de 5 minutos. Esta descoberta, depois de confirmada, originou um novo campo de pesquisa que permite obter informação do interior do Sol, e demonstrou que o Sol é também uma variável intrínseca.

As oscilações da superfície do Sol estão a ser permanentemente observadas pelo satélite SOHO (Solar and Heliosphere Observatory) e por uma rede mundial de observatórios na Terra denominada GONG (Global Oscillation Network Team).

O satélite SOHO é um projecto de cooperação internacional da ESA (Agência Espacial Europeia) e da NASA.

O projecto GONG tem seis estações ligadas em rede distribuídas à superfície da Terra a diferente latitudes e longitudes, de modo a observar permanentemente as oscilações de período "5 minutos" da superfície do Sol.

Ambos projectos pretendem estudar a dinâmica e estrutura interna do Sol usando a heliosismologia.

Capítulo 4

Método directo de medida de distâncias

4.1 Paralaxe trigonométrica

As estrelas estão centenas de milhar de vezes mais distantes do que os planetas do nosso Sistema Solar. Como medir estas distâncias?

Para compreendermos o método utilizado proponho que se efectue a seguinte experiência.

No lugar onde estás escolhe um ponto de referência na paisagem (por exemplo um veiculo ou uma árvore). Estende o braço nessa direcção e procura orientar um lápis nessa direcção (figura 4.1). De seguida, procura olhar para o lápis fechando alternadamente o olho direito e o esquerdo. Poderás verificar que a posição do lápis muda em relação ao ponto de referência (figura 4.2). Vemos o lápis segundo ângulos diferentes.

Quanto mais distante um objecto estiver de nós, menor o ângulo entre duas projecções do lápis no fundo de referência. À metade desse ângulo chamamos paralaxe.



Fig.4.1 – Observador segurando um lápis.

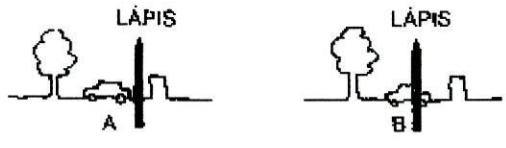


Fig. 4.2 – Observação de um lápis contra um fundo afastado. Em A, com o olho esquerdo; em B, com o olho direito.

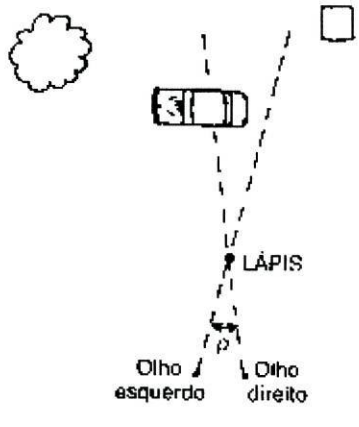


Fig.4.3 – Paralaxe de um lápis em relação a um fundo afastado. O valor da paralaxe é metade do ângulo p.

A separação dos nossos olhos permitem-nos efectuar duas observações do mesmo objecto de direcções diferentes e assim termos a noção de distância.

O nosso cérebro relaciona a paralaxe com a distância, embora não tenhamos consciência da trigonometria que utiliza.

Em Astronomia, para termos noção da distância a que as estrelas estão, utilizamos o mesmo método .

Como as estrelas estão muito, muito afastadas de nós, a distância entre os nossos olhos não chega de modo nenhum para termos noção da sua distância. Para tal temos que distanciar mais, muito mais os pontos de observação. A distância máxima de que podemos separar as observações é o diâmetro da órbita da Terra. Para isso temos de separar no tempo as duas observações (ver figura 4.4). A cada observação T_1 e T_2, corresponde uma direcção. A separação temporal das observações é de seis meses, isto é, o tempo que a Terra demora a completar meia rotação à volta do Sol (S). O plano de fundo são estrelas muito mais afastadas e para as quais não é possível registar qualquer alteração de posição por este método. À metade do ângulo da projecção da estrela no plano de fundo chamamos paralaxe.

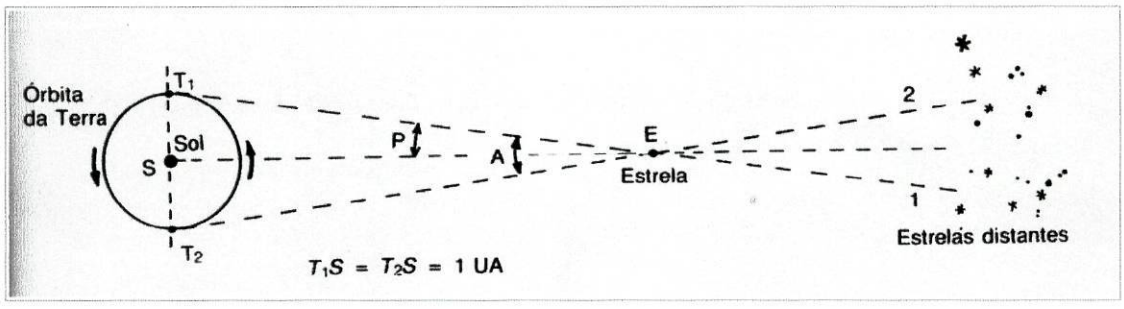


Fig. 4.4. Representação esquemática da paralaxe p de uma estrela. Quando a Terra está em T_1, a estrela é vista na direcção 1. Seis meses depois, a mesma estrela será vista na direcção 2. A paralaxe é metade do ângulo A.

Se soubermos o ângulo p e a distância ST_1 ou ST_2 ($ST_1 = ST_2 = ST$), podemos conhecer a distância d a que a estrela se encontra do Sol. Porque pela definição da função tangente:

$$\tan(p)=\frac{ST}{d}$$

Se escolhermos para unidade de distância o raio da órbita da Terra à volta do Sol (ST) – denominamos esta distância por Unidade Astronómica (ST = 1 UA) – obteremos uma expressão simplificada:

$$\tan(p)=\frac{1}{d}$$

Como os ângulos a medir para este fim são muito pequenos:

$$\tan(p)\simeq p$$

Em que p é expresso em radianos

Em astronomia, porém, os ângulos normalmente são expressos em segundo de arco.

Como 1° é 3600 segundo de arco e 1 radiano são 57,296°,

1 radiano = 206 265 segundo de arco

Assim, se conhecermos a paralaxe de uma estrela em segundos de arco, obtemos a sua distância expressa em UA pela seguinte expressão:

$$d=\frac{206265}{p}$$

À distância que corresponde à paralaxe de 1 segundo de arco chama-se 1 parsec (1pc).

Como 1pc é igual a 206265 UA ou seja 206265 vezes maior do que a distância da Terra ao Sol, a distância de um objecto expresso em pc obedece a expressão muito simples:

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

quando p é expresso em segundo de arco.

4.2 Unidades de distância.

Em astronomia é também habitual utilizar uma outra unidade de distância, o ano luz, que é a distância que a luz percorre num ano. Como a luz se propaga no espaço à velocidade de 300 000 km por segundo ($km.s^{-1}$) e como num ano existem $3,16 \times 10^{7}$segundos, então 1 ano-luz é igual a $9,47 \times 10^{12}$ km, ou seja 0,307 pc.

Em resumo:

A Unidade Astronómica (UA) é a distância entre a Terra e o Sol.

1 UA = 149 600 000 km = $1,496 \times 10^{8}$ km.

O parsec (pc) é a distância a que está um objecto quando a sua paralaxe é de 1 segundo de arco.

1 pc = $3,086 \times 10^{13}$ km.

O ano-luz (a.l.) é a distância percorrida pela luz num ano.

1 a.l. = 9,46 x 10^{12} km

Por exemplo, a estrela mais próxima, excluído o Sol, está a uma distância de nós de 4,3 a.l. Ou seja 1,32 pc.

Para referir distâncias a estrelas muito afastadas, usa-se ainda alguns múltiplos do parsec, como o quiloparsec (kpc, equivale a mil pc), o megaparsec (Mpc, equivale a um milhão de pc) e o giga parsec (Gpc, equivale a um milhar de milhão de pc).

Como o conhecimento da paralaxe das estrelas passa pela medição de ângulos muito pequenos a sua determinação está muito sujeita a erros. Assim, utilizando telescópios na superfície da Terra só é possível medir distâncias até cerca de 20 pc com grande precisão.

Para medir a paralaxe dos astros com maior rigor, foi lançado um satélite, o Hipparcos, que permitiu medir a paralaxe dos astros com um rigor de 0,001 segundo de arco, correspondendo a uma distância de 1000 pc, o que aumentou consideravelmente o alcance até aí conseguido.

Este é um método directo que nos permite calcular distâncias de uma forma relativamente fiável, porém o seu alcance é bastante limitado.

Para medir distâncias superiores é necessário utilizar outros métodos que, ao contrário da paralaxe, são indirectos.

Capítulo 5

Magnitude das estrelas

5.1 Escala de magnitude tal como a definiu Hipparcos.

Já desde a Antiguidade, Hipparcos diferenciou as estrelas segundo o seu brilho.
Hipparcos colocou a estrela mais brilhante na primeira classe de magnitude. As estrelas que se seguiam em brilho eram colocadas na segunda classe de magnitude, de modo que todas as estrelas visíveis eram inseridas numa de seis classes de magnitude. A estrela mais ténue era de sexta magnitude. Este sistema de magnitude era baseado no modo como o brilho era percebido pelo olho humano e por isso poderia depender do observador. De notar que quanto maior o brilho menor era a classe em que a estrela se situava.

5.2 Generalização do conceito de magnitude.

No século XIX, os astrónomos procuraram desenvolver uma técnica que objectivamente medisse o brilho das estrelas. Não abandonaram o sistema de magnitude de Hipparcos, mas em vez disso refinaram-no e quantificaram-no. Pensava-se então que os olhos percebiam diferenças de brilho numa escala logarítmica. Por outras palavras, a diferença entre a magnitude de duas estrela não era proporcional à diferença na quantidade de energia recebida pelos olhos quando olhamos para as mesmas, como Hipparcos pensou, mas em vez de disso estas duas quantidades estavam relacionadas através da expressão:

$$\Delta m = -2{,}5 \cdot \Delta \log I \qquad (1)$$

em que Δm é a diferença de magnitude, e I é a energia recebida pelos nossos olhos por cada segundo
Hoje sabe-se que o olho humano também não é rigorosamente um detector logarítmico, mas a expressão anterior continua a ser utilizada.
Na escala de magnitude quantificada, um intervalo de magnitude de 1 corresponde a um factor de $100^{\frac{1}{5}}$ ou aproximadamente 2,512 vezes a quantidade de luz. Por exemplo, as estrelas de

primeira magnitude são cerca de $2{,}512^{(2-1)}=2{,}512$ vezes mais brilhantes do que as estrelas de segunda magnitude, são $2{,}512^{(3-1)}=2{,}512^2=6{,}310$ mais brilhantes do que as estrelas de terceira magnitude, $2{,}512^{(4-1)}=2{,}512^3=15{,}851$ mais brilhantes do que estrelas de quarta magnitude e assim sucessivamente.

Além disso, alguns objectos vão além da escala original de Hipparcos (de 1 a 6). Alguns objectos, muito brilhantes, podem ter magnitude de 0 ou mesmo valores negativos. Objectos muito ténues, só detectados com telescópios, têm magnitude superior a 6. É importante lembrar que os objectos mais brilhantes têm magnitudes menores.

A escala de magnitude que acabamos de definir é uma medida do fluxo de luz recebido por nós. Por essa razão esta magnitude é designada por magnitude aparente. Mais adiante iremos introduzir a magnitude absoluta, que ao contrário da anterior, não se relaciona com o fluxo recebido por nós, mas sim com o fluxo de luz emitido pela estrela.

Alguns exemplos de magnitude aparente: O Sol, -26,7; a Lua, 12,6; Vénus, -4,4; Vega, 0,0; estrela mais ténue detectada pelo olho humano, +6,5.

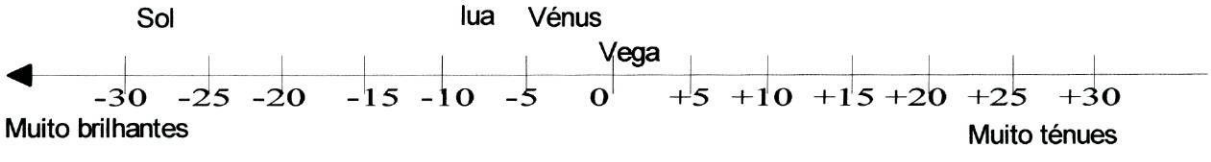


Fig 5.1. Brilho de alguns objectos no sistema de magnitude aparente

5.3 Magnitude absoluta:

A magnitude aparente não depende só da estrela mas também da distância a que está de nós.

Para comparar o brilho próprio dos astros independentemente da distância a que são observados, foi escolhida a distância de 10 pc como referência. Assim, introduziu-se o conceito de magnitude absoluta (M) de um astro que corresponde à magnitude que o astro teria se fosse visto a uma distância de 10 pc.

A magnitude absoluta e magnitude aparente (m) estão relacionadas com a distância (d) do seguinte modo:

$$M = m + 5 - 5 \cdot \log(r) \qquad (2)$$

Assim, conhecendo a magnitude absoluta e a magnitude aparente de um astro podemos conhecer a distância a que o mesmo se encontra de nós.

A magnitude absoluta é, de certo modo, uma medida da luminosidade da estrela.

5.4 Magnitude absoluta e luminosidade:

A luminosidade é a totalidade de energia emitida pela estrela, por unidade de tempo. Esta depende da estrela em si e não da distância a que a estrela está. Por isso a luminosidade é uma grandeza de maior importância do que a magnitude aparente.

Uma vez que a energia libertada pela estrela é produzida no núcleo da mesma, a luminosidade depende da capacidade da estrela para produzir energia.

A luminosidade está relacionada com a temperatura e as dimensões da estrela.

De facto, a quantidade de energia libertada por unidade de tempo (*L*) é proporcional á quarta potência da temperatura:

$$L = 4 \cdot \pi \cdot r^2 \cdot \sigma \cdot T^4 \qquad (3)$$

em que σ é a constante de Stefan-Boltzmam ($\sigma = 5{,}67 \cdot 10^{-8} J m^{-2} K^{-4} s^{-1}$) , T a temperatura superficial da estrela e r o seu raio.

Porque a temperatura está à quarta potência, a luminosidade da estrela aumenta bastante com uma pequena variação da temperatura.

Por exemplo:

O Sol tem a temperatura de 6000 K e a luminosidade igual a 1 em unidades arbitrárias.

Se a temperatura duplicasse (mantendo o mesmo raio), isto é, se T aumentasse para 12000 K a luminosidade será de 2^4, isto é 16 vezes superior.

Ao contrário, se a temperatura fosse 3 vezes menor, $(\frac{1}{3})$, a sua luminosidade seria de

$(\frac{1}{3})^4$ ou seja 81 vezes menor.

Como mostra a expressão (3), a área superficial da estrela também está relacionada com a luminosidade da mesma. Para a mesma temperatura a última é tanto maior quanto maior for a

estrela.

Assim podemos usar esta relação para calcular outra característica importante da estrela, o seu raio. Se medirmos a magnitude aparente, a temperatura e a distância da estrela, podemos saber a sua dimensão, isto é, o seu raio.

Capítulo 6

Distância medida pela luz

6.1 Luminosidade e distância.

Para compreender como a intensidade luminosa depende da distância vamos considerar o exemplo do som. Embora o som e a luz sejam ambos fenómenos ondulatórios, o som é uma onda de pressão e a luz uma onda electromagnética. O importante é que ambos se propagam no espaço de modo semelhante.

Para que se possa tirar conclusões supomos que no cume da montanha onde nos situamos não existe vento nem eco. De igual modo, o espaço interestelar, o meio em que as ondas luminosas vindas das estrelas se propagam, não se movimenta (pelo menos assim o entendemos), e a reflexão das ondas é muito pequena.

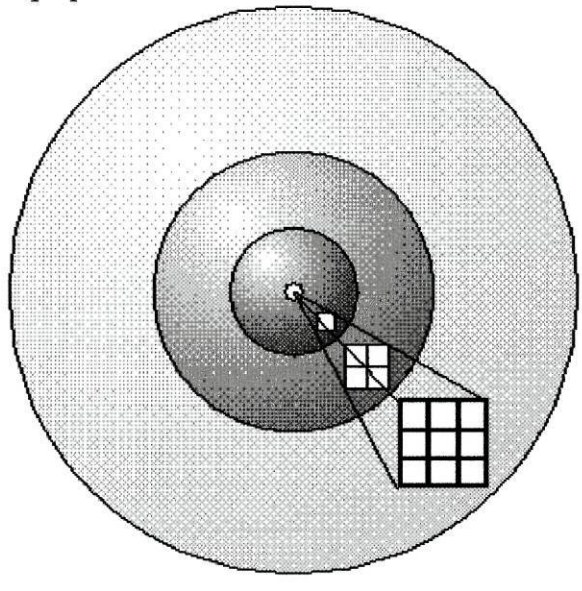


Fig 6.1 - A luz propaga-se no espaço com o quadrado da distância. Numa esfera com o raio duplo, a energia espalha-se por uma área quatro vezes maior. Numa esfera de raio triplo. A energia espalha-se por uma área nove vezes maior.

A intensidade com que ouvimos um som diminui com a distância à fonte emissora. É assim porque a onda sonora, que é uma onda de pressão, vai-se propagando na atmosfera em

volumes crescentes. Idealmente o som é emitido em todas as direcções de igual modo (as estrelas assim o fazem com a luz) e a superfície por onde se propaga é crescente.

Esta superfície é a de uma calote esférica (uma esfera oca) em cujo centro está o emissor. O seu raio aumenta com o tempo à medida que a onda se vai propagando.

Ora a superfície exterior dessa esfera oca é:

$$S = 4 \cdot \pi \cdot d^2$$

Então a intensidade (isto é, o fluxo, que é a energia que atravessa a calote esférica a dividir pela área, por unidade de tempo) do som, ou da luz emitida pela estrela, distribui-se no espaço conforme a expressão:

$$I = \frac{L}{4 \cdot \pi \cdot d^2}$$

em que L é a energia emitida pela fonte por cada segundo,

$4 \cdot \pi \cdot d^2$ é a superfície da calote esférica centrada no emissor, e com o raio d que é a distância entre a fonte e o observador situado num ponte da calote esférica.

Então, se conhecermos a energia emitida pela fonte (L) em cada segundo, medindo a intensidade luminosa (I) da luz que chega até nós, podemos saber a distância à fonte.

$$d = \sqrt{\frac{L}{4 \cdot \pi \cdot I}}$$

Este é um método indirecto de medir as distâncias utilizado pelos astrónomos. É aceitável enquanto se pode distinguir cada estrela, mas como os objectos no espaço estão muito distantes, nem sempre isso é possível.

Este método coloca uma dificuldade adicional: Como conhecer a energia emitida pela estrela?

6.2 Medida da Distância com base nas Estrelas Pulsantes

Em Agosto de 1595, David Fabricius, pastor Luterano e astrónomo amador, observou a estrela *o* Ceti. Verificou, após observação prolongada, que esta estrela se apagava lentamente e que em Outubro do mesmo ano a estrela deixou de ser vista no céu. Vários meses depois a estrela recuperou novamente o seu brilho inicial. Em honra a este evento miraculoso, à estrela *o* Ceti foi atribuído o nome de Mira, que significa "maravilha".

Mira continuou o seu ciclo, diminuindo e aumentando o brilho, e em 1660 foi-lhe reconhecido

um período de 11 meses.

Esta variação regular do brilho foi erradamente atribuída a manchas escuras existentes na sua superfície. Supôs-se que o brilho diminuía quando, na sua rotação, a estrela mostrava a sua face escura e o mesmo aumentava quando a estrela mostrava a face brilhante.

Actualmente os astrónomos reconhecem que a variação do brilho de Mira não é devido a manchas escuras na sua superfície, mas sim ao facto de Mira ser uma estrela variável pulsante. Mira é uma típica estrela variável de longo período. Estas estrelas têm uma curva de luz algo irregular e um período entre 100 e 700 dias.

Quase dois séculos depois, outra estrela pulsante foi descoberta. Em 1784 John Goodricke de York, na Inglaterra, descobriu que o brilho da estrela δ Cefeida varia regularmente com um período de 5 dias, 8 horas e 48 minutos. Esta descoberta custou a vida de Goodricke. Nas observações nocturnas contraiu uma pneumonia e morreu com apenas 21 anos.

Hoje, cerca de 20 mil estrelas variáveis pulsantes são reconhecidas pelos astrónomos.

Henrietta Swan Leavitt (1868-1921) descobriu mais de 10% destas estrelas enquanto trabalhava como assistente de Charles Pickering na Universidade de Havard. A sua tarefa de então era comparar fotografias do mesmo campo de estrelas, tiradas com um determinado intervalo de tempo, e assim identificar variações de brilho nas estrelas. Descobriu 2400 Cefeidas clássicas na Pequena Nuvem de Magalhães. Henrietta reparou que as estrelas mais brilhantes tinham um período de pulsação mais longo. Assim, elaborou um gráfico da magnitude aparente em função do período da pulsação. O gráfico resultante consta na figura 6.2, e mostra claramente que as duas grandezas estão correlacionadas.

Todas as estrelas da Pequena Nuvem de Magalhães estão praticamente à mesma distância e por isso estas diferenças na magnitude aparente são na realidade iguais às diferenças na magnitude absoluta. Por tal as diferenças observadas no brilho aparente destas estrelas deve reflectir diferenças na sua luminosidade.

Esta descoberta criou a expectativa da possibilidade de determinação da magnitude absoluta de Cefeidas, a partir do conhecimento do período das suas pulsações.

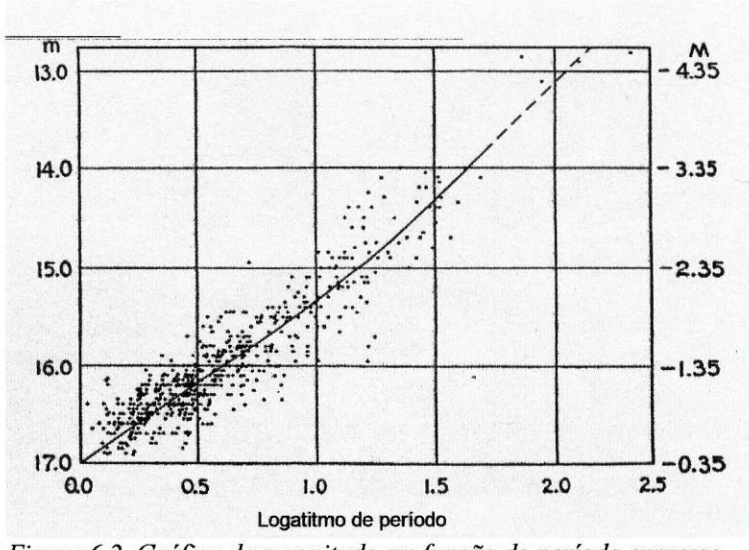


Figura 6.2. Gráfico da magnitude em função do período expresso em dias das Cefeidas da Pequena Nuvem de Magalhães.

Conhecida a magnitude aparente e a magnitude absoluta seria possível calcular a sua distância. Este método permitia obter distâncias muito além do permitido pelo método da paralaxe. O único problema era a calibração da relação de Henrietta Leavitt. Para isso era necessário conhecer a distância a uma única Cefeida, para assim se poder obter a magnitude absoluta. Uma vez obtida esta distância[2], a relação período-luminosidade podia ser usada para medir a distância de qualquer outra Cefeida. Esta relação é descrita por:

$$\log_{10}\frac{\langle L\rangle}{L_o}=1{,}15\cdot\log_{10}(\Pi^d)+2{,}47$$

em que $\langle L\rangle$ é luminosidade média da estrela e Π^d é o período de pulsação medido em dias.

Em termos da magnitude absoluta visual $M_{\langle V\rangle}$ a relação é:

$$M_{\langle V\rangle}=-2{,}80\cdot\log_{10}(\Pi^d)-1{,}43$$

e está ilustrado na figura 6.3.

As Cefeides Clássicas proporcionam aos astrónomos o instrumento que lhes permite medir distâncias extragalácticas.

2 A Cefeida mais próxima é a Polaris (estrela Polar), que está a 200pc. No inicio do século XX, esta distância era demasiado grande para ser medida pela paralaxe estelar. Em 1913, Ejnar Hertzprung, utilizando métodos estatísticos e o movimento do Sol através do espaço, determinou essa distância.

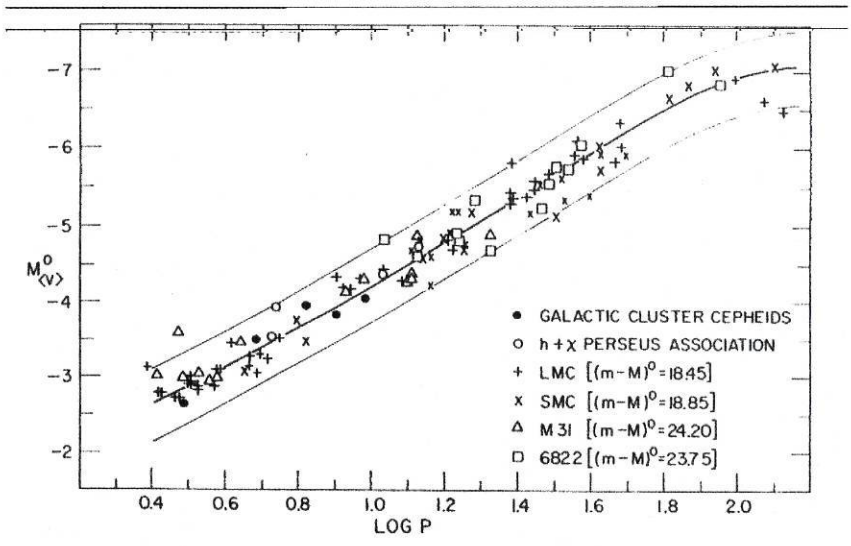


Figura 6.3. Relação período luminosidade das Cefeidas Clássicas.

As Cefeidas são estrelas supergigantes cerca cinco vezes maiores do o Sol, e mil vezes mais luminosas, e por isso podem ser vistas a distâncias intergalácticas. Por isso são importantes indicadores de distância espalhados pelo Universo.

O uso das Cefeidas como indicadores de distância é independente da causa da variação da sua luminosidade. Inicialmente pensou-se que a variação de luminosidade era devido a serem sistemas binários. No entanto, em 1914, o astrónomo Harlow Shapley demonstrou que isso não era possível. O tamanho da estrela excedia o da órbita da segunda estrela. Em vez disso Shapley propôs que as variações de brilho e temperatura eram devidas a variações do raio da única estrela. Ele propôs que as variações em causa fossem devidas a um movimento periódico de expansão e contracção da estrela, com consequente aumento e diminuição do brilho.

Quatro anos depois Arthur Eddington proporcionou uma teoria coerente que explicava as variações associadas a estas estrelas.

Capítulo 7

Composição das estrelas

7.1 Espectros contínuos e descontínuos.

Porque as estrelas estão muito distantes, tudo o que podemos vir a saber delas é através da sua luz.

A luz pode ser decomposta nas diversas cores com um prisma óptico, dividindo-a em todas as frequências que a compõe. Assim obtemos todas as cores do arco-iris. As pequenas bolhas de água na atmosfera fazem-no quando vemos um arco-íris num dia de chuva. Chama-se a isto o espectro óptico.

Este é um exemplo de um espectro contínuo.



Figura 7.1. Espectro contínuo. Figura obtida no site http://astronomynotes.com/light/lightb.htm

Os espectros contínuos são emitidos por objectos densos e quentes como estrelas e planetas. Por isso são também chamados espectros térmicos, porque emitem luz de todas as cores. O espectro térmico é o mais simples dos espectros, porque a sua forma depende somente da temperatura do corpo emissor (radiação do corpo negro).

Há no entanto, outro tipo de espectro – espectro descontínuo ou discreto.

Para compreendermos estes espectro temos de conhecer a constituição dos átomos.

Desde o inicio do século XIX os cientistas tinham a técnica necessária para observar espectros discretos, embora só no inicio do século XX se tenha elabororado uma explicação para a existência deste tipo de espectros.

Soube-se que os átomos eram constituídos por um núcleo, onde se concentrava praticamente toda a massa e cuja carga eléctrica era positiva, à volta do qual dispunham-se a grandes distância relativamente às dimensões do núcleo, os electrões de carga eléctrica negativa. O núcleo era constituído por protões (de carga eléctrica positiva) e neutrões (sem carga eléctrica).

Cada elemento químico tem um núcleo com um número fixo de protões. Porque a carga eléctrica do protão é igual à carga eléctrica do electrão, no átomo neutro o número de protões é igual ao número de electrões.

Os electrões dispõem-se à volta do núcleo em órbitas circulares e elevadas velocidades. No átomo a atracção electrostática entre o núcleo positivo e o electrão negativo mantém o electrão em movimento circular, tal como a força gravítica entre cada planeta e o Sol, mantém o planeta em órbita à volta do Sol.

7.2 Modelo atómico de Bohr.

Niels Bohr incluiu esta ideia no modelo do átomo para o hidrogénio, mas impôs uma restrição:

1. O electrão do átomo de hidrogénio apenas podia estar localizado em determinadas órbitas. Visto que cada órbita tem uma determinada energia associada, esta restrição de Bohr significava que as energias associadas com o movimento do electrão nas órbitas permitidas tinham um valor fixo; isto é, eram quantificadas
2. As órbitas mais próximas do núcleo têm menores energia.
3. Os átomos têm tendência a permanecer no nível de menor de energia possível.

7.3 Espectros de emissão e de absorção.

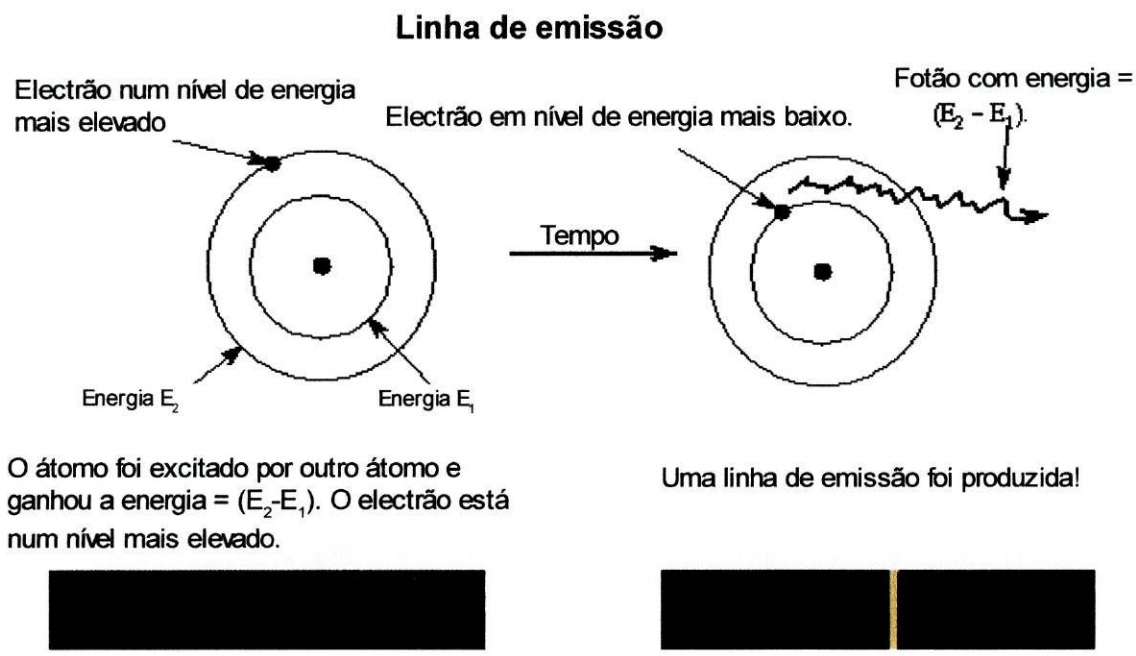


Figura 7.2 .A estrutura dos átomos dos dois elementos mais comuns do Universo. Diferentes elementos têm diferentes número de protões e diferente sucessão dos níveis de energia. Figura obtida no site http://astronomynotes.com/light/lightb.htm

Borh explicou a formação dos espectros do seguinte modo:

A energia radiante absorvida pelo átomo obriga o electrão a mover-se de uma órbita de menor energia para uma órbita de maior energia. Inversamente, a energia radiante (na forma de um fotão) é emitida quando o electrão de maior energia para uma de menor energia. O átomo liberta energia igual à diferença de energia das órbitas.

A energia libertada (E) sob a forma de luz obedece à seguinte relação: $E = h \cdot \nu$

em que h é denominada constante de Planck ($h = 6{,}627 \times 10^{-34}\ Js^{-1}$), e ν é a frequência da luz emitida.

Diferentes saltos dos electrões entre os níveis de energia produzem fotões de energia diferente, associados a frequências diferentes da luz emitida.

Quanto mais átomos transitarem entre os níveis, mais intensa será a linha de emissão. A intensidade depende da densidade e da temperatura do gás.

Podemos identificar cada substância pelo espectro de emissão característico.

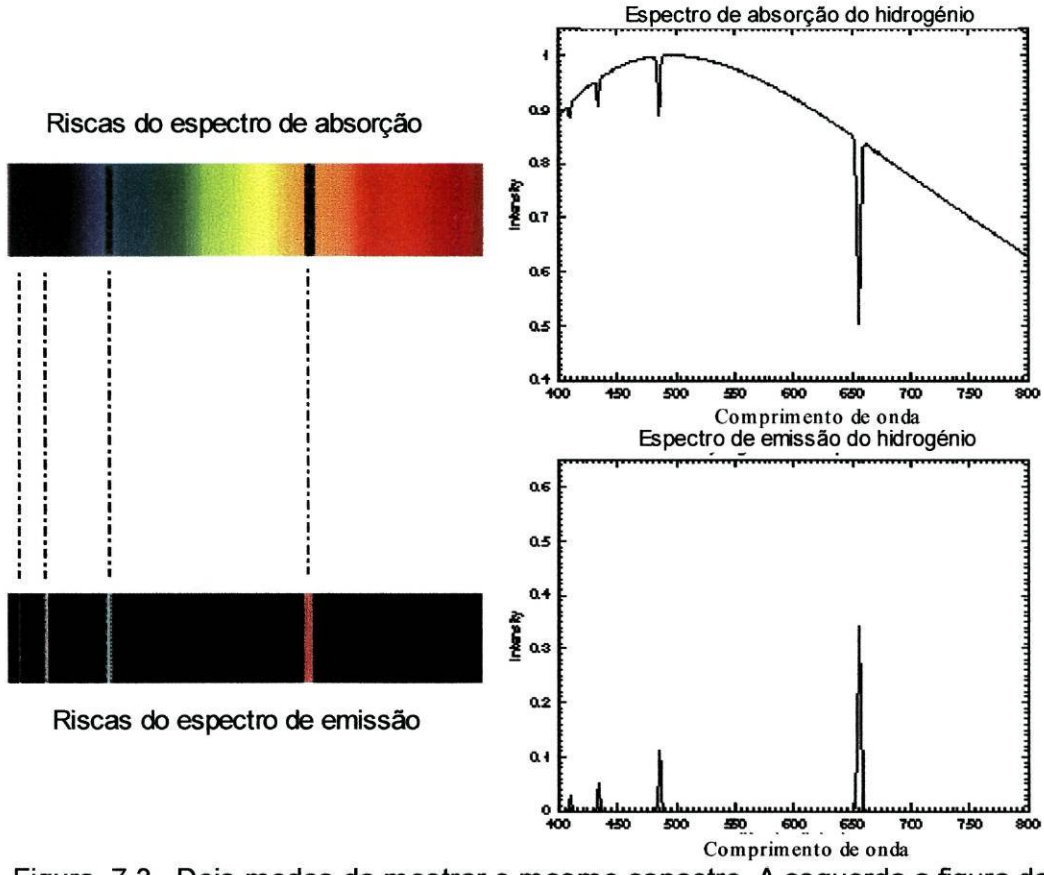


Figura 7.3 . Dois modos de mostrar o mesmo espectro. A esquerda a figura da luz dispersa por um prisma ou uma rede de difracção e à direita o gráfico da intensidade em função do comprimento de onda. Note-se que o padrão das linhas espectrais dos espectros de emissão e de absorção são o mesmo. Figura obtida no site http://astronomynotes.com/light/lightb.htm

As linhas de absorção são produzidas quando um fotão com a energia certa é absorvida por um átomo, elevando a energia do electrão para um nível superior.

Porque os níveis de energia de um elemento são fixos, o "tamanho" do salto para baixo é igual ao "tamanho" do salto para cima. Assim as linhas de absorção são idênticas às linhas de emissão, sendo a energia absorvida no primeiro caso e no segundo a mesma energia é emitida pelo átomo.

Outros fotões movendo-se através do gás com a energia errada passam pelos átomos do elemento como se nada houvesse, fazendo parte do espectro térmico.

Um exame cuidadoso do espectro do Sol e de outras estrelas revelou que o "arco-Íris" de cores tem muitas linhas escuras- linhas de absorção. Estas são devidas á absorção de energia pelo gás rarefeito, e de menor temperatura, das camadas superiores.

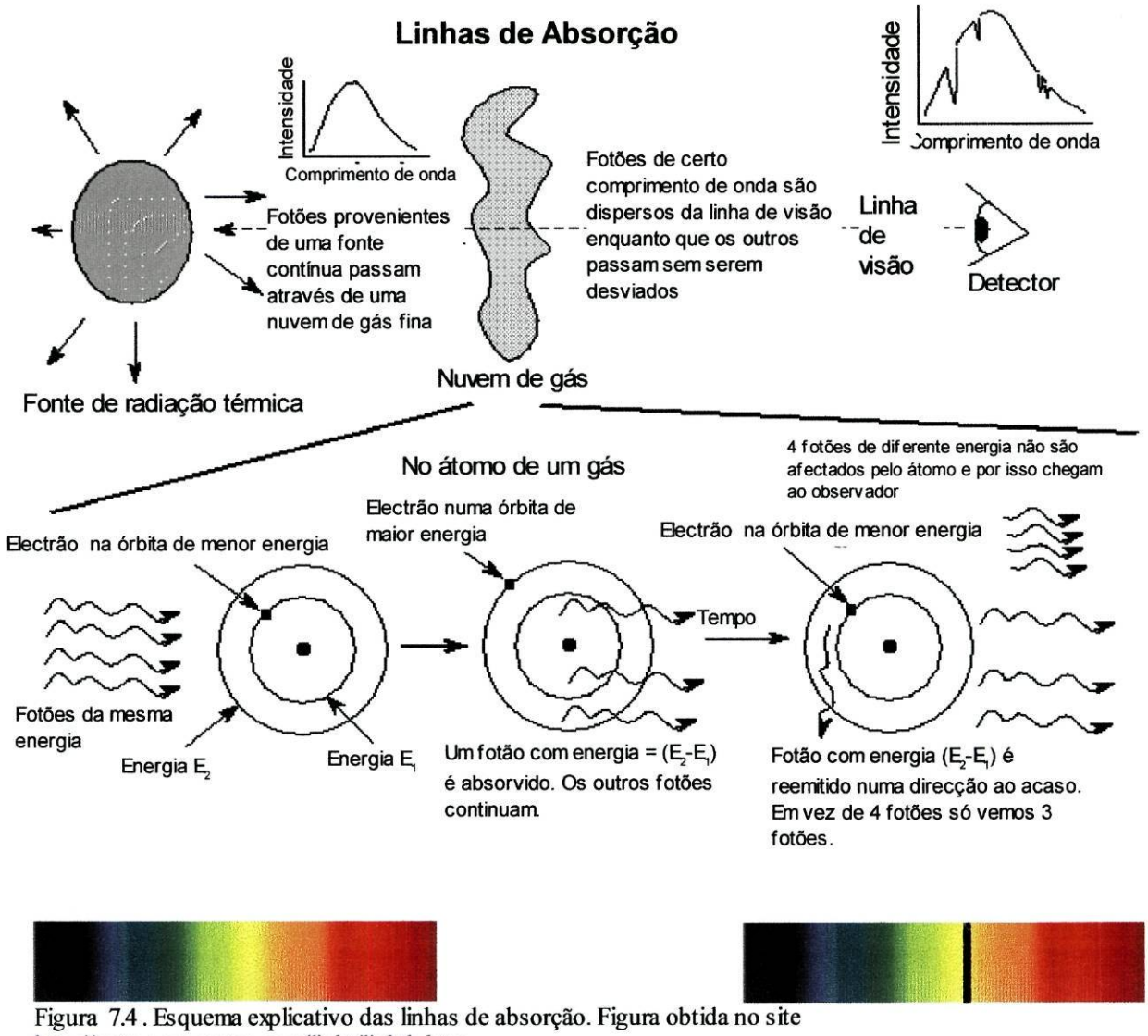


Figura 7.4 . Esquema explicativo das linhas de absorção. Figura obtida no site http://astronomynotes.com/light/lightb.htm

7.4 Espectros e composição das estrelas

Podemos assim identificar as substâncias existentes das camadas superiores.

Assim podemos verificar que o padrão das linhas de absorção de todas as estrelas é similar ao do Sol Isto significa que todas são compostas fundamentalmente de hidrogénio e hélio, com traços de outros elementos. Conforme a percentagem dos elementos mais pesados, podemos distinguir dois grupo.

Um primeiro em que a massa é composta por cerca 70 % de hidrogénio, 28% de hélio e 2% de elementos mais pesados do que o hélio. Estas são as estrelas da populações I, de segunda

geração.

As estrelas em que a percentagem de elementos mais pesados do que o hélio está apenas entre 0,1% e 0,01 % formam a população tipo II e são as estrelas de primeira geração

7.5 Considerações acerca dos espectros das estrelas.

Da semelhança dos espectros de absorção das estrelas podemos sublinhar três aspectos muito importantes.

1. *Estrutura das estrelas*: Do simples facto de vermos linhas de absorção em todos os espectros das estrelas, ficamos a saber que as estrelas devem ter uma parte densa e quente que produz um espectro contínuo e uma camada mais externa, ou atmosfera, feita de gás mais frio e menos denso. É que a densidade e a temperatura da estrela diminuem com a distância crescente ao centro da estrela. A parte mais densa e quente formam um plasma por causa das temperaturas e pressões extremas.

2. *Universalidade das leis da física*: O mesmo padrão de linhas de hidrogénio do espectro do Sol, é visto nas estrelas mais distantes. Isto é um teste importante às leis da física que usamos para estudar a estrutura dos átomos. Elas verificam-se em todo o Universo. A mais pequena diferença nas regras da mecânica quântica que governam a interacção dos protões, electrões e neutrões, ou diferenças na intensidade das forças fundamentais da natureza das que observamos na Terra, produziriam diferenças assinaláveis no espaçamento e nas intensidades das linhas espectrais. Se as partículas subatómicas tivessem diferentes cargas, ou massas, o padrão de linhas seria diferente daquele que observamos da Terra. Porque o mesmo padrão existe em todos os espectros, independente de onde a luz venha, a física usada na Terra deve ser a mesma em todo o Universo – *As leis da física são iguais em toda a parte*.

3. *Permanência das leis da física*: Porque a luz tem uma velocidade de propagação finita e as distancias são vastas, a luz recebida da mais distante galáxia ou quasar viaja à milhares de anos. A luz destas remotas regiões diz-nos que as leis da física também aí são verificadas. O espectro observado pode ser explicado com as mesmas leis em operação na Terra no presente. *As leis da física são as mesmas em todos os tempos.*

Capítulo 8

Radiação do Corpo Negro

8.1 Radiação emitida por um corpo negro

Tal como as ondas do mar ou o som, a luz pode também ser considerada como um fenómeno ondulatório. Em vez de ser a água ou o ar a oscilar, como no exemplos anteriores, são os campos eléctrico e magnético que oscilam. Por isso à luz chamamos também radiação electromagnética.

A radiação electromagnética abrange, além da luz de todas as cores, desde o violeta ao vermelho, outra que o olho humano não vê, tal como o ultravioleta, o infravermelho, as microondas, o raio X, as emissões gama, as ondas de rádio (UHF), etc.

A diferença entre estes exemplos de radiação electromagnéticas está no comprimento da onda (λ) em causa, que é a distância entre dois máximos consecutivos da onda. Cada tipo de onda electromagnética tem um comprimento de onda característico.

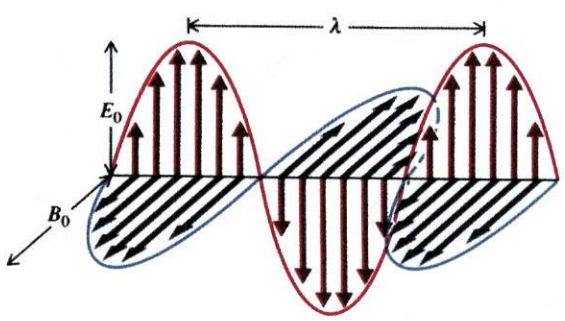


Fig 8.1 – comprimento de onda da radiação electromagnética. O campo eléctrico é sempre perpendicular ao campo magnético.

Os nossos olhos só vêm a luz num intervalo muito estreito de comprimento de onda, que vai desde cerca de 400 nm (400×10^{-9} m) até cerca de 750 nm (750×10^{-9} m).

Sabe-se que todos os corpos, emitem luz (radiação electromagnética). A luz emitida está fundamentalmente relacionada com a temperatura. Por exemplo um objecto à temperatura ambiente emite fundamentalmente luz invisível no infravermelho. Quando colocado num forno

à temperatura de 800ºC começa a emitir luz no vermelho. Uma lâmpada de filamento incandescente atinge a temperatura de 2000º C, resultando na emissão de luz aproximadamente branca constituída por luz vermelha , e outras de menor comprimento de onda como a amarela, a verde e outras.

A luz assim emitida não se distribui de igual modo por todos os comprimentos de onda. Durante muito tempo houve tentativas falhadas para compreender como se relacionava esta distribuição da luz (energia) com a temperatura.

Antes do mais foi necessário considerar um corpo que absorvesse toda a energia nele incidente, o corpo negro. É negro no sentido em que é opaco a toda a luz nele incidente. Não é necessário que pareça negro.

Só no principio deste século Max Planck, para resolver o problema da luz emitida pelo corpo

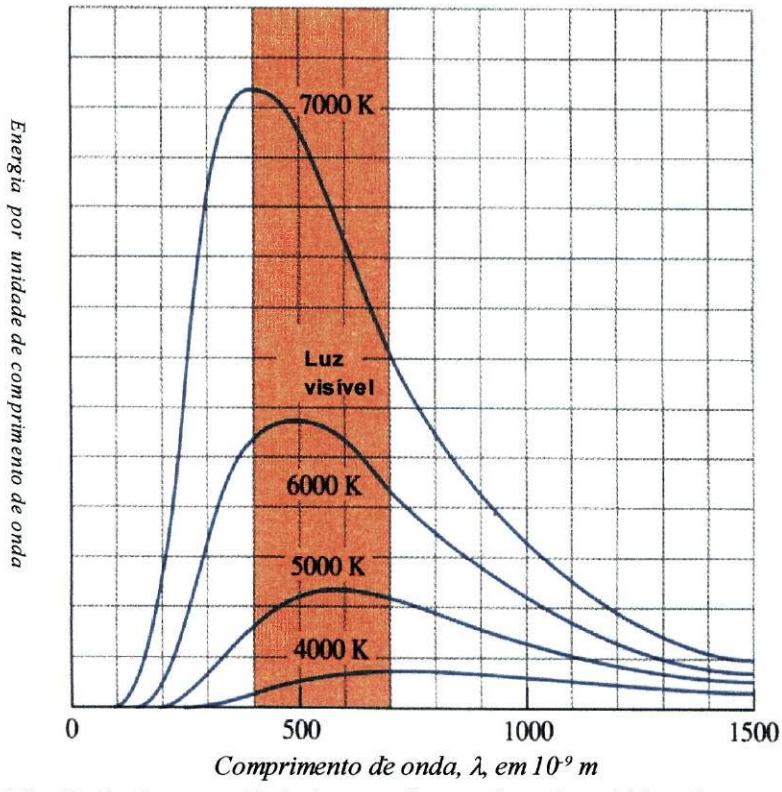


Fig 8.2 – Radiação por unidade de comprimento de onda emitida pelo corpo negro para quatro temperaturas diferentes

negro, propôs, ao contrário do que então se admitia, que a luz só poderia ser emitida ou absorvida em pacotes de quantidades mínimas e fixas a que chamou fotão[3]. Essa quantidade

3 Partícula de energia sem massa.

mínima de energia dependia do comprimento de onda (λ) da radiação emitida através da relação:

$$E = h \cdot \frac{c}{\lambda}$$

onde h é uma constante, denominada constante de Planck e igual a 6,63 x 10^{-34} J/s e c é a velocidade de propagação da luz igual a 3,00 x 10^{8} m/s.
Como consequência desta hipótese, a energia emitida pelo corpo negro num comprimento de onda λ, dependia da temperatura e do comprimento de onda, conforme se pode ver para quatro temperaturas diferentes, no gráfico da figura 8.2.

Pelo facto de ser esta distribuição a verificada experimentalmente confirmou-se a hipótese de Planck.
A energia radiante emitida pelo corpo negro espalha-se mesmo além do que podemos ver (espectro óptico – a luz visível) mas de desigual modo.

8.2 Lei de Wien.

A energia total emitida (isto é, em todos os comprimentos de onda) pelo corpo negro depende também da temperatura. A energia total emitida é tanto maior quanto maior a temperatura, como se pode ver na figura 8.2.
O máximo da função obtida por Planck varia, com a temperatura (T), e o comprimento de onda (λ_{max}), segundo uma lei então conhecida, a lei de Wien, expressa pela seguinte equação:

$$\lambda_{max} \cdot T = constante$$

O valor de *constante* é de 0,2897 *cmK*.

Com tal proposta, Max Planck alterou a física de então, iniciando uma nova física – a mecânica quântica. Por tal obteve o Prémio Nobel da Física em 1918. Nesta proposta a luz é também considerada como um fenómeno corpuscular, isto é, está associada a uma partícula – o fotão.

8.3 Temperatura de cor e temperatura efectiva.

As estrelas tem um comportamento muito semelhante a um corpo negro, por isso esta descoberta, comprovada experimentalmente, permitiu que, por comparação do espectro das estrelas, se obtivesse mais alguma informação, de entre outras, a temperatura e composição da superfície das estrelas onde a luz é emitida.

Podemos associar a cada espectro uma temperatura, procurando o comprimento de onda para a qual é emitido maior quantidade de energia (λ_{max}). A temperatura assim escolhida é denominada *temperatura de cor*.

Podemos também medir a quantidade de energia que é emitida em todo o domínio do espectro. A esta quantidade é associada uma outra temperatura, a *temperatura efectiva*.

As duas temperaturas, *temperatura de cor* e *temperatura efectiva*, não são necessariamente iguais.

A temperatura efectiva da estrela está ainda associada ao tipo espectral das estrelas .

8.4 Temperatura e classe espectral.

A radiação que a estrela emite tem de atravessar a atmosfera da própria estrela, e por tal a distribuição espectral das estrelas não é igual ao que prevê o modelo do corpo negro. Verificam-se falhas no espectro.

Assim como cada substância emite com espectro característico, também o absorve do mesmo modo.

As falhas no espectro das estrelas são importantes porque nos informam da composição dos meios atravessados pela luz - a atmosfera da estrela.

Foi possível então relacionar as características de cada tipo espectral com a composição e temperatura da estrela em questão. Estas característica constam na seguinte tabela:

Classe espectral	**Características principais**	**Temperatura (K)**	**Exemplos**
O	Hélio ionizado mais forte do que o hélio neutro	60 000 30 000	Alnitah
B	Hélio ionizado mais fraco do que o hélio neutro	30 000 11 000	Rigel Spica
A	As riscas do hidrogénio atingem a intensidade máxima e aparece o cálcio ionizado	11 000 7 200	Sirius, Deneb Vega
F	Cálcio ionizado forte; o hidrogénio enfraquece e aparecem os metais neutros.	7 200 6 000	Canopus Polaris
G	Cálcio ionizado forte e metais neutro fortes	6 000 5 000	Sol
K	Riscas intensas de metais neutros e riscas de cálcio fracas	5 000 3 000	Arcturus Aldebaran
M	Riscas fortes de metais neutros e riscas de moléculas	Menos de 3 000	Betelguese

Tabela 8.1 Características de cada tipo espectral.

Capítulo 9

Diagrama de Hertzsprung-Russel

9.1 Classes espectrais

A informação obtida da análise da luz proveniente das estrela não se esgota na sua composição química e na temperatura da sua superfície.

No principio deste século, Henry Draper dos Estados Unidos, por comparação dos espectros de muitas estrelas, definiu, conforme as semelhanças, sete classes denominada pelas letras O, B, A, F, G, K e M. Posteriormente foram acrescentadas no final desta classes, mais três, denominadas pelas letras R, N e S. Estas três últimas diferem das anteriores pela sua composição e englobam, invariavelmente, estrelas gigantes, ou supergigantes. A sequência espectral de O a M representa essencialmente, estrelas com a mesma composição química, mas diferentes temperatura e pressão. Esta interpretação foi efectuada em 1920 pelo astrofísico indiano, Meghnad N. Saha e proporcionou as bases físicas da interpretação dos espectros das estrelas. A sequência espectral é também uma sequência de cores: As estrelas do tipo O e B são estrelas intrinsecamente mais azuis e mais quentes; as estrelas do tipo M, R, N e são estrelas mais vermelhas e mais frias.

No caso das estrelas frias do tipo M, o espectro indica a presença de óxido de titânio (TiO), particularmente na zona vermelha e verde do espectro. Nas estrela um pouco mais quntes do tipo K, o oxido de titânio desaparece, e o espectro exibe fortes linhas devido a elementos metálicos. Algumas poucas moléculas especialmente estáveis, tais como o ião cianeto (CN^-) e o radical hidróxido (HO^-), persistem nestas estrelas e estão mesmo presentes em estrelas do tipo G, como o nosso Sol. Em estrelas do tipo G os espectros são dominados pelas linhas características dos metais tal como o ferro, cálcio, sódio, magnésio e titânio. O comportamento do cálcio ilustra o fenómeno de ionização térmica. A baixas temperaturas o cálcio retém todos os seus electrões e irradia um espectro característico do átomo neutro; as colisões entre os átomos e a absorção de radiação às temperaturas mais elevadas faz com que o cálcio liberte electrões, formando o ião monopositivo de cálcio. De igual modo estes iões podem-se recombinar com electrões produzindo o cálcio neutro. A temperaturas mais elevadas a maior parte dos átomos estão ionizados. A temperatura mais baixas o equilíbrio favorece o estado neutro dos átomos. A concentração de iões e de átomos neutros pode ser calculada a partir da

temperatura, da densidade e da energia de ionização.

Em estrelas anãs do tipo M, de pressão mais elevada e temperatura baixa do que as anteriores, a linha de absorção do cálcio neutro (4227 Å) é forte. No entanto, nas estrelas do tipo G, as linhas de cálcio ionizado (3968 Å e 3933 Å) tornam-se mais fortes do que qualquer outra linha do espectro.

Em estrelas do tipo F as linhas de absorção de átomos neutros são fracas relativamente às dos iões. As linhas de hidrogénio são mais fortes, tendo a máxima expressão nas estrelas do tipo A, nas quais a temperatura é de cerca de 9000 K. A partir daí estas linhas de absorção tornam-se gradualmente mais fracas assim que o hidrogénio se ioniza.

As estrelas do tipo B, tais como Epsilon Orionis, são caracterizadas por linhas de hélio e oxigénio, azoto e néon monopositivos. Nas estrelas do tipo O, as linhas de hélio ionizado também aparecem, mas outra característica significativa é a existência de linhas de azoto, oxigénio e carbono duplamente ionizado.

Cada uma dessas classes foi dividida em 10 subclasses numeradas de 0 a 9.

Por exemplo o Sol, é uma estrela mediana da classe espectral G2.

9.2 Diagrama de Hertzprung – Russel.

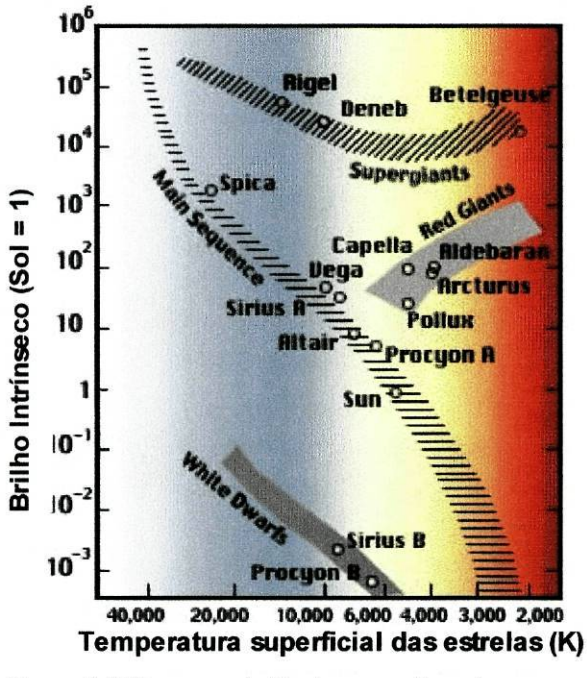


Figura 9.1Diagrama de Hertzsprung-Russel.

Em 1910, Hertzprung e Russel representaram diferentes estrelas num diagrama cujos eixos coordenados eram a classe espectral (ou a temperatura) e a luminosidade estelar (ou a

magnitude absoluta). Em vez de uma distribuição aleatória, que traduziria a diversidade da amostra, observaram então que as estrelas se distribuíam por zonas bem definidas.

A este diagrama que representa a luminosidade em função da temperatura denomina-se de Hertzsprung-Russel, em homenagem ao astrónomo dinamarquês, Ejnar Hertzprung e ao astrónomo dos Estados Unidos, Henry Russel, que independentemente um do outro primeiro conjugaram estas duas características.

A grande maioria das estrelas dispunha-se segundo uma linha um pouco curva, a sequência principal. A classe espectral das estrelas da sequência principal varia desde as quentes e azuis do tipo O e B, cerca de 10000 ou mais vezes mais brilhantes do que o Sol, passando pela classe A, tal como Sirius, pela classe K, tal como Epsilon Eridani, e finalmente as anãs vermelhas da classe M, milhares de vezes menos brilhantes do que o Sol. Esta sequência é contínua, a luminosidade diminui suavemente com a diminuição da temperatura e varia mais lentamente com a massa e o raio, de modo que aumenta com a densidade.

Um segundo grupo de estrelas são reconhecidas como gigantes - tais como Capela, Arturus e Aldebaran. Estas são estrelas amarelas, cor de laranja, ou vermelhas, cerca de 100 vezes mais brilhantes do que o Sol, e com um raio da ordem de 2 x10^8 a 3 x 10^8 km (de raio de 10 a 20 vezes maior do que o do Sol). As gigantes situam-se acima da sequência principal na parte superior do diagrama H-R.

A categoria de supergigantes inclui estrelas de todos os tipos espectrais; mostra uma grande variação de brilho intrínseco e algumas aproximam-se da Magnitudes de -7 ou -8. Poucas supergigantes vermelhas, tais como a variável VV Cefeida, excedem em tamanho a órbita de Jupiter ou mesmo de Saturno, embora a maior parte delas sejam menores. As supergigantes têm vida curta e são raras, mas podem ser vistas a grandes distâncias por serem extremamente luminosas.

As estrelas subgigantes são mais vermelhas e maiores do que as estrelas da mesma luminosidade da sequência principal. As mais conhecidas consistem em sistemas binários o que favorece a sua detecção.

Outro grupo, das anãs brancas, estão a 10 Magnitudes abaixo da sequência principal e constituem a última etapa da evolução de muitas estrelas.

9.3 Diagrama H-R e evolução estelar.

O diagrama H-R reflecte as diversas etapas da vida das estrelas. A evolução de uma estrela depende fundamentalmente da sua massa, embora haja também uma dependência na sua composição química.

As estrelas nascem a partir das nuvens de gás e poeira das nebulosas. Por qualquer razão exterior à nebulosa, o gás que a constitui move-se de modo a formar zonas mais densas. Nestas zonas a força gravítica torna-se dominante provocando a contracção do gás. Efectua-se então a conversão da energia potencial gravítica em energia térmica (que é uma forma de energia cinética). A temperatura interna da nuvem aumenta o suficiente para que emita uma luz ténue e difusa como se pode ver na imagem da direita da figura 9.2. Neste etapa a protoestrela ainda não está a emitir luz por processos nucleares, mas sim devido ao aquecimento da nuvem devido à contracção gravitacional. Assim que a temperatura interna aumenta uns poucos milhões de Kelvin, o deutério é destruído. Depois o lítio, o berílio e o boro são transformados em hélio, ao serem bombardeados por protões movendo-se a velocidades crescentes.

As protoestrelas aparecem no diagrama H-R acima da sequência principal, porque são muito brilhantes para a sua cor. Assim que continuam a contrair-se, movem-se para baixo e para a direita, em direcção à sequência principal.

Assim que a temperatura e a densidade atingem valores críticos, iniciam-se reacções de fusão nuclear. O tempo necessário para a fase de contracção depende da massa da estrela. Uma estrela como o Sol necessita 10 milhões de anos para chegar à sequência principal enquanto uma estrela de maior massa pode necessitar poucas centenas de milhares de anos.

Com o início destas reacções nasce a estrela. Inicia-se a fase mais longa do processo de evolução da estrela, com a duração de cerca de 90% da sua vida. Na altura em que a estrela atinge a sequência principal, ela é homogénea.



Figura 9.2Á esquerda a Nebulosa da Águia. Á direita a parte central da nebulosa está ampliada e é possível verificar a luminosidade difusa na extremidade de cada um dos três pilares.

Com o decorrer do tempo, o hidrogénio do núcleo é convertido em hélio e a temperatura sobe lentamente. Se a estrela tem massa suficiente para ter um núcleo convectivo, a matéria nesta região fica misturada, mas as regiões mais externas não se misturam com o núcleo.

O Sol, por contraste, não tem um núcleo convectivo e a razão entre a quantidade de hélio e a quantidade de hidrogénio é máxima no centro e diminui com o afastamento do mesmo. Na vida do Sol tem havido uma diminuição de hidrogénio no núcleo de modo que actualmente essa quantidade é de cerca de um terço do que era no inicio da sua vida. O resto foi convertido em hélio.

Tal como acontece com o tempo necessário para a formação da estrela, o tempo de evolução na sequência principal é menor para estrelas de maior massa. Quanto maior a massa, maior a rapidez de evolução. Enquanto uma estrela como o Sol permanecerá na sequência principal cerca de 10 mil milhões de anos, uma estrela com o dobro da massa do Sol permanecerá cerca de 3 mil milhões de anos, e uma estrela com a massa dez vezes superior à massa do Sol permanecerá "somente" 10 milhões de anos. Pelo contrário, estrelas com uma fracção da massa do Sol poderão permanecer na sequência principal por alguns biliões de anos, que é muito mais do que a idade do Universo.

A variedade de luminosidades e de cores das estrelas da sequência principal pode ser

compreendida como consequência da evolução das mesmas. No inicio das suas vidas como consumidoras de hidrogénio, as estrelas definem uma linha única no diagrama H-R, denominada sequência principal da idade zero. Sem diferenças na composição química ou na velocidade de rotação, todas as estrelas iniciam a sua vida a partir desta linha. Com a evolução, a estrela ajusta-se ao aumento da razão hélio-hidrogénio do seu núcleo e afasta-se gradualmente da sequência principal da idade zero. Quando o combustível do núcleo acaba, a estrutura interna varia rapidamente; a estrela rapidamente deixa a sequência principal e move-se para a região das gigantes e supergigantes.

À medida que o seu interior varia, a estrela afasta-se da sequência principal, inicialmente lentamente e depois mais rapidamente. Quando cerca de 10% da massa da estrela foi convertida em hélio, a estrutura da estrela varia dramaticamente. Todo o hidrogénio do núcleo foi queimado e esta região central é composta inteiramente de hélio inerte, com traços de elementos mais pesados. A produção de energia ocorre numa fina camada onde o hidrogénio é consumido adicionando hélio ao crescente mas inerte núcleo. As partes mais exteriores expandem-se e com o aumento de volume a sua luminosidade aumenta gradualmente.

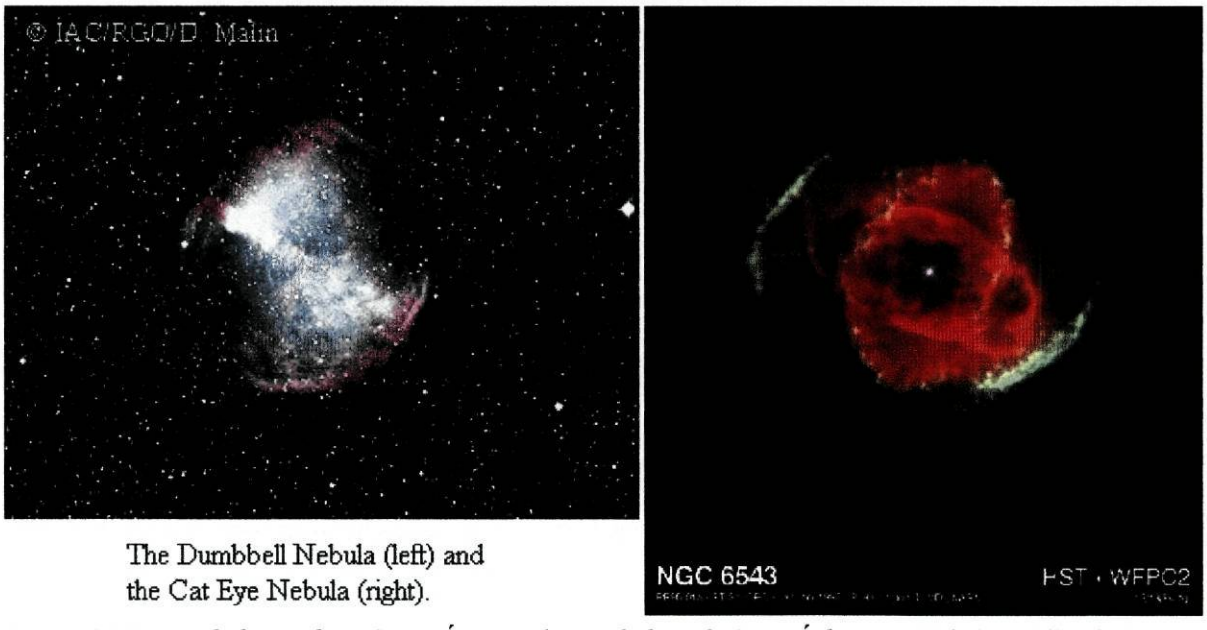
Os detalhes do que acontece a seguir depende, sobretudo, da sua massa e da sua composição química da estrela.

Evolução das estrelas de pequena massa.

Cálculos teóricos sugerem que à medida que a estrela evolui na sequência principal, o núcleo aumenta gradualmente em massa, mas diminui em tamanho assim que lhe é fornecido o hélio gerado na camada de combustão mais externa. A energia é transportada da camada de combustão para o exterior por correntes de convecção. A temperatura da camada de combustão aumenta, a estrela torna-se mais luminosa, e finalmente aproxima-se do topo do domínio das gigantes. Em oposição, o núcleo diminui por contracção gravítica, tornando-se mais quente e denso até atingir a temperatura central de cerca de 15 milhões de Kelvin. A essa temperatura inicia-se a fusão dos núcleos de hélio, transformando-os noutros elementos mais pesados. O hélio é então transformado em carbono. O núcleo ficará a ser a zona de acumulação do carbono gerado e novamente contrair-se-á. Queimado o hélio, o núcleo volta a contrair-se aumentando a temperatura. Atingindo a temperatura de 600 mil milhões Kelvin, inicia-se a produção de oxigénio. Segue-se o néon, depois o magnésio e por aí fora. Durante

cada uma destas etapas, a estrela estabelece um equilíbrio hidrostático, durante um certo tempo. Mas porque na fusão destes elementos a energia libertada por unidade de massa é muito menor do que na fusão do hidrogénio, o período da fusão do hélio é relativamente curto e mais curto para os elementos que se seguem. De facto é apenas de 1% da duração da fusão do hidrogénio.

Por último, assim que o núcleo se contrai, as camadas mais externas expandem-se. Eventualmente, as camadas mais externas afastam-se tanto do núcleo que arrefecem até uns poucos milhares de kelvins. O resultado é um objecto estranho tendo duas partes distintas: um núcleo bem definido, constituído na maior parte das vezes por carbono, uma anã branca, e uma calote esférica fria e difusa que se espalha por um volume cerca do tamanho do sistema solar (uma nebulosa planetária).



The Dumbbell Nebula (left) and
the Cat Eye Nebula (right).

Figura 9.3Duas nebulosas planetárias. Á esquerda a Nebulosa do Sino. Á direita a Nebulosa Olho de Gato.

Anã branca:

Se a massa residual da estrela for inferior a 1,4 massas solares, forma-se uma anã branca. A matéria de que é constituída é formada por um gás degenerado, em que os electrões estão desligados dos núcleos, formando um gás bom condutor térmico mas que não verifica a lei dos gases perfeitos. A densidade típica destas estrelas é de 10^7 g cm^{-3}.A anã branca não tem nenhuma fonte de energia e por isso arrefece lentamente tornando-se amarela, vermelha, castanha e talvez anã preta.

A primeira anã branca a se descoberta foi uma companheira de Sirius. Foi originalmente detectada pela força de atracção gravítica que exercia sobre Sirius A, muito mais brilhante e maior.

Sirius B é 500 vezes menos brilhante do que o Sol e com dimensões um pouco menores do que a Terra. A cor do seu espectro corresponde a uma estrela da classe A com uma temperatura de 8 a 10 mil kelvin. Porque o seu brilho é ténue, o seu volume deve ser muito pequeno e a sua densidade cerca de 100 mil vezes superior à da água.

Evolução das estrelas de grande massa

Estrelas com massa superior a cinco massas solares poderão sintetizar os elementos até ao ferro. A fusão de núcleos de número atómico superior ao ferro só é possível com absorção de energia, pelo que o processo termina no ferro. Nestas estrelas a contracção do núcleo de ferro é tão rápida que provoca uma explosão – uma supernova.

É nesta explosão que são sintetizados elementos mais pesados do que o ferro que se espalham pelo espaço. Assim, o gás rico em elementos pesados expande-se à velocidade de milhares de quilómetros por segundo, aquecendo o gás do meio interestelar que passa a emitir luz.

O núcleo implode e, dependendo da sua massa, transforma-se numa estrela de neutrões ou um buraco negro.

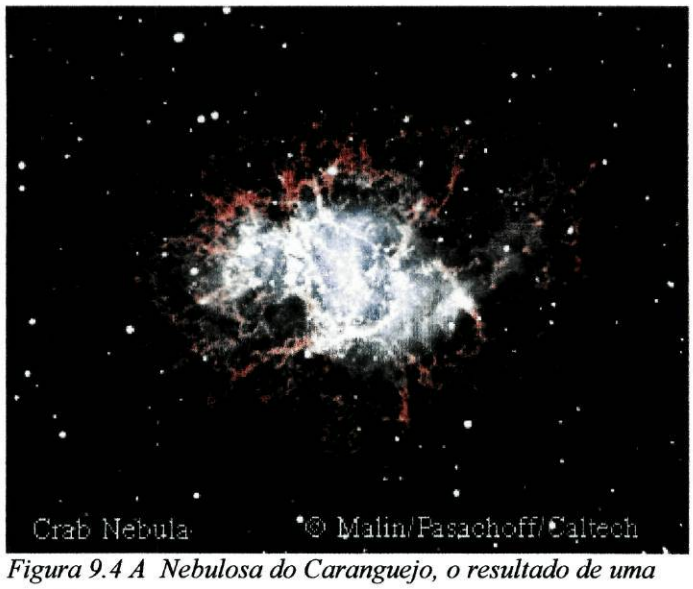


Figura 9.4 A Nebulosa do Caranguejo, o resultado de uma supernova.

Estrela de neutrões:

Se a massa residual da estrela estiver entre 1,4 e 2 massas solares, formar-se-á uma estrela de neutrões com densidade 10^{14} vezes superior à da água. A crosta da estrela terá uma estrutura de um sólido em que os núcleos se dispõem formando uma rede cristalina. De baixo da crosta a densidade é a do núcleo atómico. Os núcleos perdem a sua identidade e formam um fluido nuclear. As estrelas de neutrões foram previstas em 1930 e só em 1960 acidentalmente foram observadas fontes emissoras de rádio emitindo impulsos de 0,3 s de duração e período 1,34 s, havendo desde então fortes evidências de serem devidas a estrelas de neutrões. A energia emitida é proveniente da diminuição da velocidade de rotação da estrela. Só uma pequena parte da radiação é emitida sob a forma de ondas de rádio. A energia é emitida noutras zonas do espectro electromagnético, em raios cósmicos e possivelmente sob a forma de ondas de gravidade. Por exemplo, no centro da nebulosa do Caranguejo são emitidas rádio-frequências, frequências ópticas e raios X. Nas duas últimas a estrela emite respectivamente 100 e 10000 vezes mais energia do que nas ondas de rádio. Devido aos intensos campos magnéticos dos pulsares (10^{12} gauss. O campo magnético terrestre é de cerca de 1 gauss), a radiação emitida é polarizada linearmente e circularmente .

Buracos negros:

Se a massa residual da estrela for superior a duas vezes a massa do Sol, esta massa continua a contrair-se. O campo gravitacional é tão forte que nem a luz pode escapar. Dá-se colapso da estrela, um buraco negro de volume praticamente nulo e densidade infinita, escondido por um horizonte denominado, raio de Schwarzschild. Qualquer corpo ou feixe de luz que ultrapasse este horizonte é engolido.

9.4 Evolução do Sol no diagrama de Hertzsprung-Russel

O Sol, como qualquer outra estrela, nasceu por contracção da matéria de uma nuvem molecular.

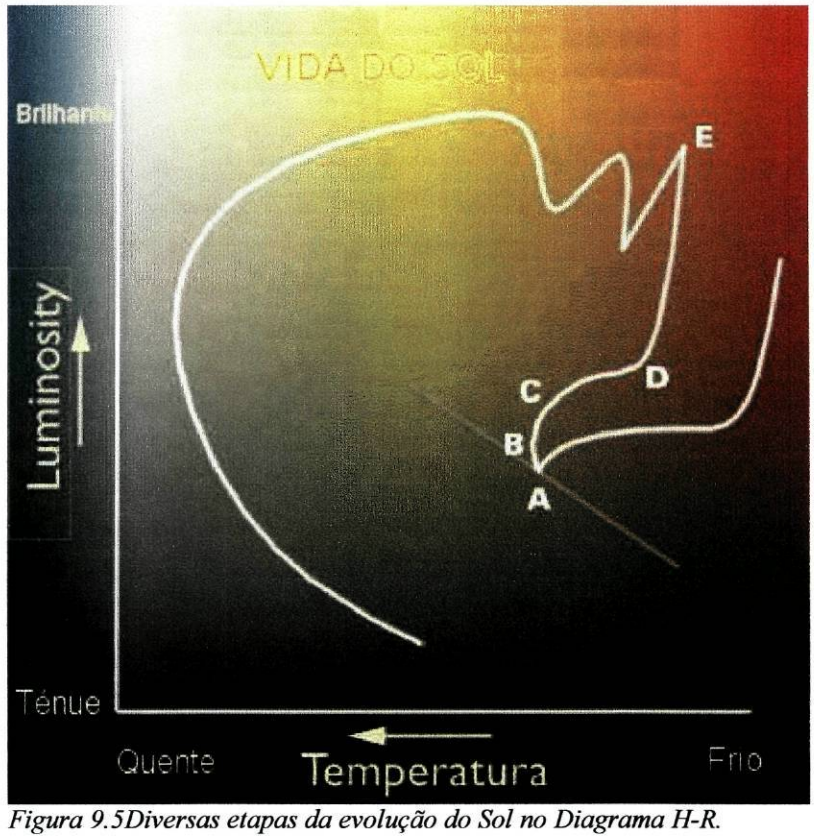


Figura 9.5Diversas etapas da evolução do Sol no Diagrama H-R.

Enquanto a nuvem se contraía, a sua temperatura e densidade aumentaram até atingir valores críticos que possibilitaram o inicio de reacções de fusão de núcleos de hidrogénio no seu centro(A). Nessa altura, o Sol iniciou a sua fase da sequência principal.

Passados 4,5 mil milhões de anos (B) a luminosidade e a temperatura do Sol pouco variaram.

O hidrogénio do núcleo vai-se consumindo até que um dia se esgotará. O núcleo cederá ao peso das camadas mais exteriores. Iniciar-se-à então a fusão do hidrogénio em regiões mais afastadas do centro (C). À medida que o hidrogénio se for consumindo a região do Sol onde se consome o hidrogénio vai-se afastando do centro até que os processos convectivos de transporte de energia se tornam predominantes (D).

O afastamento da região da combustão do hidrogénio do centro da estrela fará cessar esta reacção, pelo que novamente a força gravítica se tornará predominante. Como consequência o núcleo contrair-se-à rapidamente.

Devido à contracção rápida do núcleo de hélio, a temperatura elevar-se-à para valores que permitirão a fusão do hélio, originando carbono. Assim as camadas mais externas expandir-se-ão e o Sol entrará na fase de gigante vermelha. Nessa fase o Sol terá um raio que alcançará a Terra.(E) e terá perdido uma parte significativa do seu envelope

Inicia-se-à então uma segunda fase de estabilidade, o ramo horizontal. No entanto a reacção de transformação de hélio em carbono é menos eficiente do que a anterior, pelo que o Sol necessitará de consumir mais rapidamente o hélio para sustentar as suas camadas mais exteriores, pelo que a permanência do Sol nesta fase será muito curta.

Esta fase terminará com o esgotamento do hélio, obrigando o Sol a contrair-se novamente. O aumento de temperatura será rápido e de tal ordem que leva a um violento aumento de produção de energia. A estrela volta a dispersar pelo espaço o material envolvente do núcleo. É o ramo assimptótico das gigantes.

Restará então o núcleo muito denso e quente de carbono inerte, uma anã branca. A envolver a anã branca espalhar-se-á pelo espaço o material que envolvia o núcleo, formando uma nebulosa planetária.

A anã branca lentamente vai arrefecendo tornando-se sucessivamente numa anã amarela, uma anã vermelha até se transformar numa anã preta com a densidade 50 mil vezes superior à da água e dificilmente detectável.

9.5 Localização das estrelas variáveis no diagrama H-R

O número de estrelas variáveis pulsantes da Via Láctea está estimado em muitos milhões. O número em si é elevado, mas torna-se pequeno face às muitas centenas de milhar de milhões de estrelas da Galáxia. Assim percebemos que este tipo de estrelas deve ser um fenómeno transitório.

A posição das estrelas variáveis pulsantes intrínsecas no diagrama H-R confirma esta ideia.

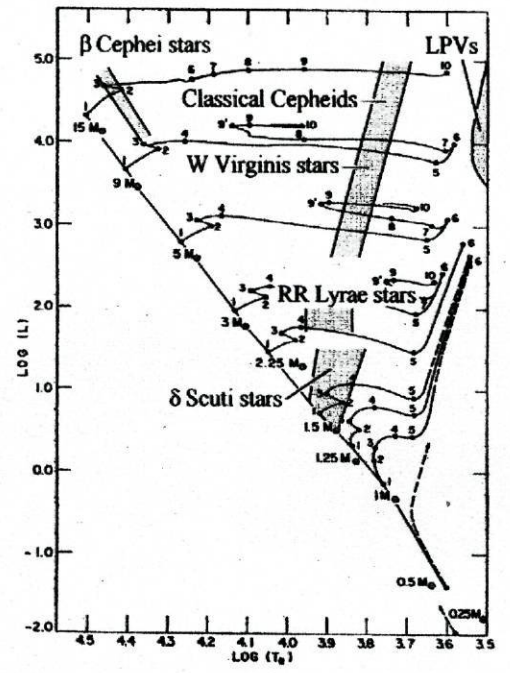


Figura 9.6. Posição das estrelas pulsantes intrínsecas no diagrama H-R. As trajectórias de evolução estão incompletas. As trajectórias de evolução das estrelas de pequena massa estendem-se até à região das variáveis de longo período (no diagrama LPV's)
A figura é retirada do Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Volume 5, de 1967

Em vez de estarem localizadas na sequência principal, aonde as estrelas passam a maior parte do tempo, a maioria das estrelas pulsantes ocupa uma estreita faixa (com cerca 600 a 1100 K de largura), quase vertical, do lado direito da sequência principal do diagrama H-R. Esta faixa é denominada faixa de instabilidade e pode ser vista na figura 9.6 (zona sombreada).

O diagrama H-R da figura 9.6 mostra também os percursos de evolução das estrelas de diferentes massas. As estrelas evoluem ao longo das trajectórias assinaladas. Iniciam as oscilações quando entram na faixa de instabilidade e terminam as oscilações quando dela saem. É evidente que devido à escala do tempo que caracteriza a evolução das estrelas não se observa o inicio e o fim da oscilação de uma estrela em particular, mas podemos observar o final da oscilação de diversas estrelas[4].

Os astrónomos dividiram as estrelas pulsantes em diversas classes e que podem ser identificadas no diagrama H-R da figura 9.6. As W Viginis são Cefeidas da População II (deficientes em elementos metálicos), Cefeidas Clássicas. As RR Lyrae . A estrelas δ Scuti

4 A amplitude de oscilação da estrela Polar, uma Cefeida Clássica diminuiu abruptamente mesmo estando bem dentro da faixa de instabilidade. A razão desta diminuição ainda não está bem entendida. Por enquanto o brilho da estrela Polar continua a oscilar com um período de 3,97 dias variando a magnitude de 0,03.

que se encontram perto e dentro da sequência principal no diagrama H-R. Abaixo da sequência principal (não constando na figura) encontram-se as anãs brancas pulsantes, ZZ Ceti. Todas estas estrelas variáveis estão na faixa de instabilidade e partilham o mesmo mecanismo de excitação das oscilações. As variáveis de longo período, tais como Mira e as β Cefeidas estão localizadas fora da faixa de instabilidade clássica ocupada pelas Cefeidas Clássicas e as RR Lyrae.

Tipo	**Intervalo do período**	**Tipo de População**	**Oscilações radiais (R) ou não radiais (NR)**
Variáveis de Longo-Período	100 a 700 dias	I/II	R
Cefeidas Clássicas	1 a 50 dias	I	R
W Virginis	2 a 45 dias	II	R
RR Lyrae	1,5 a 24 horas	II	R
δ Scuti	1 a 3 horas	I	R/NR
β Cefeidas	3 a 7 horas	I	R/NR
ZZ Ceti	100 a 1000 segundos	I	NR

Tabela 9.1 Características das estrelas vaiáveis pulsantes

Capítulo 10

Estrutura das estrelas

10.1 Grandezas que modelam e descrevem o interior das estrelas.

Os astrónomos construíram modelos matemáticos do interior das estrelas usando informação da superfície das estrelas, e do conhecimento do comportamento dos gases.
A informação obtida da superfície do Sol tem maior relevo pela maior facilidade de a obter. O conhecimento do comportamento dos gases é fundamental porque o interior das estrelas é constituído por matéria no estado gasoso.
Sendo o interior das estrelas gasoso, as equações que o descrevem são menos complexas do que se esperaria.
As grandezas que descrevem o interior são:

- A temperatura, que é uma medida da energia cinética média das partículas. Quando se aquece um gás fornece-se energia que aumenta a velocidade das partículas de que é composto.
- A pressão, que é a força por unidade de área. Quando um gás está a pressão mais elevada do que a matéria envolvente, expande-se. Pelo contrário, quando a pressão é menor a matéria contrai-se.
- A densidade, que é a quantidade de matéria por unidade de volume. Um gás pode ser confinado num menor volume aumentando a sua densidade.

Nas estrelas estas grandezas estão relacionadas entre si. Assim, para que numa estrela permaneça em equilíbrio é necessário que:

- As forças que actuam no seu interior tenham resultante nula.

As duas forças que modelam a estrutura das estrelas são; a força gravítica e a força de pressão do gás.
A força gravítica tende a comprimir a matéria. A matéria do interior atrai a matéria das zonas mais exteriores. Esta força depende da quantidade de matéria do interior da estrela e do

quadrado da distância.

A força de pressão, que as zonas interiores exercem sobre as mais exteriores depende da temperatura da estrela. A força de pressão é tanto maior quanto maior for a temperatura.

Enquanto a estrela mantém as suas dimensões estas duas forças estão em equilíbrio.

Quando a força gravítica for superior, a estrela contrai-se. É o que acontece no final da vida das estrelas, quando o combustível que as mantém acesas se esgota e a estrela arrefece lentamente. Por tal estrela contrai-se

Quando a força de pressão for superior, a estrela expande-se. É o que acontece quando a estrela inicia uma fase de maior produção de energia.

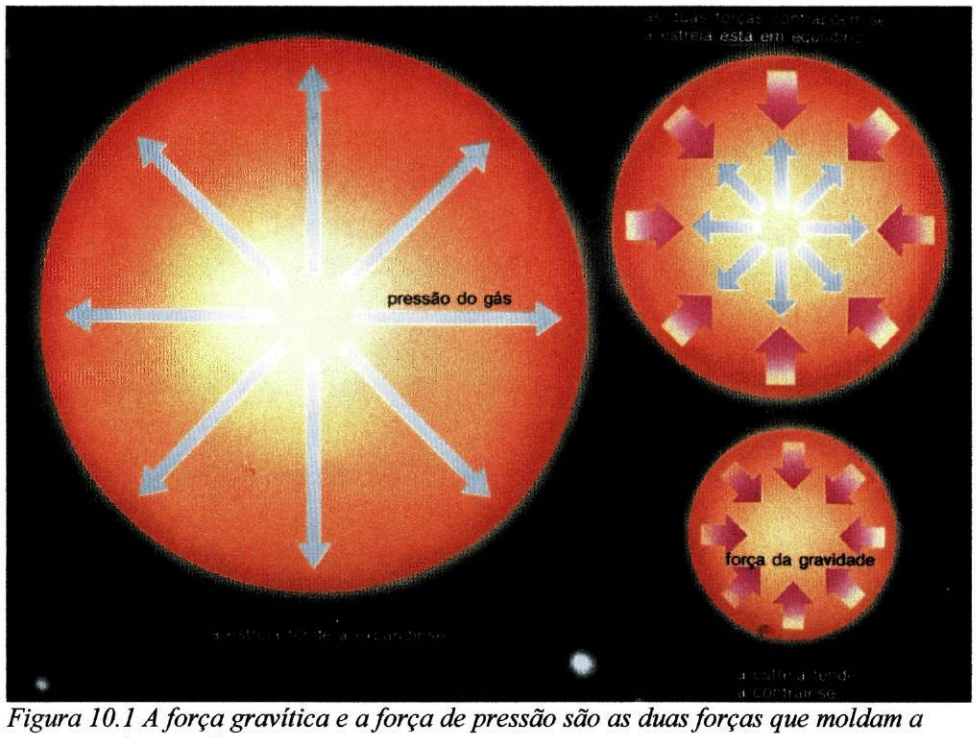


Figura 10.1 A força gravítica e a força de pressão são as duas forças que moldam a estrutura das estrelas

- Como o interior das estrelas é constituído por matéria no estado gasoso, este deve obedecer a uma equação de estado. A pressão, temperatura e densidade estão aproximadamente relacionadas no interior das estrelas por uma equação simples, a equação dos gases perfeitos. Esta equação é:

$$p = K \cdot \frac{\rho \cdot T}{\mu}$$

em que K é uma constante; ρ é a densidade do gás; T a temperatura e μ a massa atómica dos átomos que constituem o gás.

- A quantidade de matéria que constitui a estrela é a soma da quantidade de matéria de todas as camadas em que se possa dividir.

- Quando a estrela está em equilíbrio, a energia que a estrela deixa escapar para o exterior por unidade de tempo é igual à energia produzida por unidade de tempo no seu interior.

  A energia é "produzida" no centro, de pequenas dimensões relativamente ao tamanho da estrela, numa região chamada núcleo.

  Só nesta região a temperatura e a pressão são propícias para se efectuar reacções de fusão de núcleos dos átomos.

  O transporte desta energia efectua-se pelos fotões que vão cedendo energia nos embate muito frequentes com a matéria da zona superior, ou por convecção, isto é, movimento do próprio gás.

  No Sol os núcleos de hidrogénio, constituídos por apenas por um protão, fundem-se formando núcleos de hélio. Os núcleos de Hélio são constituídos por dois protões e dois neutrões. De facto a massa de hélio formada, é 0,7% menor do que a massa de hidrogénio que o forma. Esta pequeníssima diminuição de massa é transformada em energia (E) de acordo com a conhecida equação devida a Einstein:

$$E = m \cdot c^2$$

  em que "m" é a diminuição de massa (transformada em energia) e "c" é a velocidade de propagação da luz.

  É esta energia transformada da massa que permite às estrelas emitirem a luz que nós vemos.

  O Sol está continuamente a transformar massa em energia, à taxa de $4{,}24 \times 10^6$ (4,24 milhões) de toneladas por segundo. No entanto esta massa é muito pequena comparada com as $1{,}989 \times 10^{27}$ toneladas do Sol.

  A temperatura de cada camada da estrela em equilíbrio permanece constante. De outra forma a estrela variaria de dimensões. Isto não quer dizer que o interior das estrelas seja transparente à luz.

- Opacidade. O transporte desta energia efectua-se normalmente em grande parte, pelos fotões que vão cedendo energia nos embates muito frequentes com a matéria constituinte de

cada camada. Por isso a energia demora muito tempo a emergir na superfície. A opacidade de uma dada camada é uma medida da dificuldade que a energia radiante tem ao atravessar a camada .

A equação de estado, o equilíbrio das forças e outras condições, são colocadas para cada uma das camadas da estrela. As equações são resolvidas para cada uma das camadas partindo da camada em que há informação directa – a superfície. O resultado de cada camada constitui informação para a camada seguinte num processo continuado até ao centro. Para ter detalhe suficiente a estrela é dividida em milhares de camadas e as equações passam a ser muitas. Com elas é possível escrever equações que possam descrever o interior das estrelas. Mas as variáveis são muitas e é necessário resolver numericamente as equações. Para isso são necessários computadores.

10.2 Produção de energia nas estrelas

O processo de produção de energia das estrelas efectua-se na maior parte da vida das estrelas pela fusão do hidrogénio (protões) no centro, ou perto do centro da estrela.

Este processo pode efectuar-se segundo:

- Cadeias PP. Corresponde a um conjunto de reacções que leva a que 4 núcleos de hidrogénio sejam transformados num núcleo de hélio. No processo liberta-se neutrinos (que são perdidos pela estrela) e fotões.

  Esta é a sequência que domina a combustão do hidrogénio a mais baixas temperaturas ($T \approx 10^6$ K)
- Ciclo CNO. Recorre a catalisadores (núcleos de carbono, azoto e oxigénio) para a fusão do hidrogénio em hélio. Esta é a sequência que domina quando as temperaturas são mais elevadas ($T \approx 10^{7-8}$ K).

10.3 Transporte de energia:

A energia gerada no centro da estrela chega à superfície por:

- Transporte radiativo. Quando os fotões não conseguem deslocar-se por grandes distâncias sem serem absorvidos/desviados pelo gás, o processo de transporte da radiação é um processo de difusão. Neste processo o fluxo de fotões desloca-se em média para locais onde a sua densidade é menor.

- Transporte por convecção. Quando a densidade diminui o transporte da energia é feito mais eficientemente pelo movimento de grandes massa de gás. A matéria é aquecida nas zonas mais interiores mais quentes, movimentando-se de seguida para a superfície menos quente.

10.4 O interior do Sol

Seguindo o procedimento atrás descrito, partindo dos valores conhecidos:

- da massa do Sol: 2,0 x 10^{30} kg, que se conhece com elevada precisão pela descrição do movimento dos planetas à sua volta;
- da sua idade de 4,5 mil milhões de anos;
- do seu raio de 700 mil quilómetros;
- da energia de 4 x10^{26} J que emite por segundo;
- das abundância dos elementos químicos que são observados à superfície.

Foi possível calcular como a pressão, a temperatura, a densidade, a abundância de hidrogénio e a velocidade do som maior no seu interior. O resultado está resumido nos seguintes gráficos:

10.4.1 Variação da Pressão:

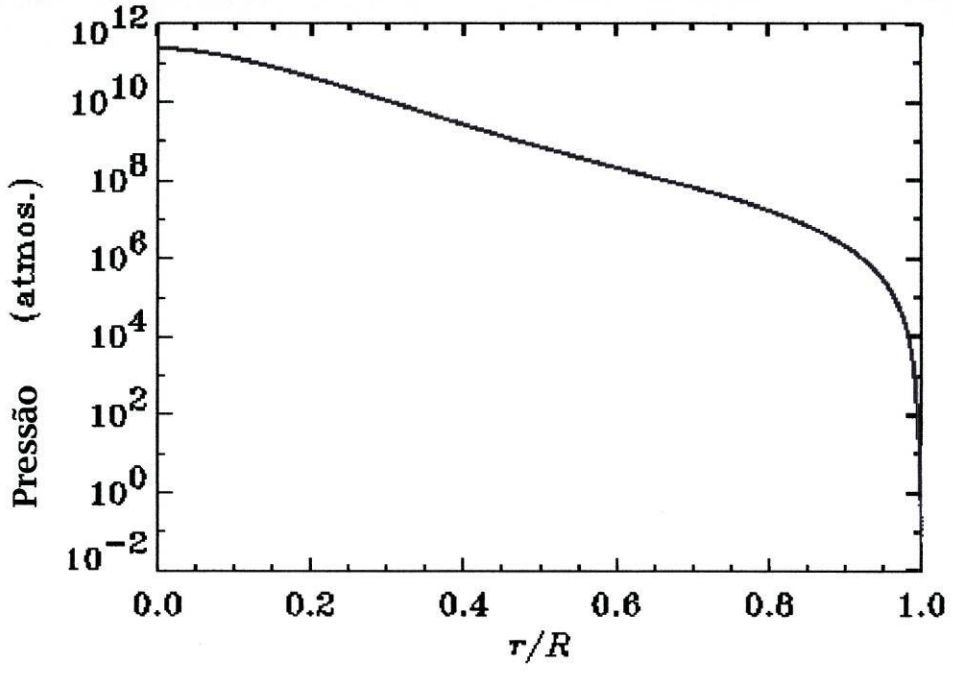


Figura 10.2Gráfico da pressão no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html

Neste gráfico, o eixo horizontal é a distância desde o centro solar em unidade do raio da

superfície do Sol. O eixo vertical é a pressão em escala logarítmica. Assim a pressão no centro é de 100 mil milhões de atmosfera, enquanto à superfície é de 0,1 atmosfera.

10.4.2 Variação da temperatura:

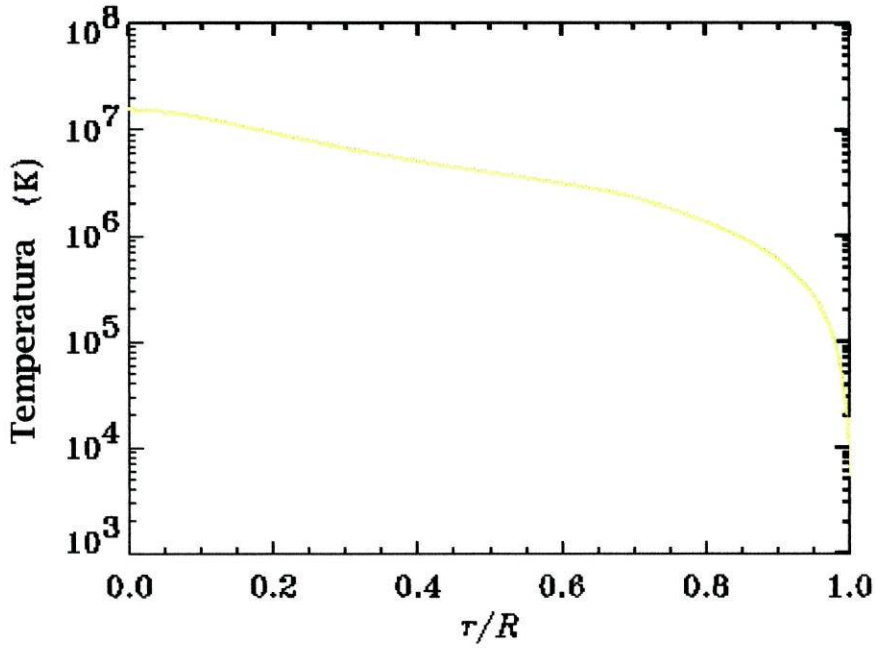


Figura 10.3 Gráfico da temperatura no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html

A temperatura no centro do Sol é de cerca de 15 milhões de Kelvin (K). Com esta temperatura é possível a reacção de fusão dos núcleos de hidrogénio. À superfície a temperatura é de perto de 6000 K.

10.4.3 Variação da densidade:

A densidade no centro do Sol é 150 vezes maior do que a densidade da água. A temperatura é tão elevada que os núcleos estão separados dos electrões. Estes constituintes são tão pequenos que se podem mover livremente no seu interior mesmo com densidades tão elevadas. Á superfície a densidade é mil vezes menor do que a densidade da atmosfera terrestre.

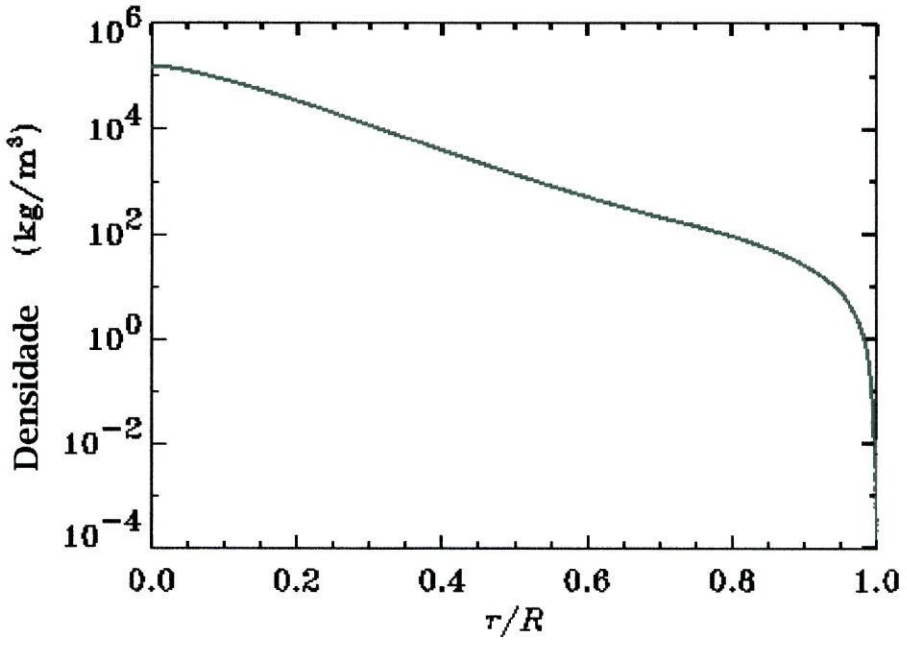


Figura 10.4 Gráfico da densidade no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html

10.4.4 Variação da abundância de hidrogénio:

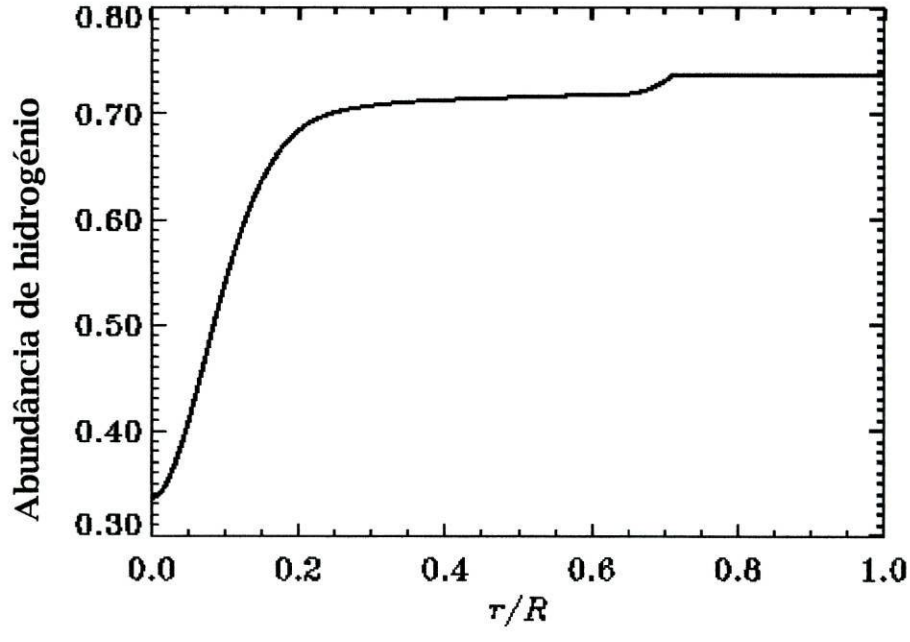


Figura 10.5 A densidade no centro do Sol é 150 vezes maior do que a densidade da água. A temperatura é tão elevada que os núcleos estão separados dos electrões. Estes constituintes são tão pequenos que se podem mover livremente no seu interior mesmo com densidades tão elevadas. À superfície a densidade é mil vezes menor do que a densidade da atmosfera terrestre.

Este gráfico mostra a massa de hidrogénio existente por cada unidade de massa do Sol. Quando o Sol se formou a abundância de hidrogénio era de 0,71 kg por cada kg de massa solar. A parte restante era fundamentalmente hélio e 0,02 kg de outros elementos. A quantidade de hidrogénio tem variado ao longo da evolução do solar por duas razões:

- A fusão do hidrogénio tem convertido hidrogénio em hélio na parte central aonde a sua temperatura é suficientemente elevada para que este processo ocorra. Isto explica o baixo valor da abundância de hidrogénio da parte central até cerca de 20% do raio solar (R).
- O hidrogénio é mais leve do que o hélio e por isso tem tendência a emergir. Este processo é muito lento mas apesar disso tem alterado a abundância do hidrogénio nas regiões mais próximas da superfície.

10.4.5 Velocidade do som:

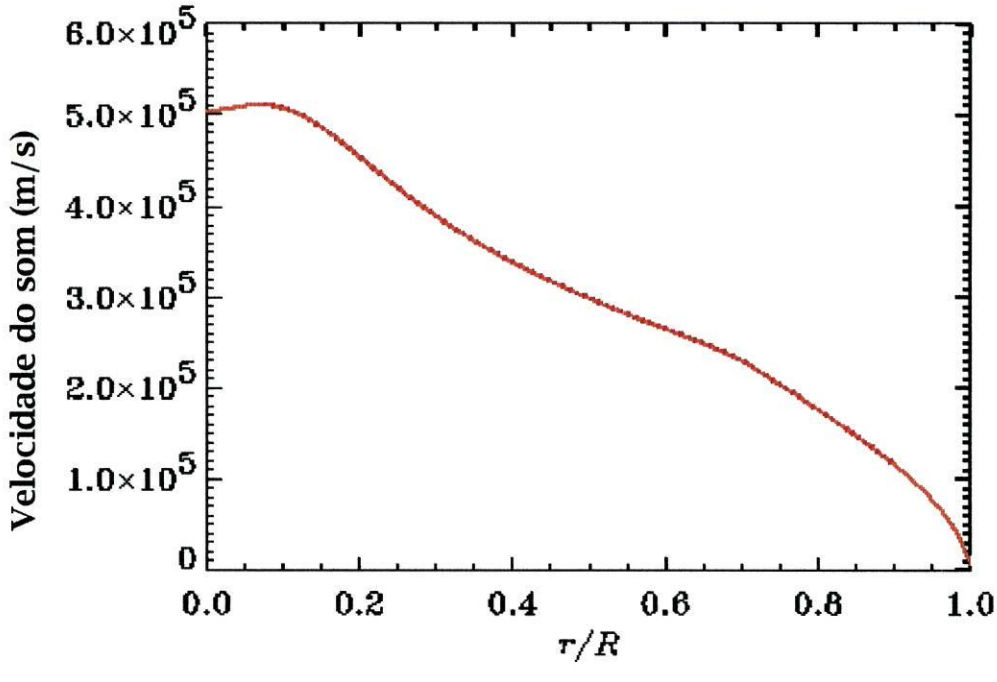


Figura 10.6 Gráfico da velocidade do som no interior do Sol em função da profundidade relativa (r/R). R é o raio do Sol e r é a a distância ao centro do Sol. O gráfico foi obtido no site http://www.obs.aau.dk/helio_outreach/english/engmod-res.html

Com esta grandeza é possível obter muita informação do interior do Sol. Do mesmo modo que na Terra se obtém informação do seu interior a partir do comportamento das onda sísmicas, no Sol também é possível estudar o comportamento das ondas que se propagam pelo seu interior. A velocidade do som aumenta com a profundidade. No entanto na parte central há uma ligeira

diminuição que se deve à diminuição da abundância de hidrogénio e aumento da abundância de hélio.

10.5 Estrutura do interior do Sol.

Podemos identificar no Sol a seguinte estrutura:

10.5.1 O núcleo:

A fusão dos núcleos dos átomos é a origem da energia nas estrelas. Para que os núcleos dos átomos se juntem é necessário que:

- a densidade seja suficientemente elevada para que a probabilidade de colisão entre os núcleos seja não desprezável. A força de gravidade é a força que contrai a estrela. Para que uma estrela se forme é necessário que haja uma grande acumulação de massa. Caso contrário forma-se um planeta.

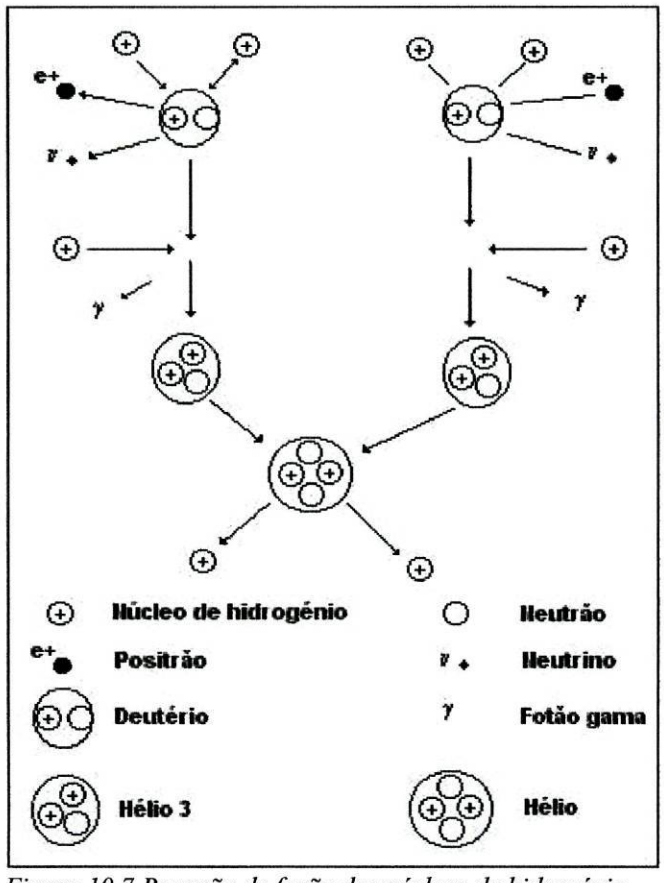


Figura 10.7 Reacção de fusão dos núcleos de hidrogénio – cadeia PP1. O produto da reacção são: núcleos de hélio, radiação gama (γ), neutrinos (ν+)..

- os núcleos se movimentem com velocidades elevadas. A grandeza que mede a velocidade das partículas é a temperatura. Só no núcleo das estrelas, região de pequenas dimensões em relação às dimensões da estrela, é que a pressão e a temperatura são suficientemente elevadas para que se processe a fusão dos núcleos.

É no núcleo que se processam as reacções de fusão nuclear que estão ilustradas pela figura 9.7. Esta reacção denomina-se cadeia PP1. O produto desta reacção tem menos massa em cerca de 0,7% da massa inicial. Esta diferença de massa é transformada em energia, fundamentalmente sob a forma de radiação gama (γ).

A cadeia PP1 forma:

- núcleos de hélio, pelo que a sua quantidade aumenta no núcleo com o tempo de vida da estrela;
- neutrinos (ν+). Os neutrinos dificilmente interagem com a matéria. Para parar todos os neutrinos seria necessário uma placa de chumbo com cerca de um ano-luz de espessura. Muitas experiências têm sido desenvolvidas para medir o fluxo de neutrinos enviados pelo Sol. Algumas substâncias que se alteram com a presença dos neutrinos têm sido colocadas em grande depósitos a elevada profundidade. Por exemplo o percloro metano contém alguns isótopos 37 de cloro (isto é, o núcleo deste cloro é formado por 17 protões e 20 neutrões). Este átomo de cloro captando um neutrino transforma-se num isótopo 37 de argon(com 18 protões e 19 neutrões) Pelo aumento de argom retido nos depósitos pode ser calculado o número de neutrinos. Assim o número de neutrinos detectados proveniente do Sol têm sido menor do que o esperado. As primeiras experiências apenas foram detectadas de 1/3 a ½ do número de neutrinos esperado. Em experiências mais recentes o percloro metano foi substituído por gálio. Permitiu-se assim detectar uma maior quantidade de neutrinos. No entanto continua a haver uma diferença significativa entre o número de neutrinos esperado e o detectado. Esta falta de neutrinos proveniente do Sol continua por explicar[5].

A densidade do núcleo do Sol é de 160 $g.cm^{-3}$ (cerca de 10 vezes superior ao chumbo) e tem uma temperatura de 15 milhões de kelvin.

5 Recentemente foi conseguida uma explicação acerca da falta de neutrino. O Sol produz apenas uma forma de neutrinos, mas existem duas outras formas que os detectores de neutrino não conseguiam detectar. Parte dos neutrino produzidos no interior do Sol alteram a sua forma para outra não detectaveis na viagem até à Terra.

O núcleo contém cerca de 40% da massa do Sol em cerca de 10% do volume.

10.5.2 Interior Radiativo:

Acima do núcleo está a região que transporta a energia que nele é produzida. Devido à elevada pressão e densidade de matéria, a radiação γ é imediatamente absorvida. A matéria nesta região está constantemente a absorver e reemitir fotões num processo muito intrincado. De modo que a radiação só emerge na superfície da estrela alguns milhões de anos depois de produzida A dificuldade da energia passar nesse meio é descrita pela opacidade.

10.5.3 Região convectiva:

No interior radiativo, a elevada pressão e temperatura fazem com que o transporte de energia se faça com maior eficiência por radiação. Pelo contrario, na região convectiva, a baixa pressão e densidade permitem movimentos mais fáceis de grandes quantidades de matéria. O transporte de energia faz-se então mais facilmente por convecção. A matéria é aquecida nas zonas mais interiores desta camada, a sua densidade diminui e tende a subir como um balão de ar quente sobe na atmosfera da Terra. Forma-se uma célula de convecção.

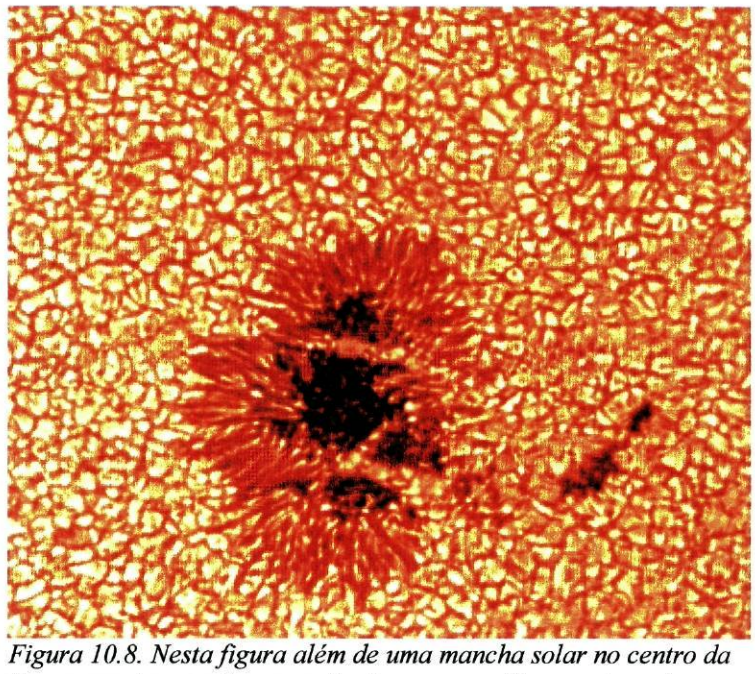


Figura 10.8. Nesta figura além de uma mancha solar no centro da figura, mostra a rodear os grânulos que constituem o topo da célula de convecção na superfície do Sol.

Com a proximidade da superfície, as células de convecção tornam-se menores porque entretanto foram cedendo energia. À superfície do Sol (fotografia em cima) o topo da célula denomina-se de granulo.

As imagens da superfície do Sol tornam bem evidente a existência de células de convecção.

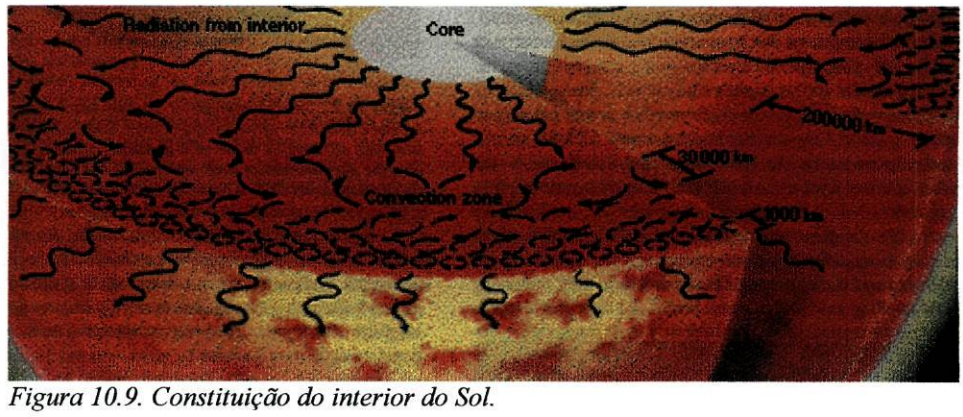


Figura 10.9. Constituição do interior do Sol.

10.6 Ondas que se propagam no interior do Sol.

O modelo do interior do Sol foi inicialmente obtido analiticamente.

Foi necessário confirmar a sua veracidade. Durante muito tempo não tínhamos meios de o

fazer porque apenas nos era possível ter acesso à superfície do Sol. Até que na década de 60 do século passado, Leighton detectou ondas de pressão na superfície do Sol. Uma vez que estas ondas se propagam pelo interior, o seu conhecimento e as condições necessárias à sua propagação trazem-nos informação sobre o interior da estrela.

Por serem ondas de pressão estas são denominadas modos p. A sua detecção é efectuada à superfície por alterações de luminosidade ou com base no efeito de Doppler.

Na figura em baixo estão representadas, para um dado instante, as ondas de pressão que se formam no Sol. As zonas vermelhas correspondem a pressões elevadas e as zonas azuis a depressões.

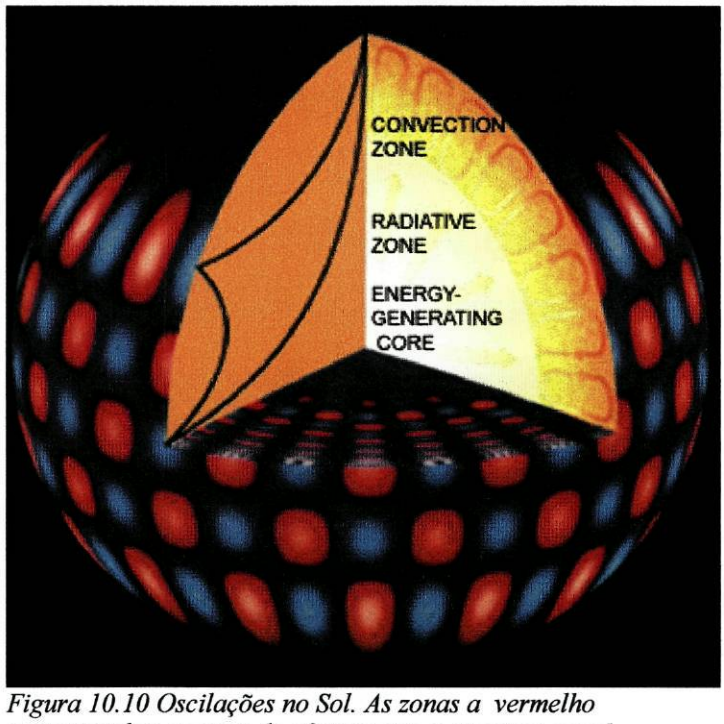


Figura 10.10 Oscilações no Sol. As zonas a vermelho correspondem a zonas de afastamento e as zonas a azul correspondem a zonas de aproximação.

Existem diversos projectos de investigação dedicados à observação das oscilações do Sol. Um deles é o SOHO cujo site podes encontrar na web em: sohowww.nascom.nasa.gov

Capítulo 11

Noção de onda

11.1 Ondas unidimensionais.

A natureza oferece-nos uma classe de fenómenos nos quais a matéria não se desloca e uma certa quantidade de energia é transmitida de um ponto a outro. Com efeito:

- Sempre que falamos, o som proveniente das nossas cordas vocais afasta-se de nós e é ouvido por outras pessoas, havendo portanto algo que se propaga.
- Sempre que atiramos uma pedra à água a superfície da água deforma-se e esta deformação propaga-se sem arrastar as partículas sólidas que porventura estejam à sua superfície.
- Se comprimirmos duas ou três espiras de uma espira de uma mola tensa observamos a propagação de uma deformação.

Em todos estes casos observamos que não há deslocamento de matéria, mas podemos facilmente verificar como há transporte de energia de um ponto para outro.

De notar que em todos os exemplos apresentados o que se propaga é um deformação de um meio.

Um meio material contínuo diz-se elasticamente deformável se retoma a sua forma ou o seu estado inicial depois de ser submetido a uma deformação. Por exemplo, uma mola tensa é um meio elasticamente deformável a uma dimensão – afastada da sua posição de equilíbrio ela tende a voltar à configuração inicial. Ao contrário, um bocado de arame dobrado não retoma a sua forma inicial. Do mesmo modo, a superfície da água constitui um meio elástico a duas dimensões, e a atmosfera a três dimensões.

Em todos os meios elásticos sólidos, líquidos ou gasosos que é imposta uma deformação, as partículas directamente afectadas pela acção que produz a deformação transmitem o impulso recebido às partículas vizinhas e assim sucessivamente.

Se a deformação produzida pelo ponto de excitação se mantém periódica no decorrer do tempo, há criação e propagação de um onda no meio.

11.2 Características das ondas

Uma das características das ondas é o facto delas apresentarem periodicidade temporal e espacial, pelo que são incluídos nos fenómenos periódicos.

Fenómenos periódicos são aqueles que apresentam, em intervalos regulares, a repetição de algumas variáveis independentes, tais como o tempo e o espaço, ou uma combinação de ambas.

Um exemplo de periodicidade temporal é o movimento dos planetas à volta do Sol, e o qual permite definir uma unidade de tempo - ano.

Outro exemplo é o movimento ascendente e descendente de uma massa suspensa da extremidade de uma mola.

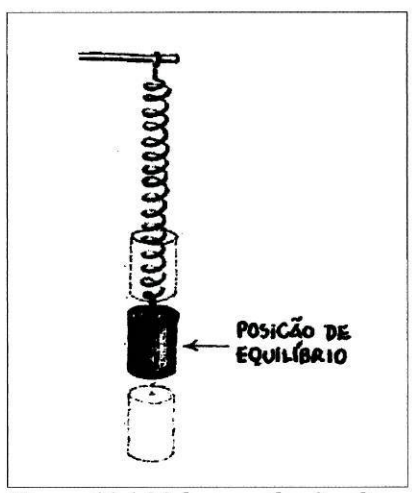


Figura 11.1 Mola a oscilar à volta de uma posição de equilibrio

Imagine-se uma experiência em que uma extremidade de uma mola é fixa à massa oscilante.

À medida que a massa se desloca para cima e para baixo, observa-se uma onda a propagar-se ao longo do comprimento da corda. Isto é, observa-se uma série de cristas e vales que se desloca ao longo do comprimento da corda. A onda desloca-se para a direita à medida que as cristas e vales se sucedem uns aos outros, mas os diversos pontos da corda apenas oscilam para baixo e para cima.

Assim podemos definir:

- comprimento de onda (λ) à distância entre duas cristas consecutivas da onda;

Se fixarmos um instante, para cada posição associa-se uma deformação da corda.

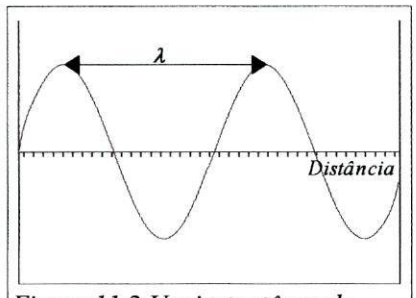


Figura 11.2 Um instantâneo do deslocamento de todos os pontos da corda

- período o intervalo de tempo que decorre de uma oscilação completa de um ponto da corda;

Se fixarmos uma posição, o meio deforma-se com o tempo. O tempo que demora uma deformação a repetir-se é o período (P).

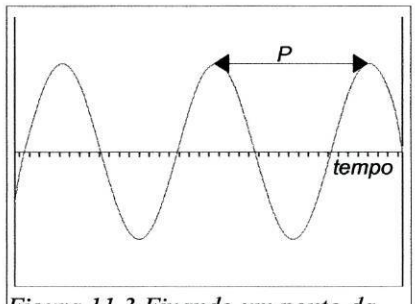


Figura 11.3 Fixando um ponto da corda

- frequência (ν) o número de oscilações de um ponto fixo no meio material, por intervalo de tempo;

$$\nu = \frac{1}{P}$$

A frequência é o inverso do período.

A velocidade – *c* - é a velocidade com que a onda se propaga no meio;

$$c = \frac{\lambda}{P}$$

- amplitude – *A* é o valor da máxima perturbação do meio.

11.3 Interferência

Até agora só consideramos a propagação de ondas "solitárias". Vejamos o que acontece quando duas ondas que se propagam no mesmo meio se encontram.

Imaginemos duas ondas a propagar-se numa corda, deslocando-se para a direita e outra para a esquerda, como está esquematizado na figura 4.

A figura mencionada esquematiza o que se pode observar quando se efectua a experiência – depois de se encontrarem, as ondas mantêm a forma e a progressão faz-se como inicialmente.

Este fenómeno de passagem de uma onda através de outra sem alteração da forma verifica-se em qualquer tipo de onda. É fácil confirmá-lo observando a ondulação que se forma à superfície da água.

Mas o que acontece durante o intervalo de tempo em que as ondas se sobrepõem?

As amplitudes somam-se, isto é, em cada instante o deslocamento da corda num ponto da região de sobreposição é exactamente a soma dos deslocamentos correspondentes a cada onda separadamente. Se pretendermos conhecer o aspecto da onda num dado instante, bastará somar os deslocamentos correspondentes a cada onda nesse instante para todos os pontos da corda.

De notar que no caso da sobreposição de duas ondas com deslocamentos de sentido contrários, estes tendem a anular-se – um dos deslocamentos pode ser considerado como negativo.

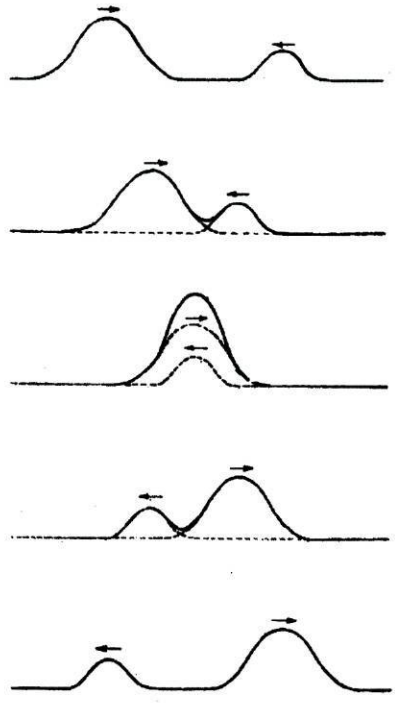


Figura 11.4 Esquema representativo de sobreposição de duas ondas numa corda.

11.4 Ondas estacionárias

Se as extremidades de uma corda forem agitadas com a mesma frequência e a mesma amplitude, observa-se um fenómeno muito interessante. A interferência dos dois conjuntos de ondas provenientes das duas extremidades tem como resultado que certos pontos da corda permanecem imóveis! Entre estes pontos nodais, a corda oscila para um e para o outro lado sem que, aparentemente, haja propagação das ondas em qualquer sentido ao longo da corda. A este fenómeno dá-se o nome de "onda estacionária".

Para produzir ondas estacionárias numa corda, não é necessário que duas pessoas agitem as extremidades da corda – uma das extremidades pode estar fixa.

A onda que se propaga ao longo da corda, quando se agita a extremidade livre, reflecte-se na extremidade fixa e interfere com a nova onda incidente, produzindo uma onda estacionária. Na realidade, é possível ir mais longe e fixar as duas extremidades da corda. Ao

puxar, em seguida, a corda, um par de ondas propaga-se em sentidos contrários, indo reflectir-se nas extremidades fixas. A interferência destas ondas reflectidas pode dar origem a uma onda estacionária com no caso anterior.

As cordas das guitarras, dos violinos, dos pianos e de todos os instrumentos de corda comportam-se exactamente desta maneira.

Quando uma onda se propaga num meio com fronteiras bem definidas, a onda reflecte em cada uma dos limites do meio. A onda reflectida propaga-se no sentido inverso e encontra a onda não reflectida. Dar-se -á então a sobreposição das duas ondas.

As frequências de vibração características das ondas estacionárias dependem de dois factores: um é a velocidade de propagação da onda ao longo da corda e o outro é o comprimento da corda.

É possível de imaginar um número ilimitado de ondas a propagarem-se para um e outro lado. Mas na realidade, apenas aquelas que são caracterizadas por certos comprimentos de onda (ou frequências) podem dar lugar a ondas estacionárias num dado meio.

Apenas as vibrações de comprimento de ondas são possíveis:

$$\lambda = \frac{d}{n} \tag{1}$$

em que d é o dobro do comprimento do fio.

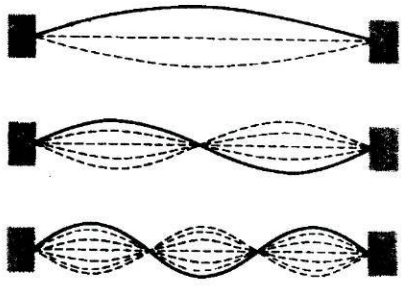


Figura 11.5 Três possíveis ondas estacionárias

Numa guitarra, à medida que encurtamos a fio encurtamos também o comprimento de

onda (λ), alteramos assim a nota musical. Para termos a nota certa, pressionamos com o dedo na corda e assim como que alteramos o comprimento do fio que pode oscilar.

A equação da onda propagada para os comprimentos de onda, e períodos considerados é então:

$$y = A \cdot \sin\left(\frac{2 \cdot \pi \cdot x}{\lambda}\right) \cdot \sin\left(\frac{2 \cdot \pi \cdot t}{P}\right) \qquad (4)$$

Sendo A, a amplitude da onda.

Cada ponto do meio (com um valor constante para x) tem um movimento harmónico que segue a expressão:

$$y = B \cdot \sin(2 \cdot \pi \cdot f \cdot t) \qquad (5)$$

11.5 Ondas estacionárias em superfícies

Quando as superfícies têm fronteira fixa algo de semelhante acontece. Quando a superfície nestas circunstancias é excitada, isto é, colocada a oscilar, apenas os modos de oscilação que mantêm a fronteira fixa são possíveis. Estas oscilações possíveis formam ondas estacionárias, cuja forma de oscilação depende da forma da superfície.

É o que se passa nos tambores. Para ter uma nota diferente teremos de escolher outro tambor que necessariamente tem área diferente.

Os modos próprios de oscilação de uma superfície são descritos matemáticamente pelas funções de Bessel.

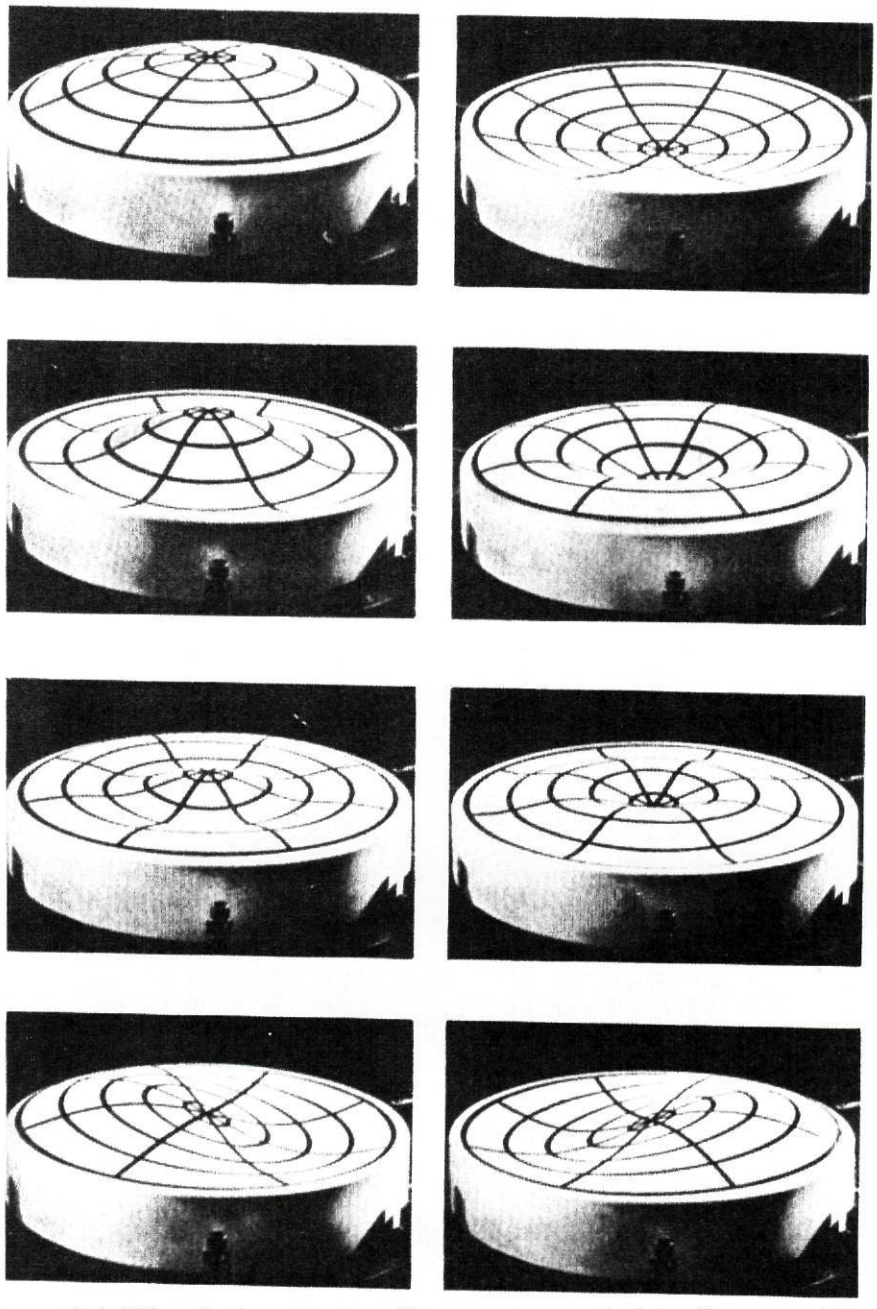


Figura 11.6 Vibração de um tambor. Observa-se uma pele de tambor marcada, em vários modos de vibração. Em cima, estão reproduzidas pares de fotografias que ilustram três modos simétricos de vibração e um modo anti-simétrico.

11.6 Ondas estacionárias em volumes

Para volumes, algo de semelhante acontece. Claro que as ondas terão uma forma dependente da forma do volume. Um caso particular que nos interessa tratar é o do volume com a forma esférica (como uma estrela).

Nas estrelas, o meio onde as ondas se propagam está continuamente a ser excitado. Por isso também há ondas estacionárias. Poderemos ter diversas ondas estacionárias cujos comprimentos de onda dependem de entre outros factores das dimensões do volume onde se propagam.

Nas estrelas, as grandezas que afectam a propagação (a pressão, a densidade, a temperatura...) variam com a profundidade e portanto estas ondas devem ser reflectidas a diferentes profundidades, dependendo da sua frequência e do seu comprimento de onda.

Dependendo do modo como as grandezas que afectam a propagação variam com a profundidade, as ondas de diferente comprimento de onda e frequência são reflectidas a profundidades diferentes. Cada onda de comprimento de onda específico propaga-se num volume que é uma calote esférica cujo limite superior é normalmente a sua superfície livre (a parte inferior da fotoesfera) e o limite inferior situa-se a uma profundidade que no caso geral, não é o centro da estrela.

As ondas, propagando-se para cima, vindas do interior das estrelas, são reflectidas na sua superfície livre e voltam para o interior.

A refracção da onda que se propaga para o interior vai deflectindo a trajectória de modo a atingir de novo a superfície. A onda atinge uma profundidade máxima num ponto em que a componente horizontal da velocidade de propagação da onda é igual à velocidade de propagação do som nesse meio.

A frequência de uma onda estacionária que se propaga na cavidade fechada, acima definida, depende do modo como varia a velocidade do som com a profundidade. Esta frequência determina quer a localização da fronteira inferior da cavidade fechada onde a onda se propaga, quer o tempo que demora a atravessar essa cavidade.

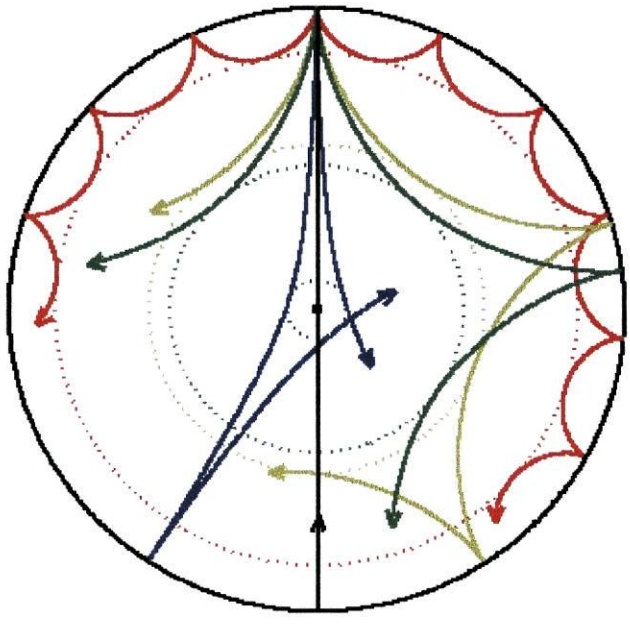


Figura 11.7 Ondas de comprimentos de onda diferentes, atingem profundidades diferentes

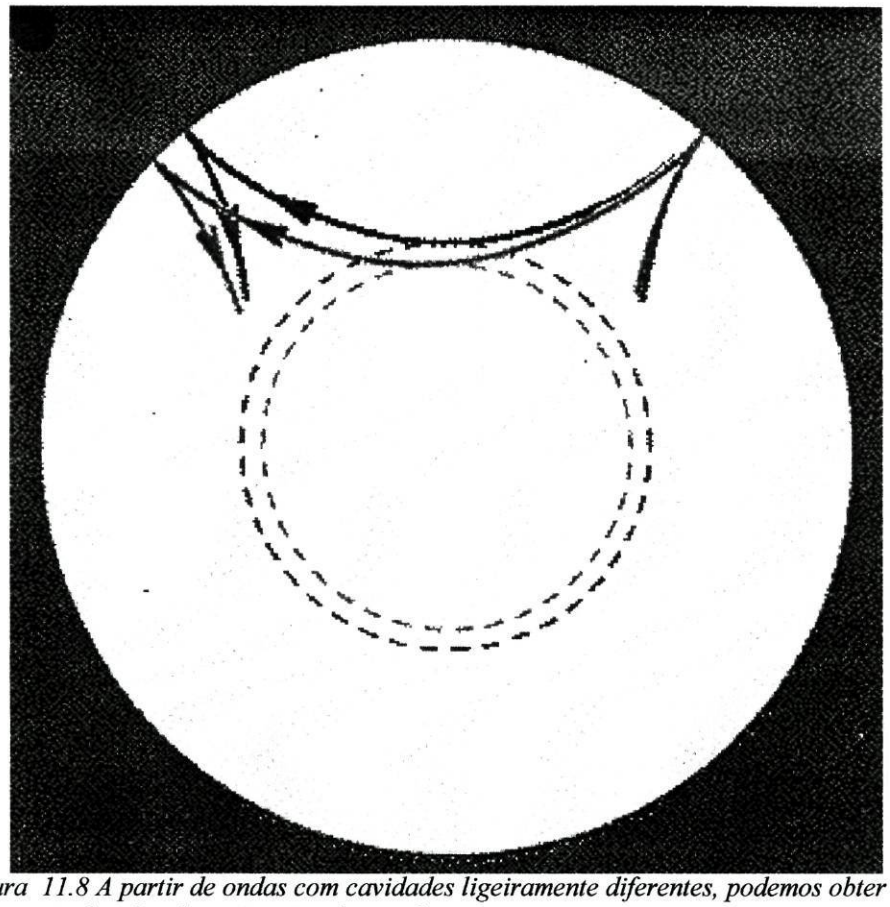


Figura 11.8 A partir de ondas com cavidades ligeiramente diferentes, podemos obter informação localizada no interior da estrela.

Considerando sucessivas frequências de ondas estacionárias, é possível, pelo menos em principio, conhecer como varia a velocidade de propagação do som no interior da estrela, e assim ter informação de outras grandezas que afectam essa velocidade.

São conhecidos mais de 10 milhões de modos próprios de oscilação no Sol. Cada modo de oscilação é uma mostra de uma parte do seu interior. Quanto maior o número de modos detectados maior a informação que se consegue do interior da estrela. Algo de semelhante conseguimos com as ondas sísmicas na Terra.

Os períodos das ondas de pressão no Sol variam desde 1,5 minutos a 20 minutos, com comprimentos de onda na horizontal que variam entre uns poucos milhares de quilómetros a um comprimento do globo solar e podem elevar a superfície do Sol em cerca de 10 km.

A observação das ondas à superfície do Sol pode fazer-se por análise do efeito de Doppler da luz emitida em cada elemento de superfície ou através de variações da luminosidade com o tempo. Para isso há satélites dedicados a esta tarefa observando o Sol 24 horas por dia.

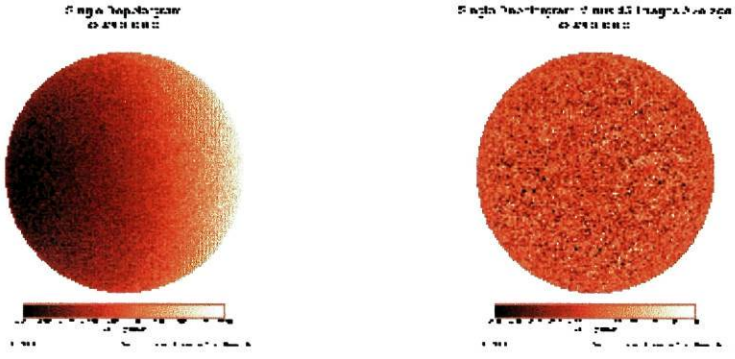


Figura 11.9 Doplerograma da superfície do Sol. Imagem da superfície do Sol obtida a partir do efeito de Doppler. As cores mais escuras correspondem a zonas de aproximação da Terra, as zonas mais claras a afastamento. Se subtrairmos a velocidade de aproximação ou afastamento obtém-se a figura do lado direito

A figura 11.9, mostra um mapa da velocidade da superfície do Sol medido pelos instrumentos da SOHO/MDI.

Porque o Sol roda, um dos lados do disco aproxima-se de nós a cerca de 2 km/s e o outro lado do disco afasta-se com o mesmo valor; as cores indicam um movimento de aproximação da Terra (regiões mais escuras) e de afastamento (zonas claras). Sobreposto ao gradiente escuro-claro devido à rotação do Sol da esquerda para a direita, podemos verificar um variação de tonalidade de pequena escala e que é mais evidente na figura da direita. Essa figura é obtida retirando a tonalidade devida à rotação. As pequenas alterações de movimento que subsistem são devidas à granulação da superfície do Sol e aos modos p.

As ondas atrás descritas são ondas de pressão e por tal denominam-se modos p. Como os modos p de frequência diferentes atingem profundidades diferentes, dão-nos informação preciosa do interior da estrela.

Teoricamente, este método permite-nos determinar a estrutura de um objecto interpretando todas as frequências presentes.

A função que descreve os modos p é descrita por um produto de três outras funções independentes entre si:

$$\epsilon(r, \vartheta, \phi, t) = k_{n,m,l}(r) \cdot Y_l^m(\vartheta, \phi) \cdot e^{i\omega t}$$

A primeira:

$$k_{n,m,l}(r)$$

é uma função radial (r), e caracterizada por três números inteiros: *n, l* e *m.*

"*n*" é denominado ordem radial do modo e é igual ao número de nodos ao longo de um raio.

"*l*" é o número total de linhas nodais na superfície.

"*m*" é o número de planos nodais ao longo de uma latitude.

A segunda, o harmónico esférico

$$Y_l^m(\vartheta, \phi)$$

varia segundo dois ângulos θ e ϕ, respectivamente a latitude e longitude.

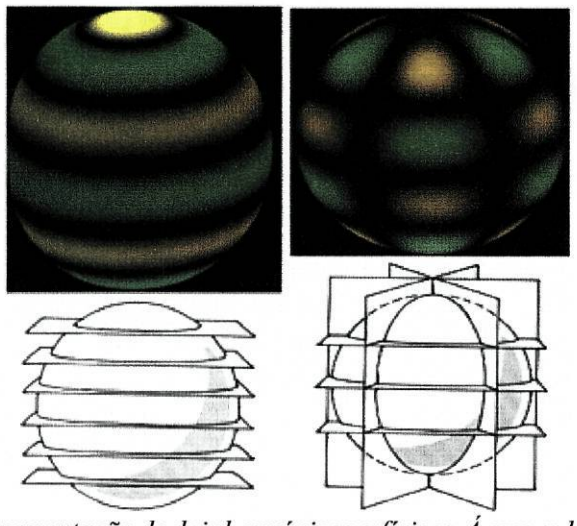


Figura 11.10 Representação de dois harmónicos esféricos. Á esquerda l=6 e m=0. Á direita l=6 e m=3.

A figura 11.10 representa dois harmónicos esféricos. Á esquerda mostra o esférico harmónico quando: $l = 6$ e $m = 0$.

As regiões negras são as fronteiras nodais. A cor verde denota áreas movendo-se para fora, e as áreas de cor amarela denota as áreas que se movem para dentro.

À direita mostra o esférico harmónico caracterizado por $l = 6$ e $m = 3$.

A terceira função

$$e^{i\omega_{n,l}t}$$

é uma função do tempo (t).

Se dois modos têm diferentes um dos *n* ou *l*, isto significa que a trajectória que seguem no interior do Sol é ligeiramente diferente. Porque estes modos seguem trajectórias diferentes, a velocidade do som ao longo da trajectória de um deles é diferente da velocidade do som ao longo da trajectória do outro modo. Isto significa que podemos medir a diferença de velocidade do som entre as duas trajectórias comparando a frequência dos dois modos. Se tivermos muitos modos, podemos com uma análise cuidada saber que modo passa por qual parte do interior do Sol, determinar qual a velocidade do som em cada parte do Sol onde passa uma onda acústica, o que significa que podemos construir uma modelo detalhado das condições físicas do interior do Sol.

No Sol, a oscilação do modo típico tem uma amplitude muito pequena, com velocidades à superfície de somente 10 cms^{-1} ou menos, e variação de luminosidade $\frac{\delta L}{L_o}$ somente de 10^{-6}.

As oscilações observadas no Sol são de duas categorias:

- Modos com período entre 3 a 8 minutos e de comprimento de onda horizontal muito pequeno (*l* variando de 0 a 1000 ou mais). Estas são as denominadas oscilações cinco-minutos e são identificadas como modos-p.
- Modos de períodos mais longos de cerca 160 minutos. A observação destes modos tem sido controversa; podem ser os modos g com *l* entre 1 a 4.

Os modos-p estão concentrados abaixo da fotosfera na zona convectiva. Os modos g encontram-se nas partes mais interiores do Sol, abaixo da zona convectiva.

A figura 11.11 mostra como se distribui as frequências dos modo-p solares.

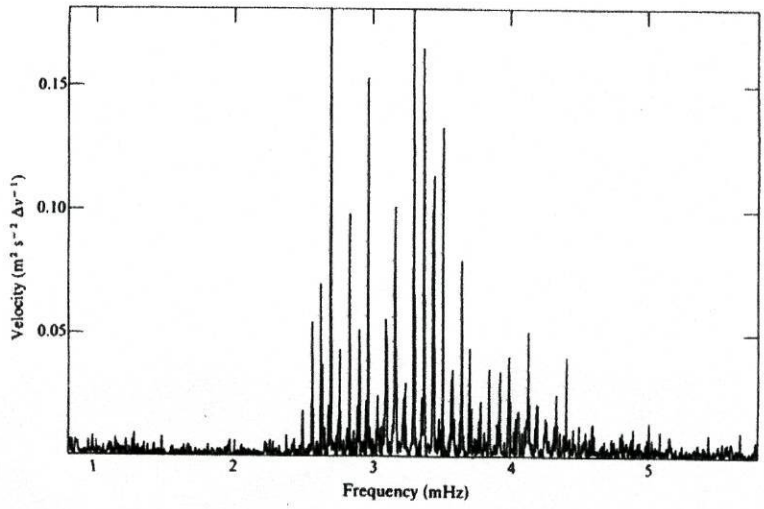


Figura 11.11 Velocidade em função da frequência do modo-p. Um período de cinco minutos corresponde à frequência de 3,33 mHz.

A informação que esta figura revela pode ser expressa também com a figura 11.12. Nesta figura o eixo horizontal representa *l* e o eixo vertical, a frequência.

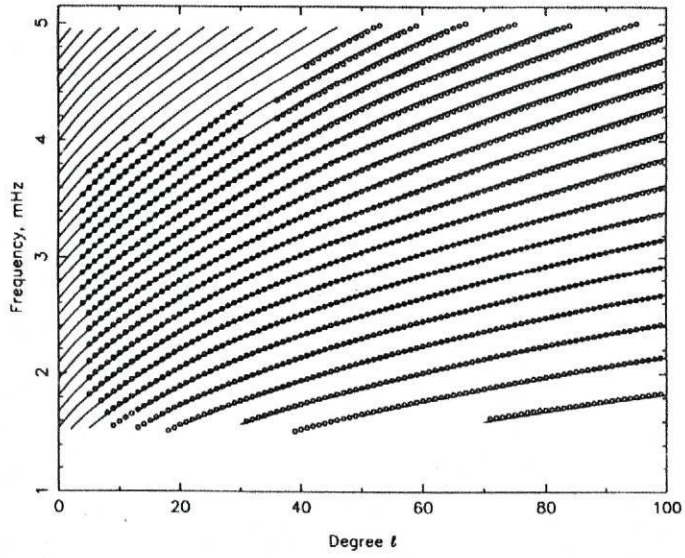


Figura 11.12 Modo-p do Sol. As observações correspondem a pontos e a teoria a linhas.

Os pontos mostram as frequências observadas e cada linha corresponde a cada um dos diferentes modos. As linhas correspondem aos valores teóricos, calculadas a partir do modelo do Sol. O ajuste dos pontos com as linhas é notável, mas não é totalmente exacto. Para se obter este ajuste é necessário alterar criteriosamente o modelo. Este método tem o mérito de

revelar muito acerca das zonas mais profundas da zona convectiva, da rotação e composição química das regiões mais exteriores do Sol.

A pergunta do mecanismo responsável pelas oscilações solares não está ainda completamente respondida. O Sol é uma estrela da sequência principal e está abaixo da extremidade da faixa de instabilidade do diagrama H-R. A escala do tempo da convecção perto do topo da zona convectiva é de alguns minutos e há fortes evidências que os modos p tenham origem nesta região onde estão confinados. O mecanismo responsável pelos modos-g, se se verificar que estes de facto existem no Sol, permanece obscuro como os modos em si.

Capítulo 12

Efeito de Doppler

12.1 Descrição do efeito de Doppler.

Outro fenómeno importante no estudo da luz e que permite tirar conclusões acerca da velocidade do emissor de luz, as estrelas, é o efeito de Doppler.

Quando estamos numa estação e um comboio passa a apitar, ouvimos um som diferente quando o comboio se aproxima e quando ele se afasta. Enquanto o comboio se aproxima o som é mais agudo e quando se fasta é mais grave.

Tal acontece porque o centro emissor da onda desloca-se.

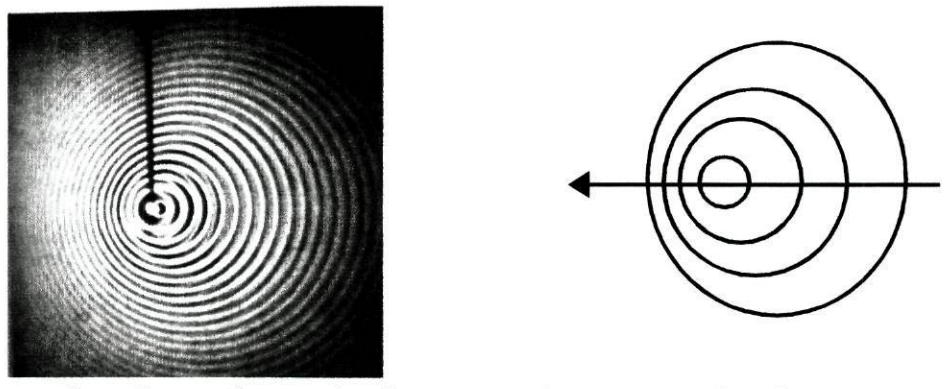


Figura 12.1 Á esquerda, ondas geradas quando a fonte se move. O comprimento de onda torna-se mais curto, no sentido em que a onda se propaga, como se pode ver pelo esquema da figura da direita.

Como se pode ver pela figura, as frentes de onda (as circunferências) são comprimidas quando o emissor se aproxima e expandidas quando se afasta.

Quando o emissor se aproxima, a frequência do som aumenta, torna-se mais agudo. Quando se afasta, a frequência diminui, torna-se mais grave. A frequência do som então depende da velocidade relativa do emissor, quanto maior a velocidade maior é a diferença entre a frequência própria do emissor e a frequência da radiação tal como é recebida.

A luz é também uma onda. Embora não seja uma onda acústica, (é uma onda electromagnética), acontece o mesmo, em vez de se tornar mais aguda (tal não existe para a luz) torna-se mais azul, em vez de se tornar mais grave, torna-se mais vermelha.

O azul e o vermelho são os dois extremos das frequências na luz visível e isso é evidente no arco-íris. O azul é a onda de maior frequência e o vermelho a de menor frequência.

Assim, quando o meio emissor se aproxima, a sua luz torna-se mais azul, e quando se afasta torna-se mais vermelha.

A alteração da frequência depende, da velocidade relativa do emissor de luz. Assim, conhecendo a variação de frequência, pode-se conhecer a velocidade do meio que emite a luz, em relação à Terra. Este é um dos instrumento que nos permite medir velocidades de aproximação ou afastamento – velocidade radial - dos astros, mas para isso temos de conhecer o espectro da luz tal como é emitida.

Em astronomia é mais comum trabalhar com comprimentos de onda em vez de frequência.

A expressão que relaciona a alteração do comprimento de onda ($\Delta\lambda$) com o comprimento de onda próprio (λ_0), a velocidade radial (v_r) e a velocidade de propagação da luz (c) obedecem à seguinte expressão.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}=\frac{v_r}{c}$$

Podemos reconhecer um espectro deslocado em comprimentos de onda, porque conhecemos os espectros das substâncias.

Para isso, temos de observar o espectro em intervalos muito pequenos de comprimentos de onda de modo a medir variações no comprimento de onda também muito pequenos. Só assim conhecemos a velocidade do emissor em relação a nós que o observamos.

Capítulo 13

Estrelas Variáveis Pulsantes

13.1 Variação do brilho destas estrelas.

As oscilações da superfície das estrelas, abordadas no capítulo anterior, são comuns e por si não podem explicar as variações da magnitude verificáveis nas estrelas variáveis pulsantes radiais, tal como as Cefeidas. No Sol, a estrela mais próxima, os módos p só são verificáveis instrumentalmente .

O gráfico que apresentamos mostra um exemplo típico dos valores observados da magnitude absoluta em função do 'tempo'. Neste gráfico, o eixo das abcissas representa a fase do ciclo da curva de luz, medida de 0 a 1, e o eixo das ordenadas a magnitude absoluta. Neste exemplo, a magnitude sofre uma variação de cerca de 0,9.

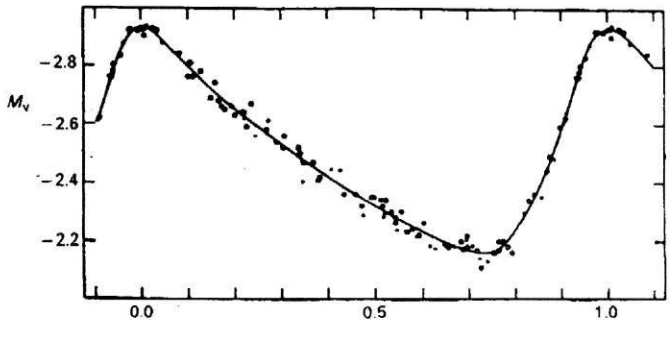


Figura 13.1 Gráfico da magnitude da estrela variável em função da fase (de 0 a 1).

À variação da magnitude está associada a variação de outras grandezas características da estrela, tais como a velocidade de expansão da sua superfície, a luminosidade, o raio, a temperatura e a densidade .

A variação da velocidade da superfície da estrela pode medir-se pelo efeito de Doppler. As linhas espectrais da estrela deslocam-se para o azul quando a sua superfície se move de modo a aproximar-se do observador e deslocam-se para o vermelho quando a superfície se afasta do observador.

Quando a estrela está em expansão, a sua superfície pode atingir velocidades da ordem de 30 kms^{-1}, podendo o seu raio variar até 20% durante um ciclo que pode durar 10 dias.

Além desta alteração, verifica-se uma alteração do tipo espectral da estrela indicando uma alteração de temperatura da sua superfície.

Que processos são responsáveis por tamanhas alterações? Qual a causa que determina o carácter periódico ou regular destes processos no tempo?

Estas estrelas apresentam variações em magnitude que devem estar relacionadas com a constituição do seu meio.

Para compreendermos melhor os factores que provocam tal variação nas propriedades destas estrelas, é útil estabelecer uma comparação destas propriedades com as de um pêndulo gravítico.

13.2 Pêndulo gravítico

O pêndulo gravítico é formado por uma fio com uma extremidade fixa a um suporte e a outra extremidade fixa a um corpo.

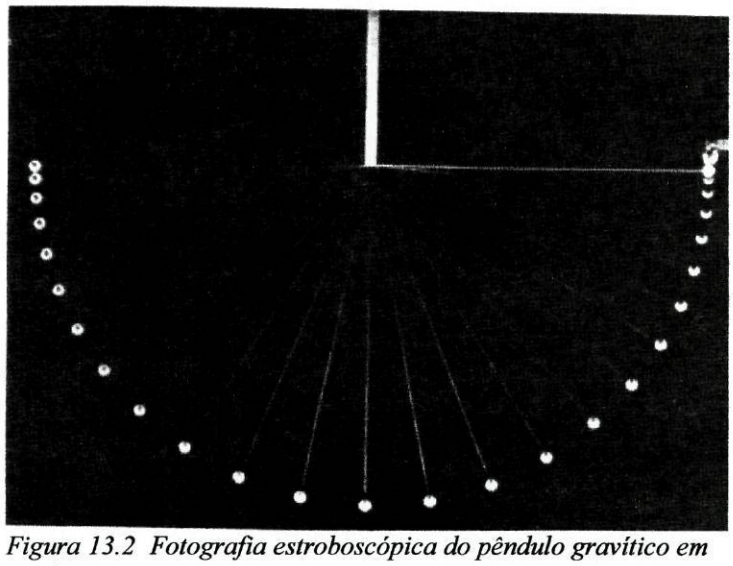


Figura 13.2 Fotografia estroboscópica do pêndulo gravítico em movimento

Supomos inicialmente o conjunto em repouso e portanto na vertical. Nesta posição de equilíbrio, a força gravítica é equilibrada pela tensão do fio.

Quando empurramos o corpo na horizontal com um pequeno toque, ele inicia um movimento de oscilação em torno da vertical. A força gravítica e a tensão do fio são as duas forças que modelam o movimento. A tensão é sempre perpendicular ao movimento e a força gravítica, ou mais precisamente a sua componente paralela ao movimento, é a força restauradora que puxa o corpo para a posição de equilíbrio.

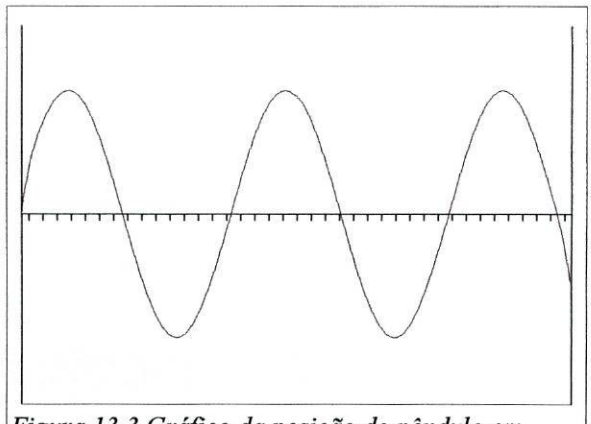


Figura 13.3 Gráfico da posição do pêndulo em função do tempo

Quando o corpo passa na posição vertical tem velocidade máxima. Enquanto o corpo sobe, a força de gravidade é contrária ao movimento. Por tal, a velocidade do corpo vai diminuindo até que pára na altura máxima. O corpo inicia o movimento descendente, pelo efeito da força gravítica que o empurra para baixo. A velocidade nesta fase é crescente até o corpo passar novamente pela vertical do ponto que sustém o fio. Depois do corpo passar por esta posição, por inércia, o corpo começa a subir e, portanto, novamente a força da gravidade exerce no corpo uma força que contraria a velocidade. A velocidade do corpo passa novamente a ser decrescente.

Podemos representar graficamente este movimento, escolhendo um eixo vertical, que representa a altura do corpo, e um eixo horizontal, para representar o tempo. O gráfico está representado na figura 13.3.

O movimento é periódico, isto é, repete-se no tempo, porque, atingindo a posição de equilíbrio, o corpo, por inércia, continua o movimento, entrando numa fase diferente. Nesta nova fase, a força gravítica acaba por se tornar dominante, acelerando o corpo novamente para a posição de equilíbrio.

Esta é uma situação ideal em que não há perdas de energia – é um processo adiabático. Na primeira oscilação, o corpo atinge uma altura máxima que corresponde a certa energia potencial máxima. Nos ciclos seguintes, como a altura máxima atingida é sempre a mesma, também o é a energia potencial. Atingida a altura máxima, a velocidade de retrocesso é crescente, transformando-se a energia potencial em energia cinética. A energia cinética é máxima no ponto de equilíbrio, quando a energia potencial gravítica é nula. Na ausência de perdas de energia, o pêndulo ficaria eternamente a oscilar, a menos que alguém resolvesse acabar com o seu movimento, interceptando-o. Como se sabe, não é isso que se passa na realidade porque, de facto, há dissipação de energia. O movimento é amortecido por diversos factores, tais como a resistência do ar, o suporte, que não é completamente fixo e outros. De facto, depois de algumas oscilações, o corpo acaba imóvel, na posição de equilíbrio.

É o que se passa com um baloiço. Todos nós sabemos que se não houver ninguém a dar um pequeno impulso com uma certa frequência, ele rapidamente acaba por parar.

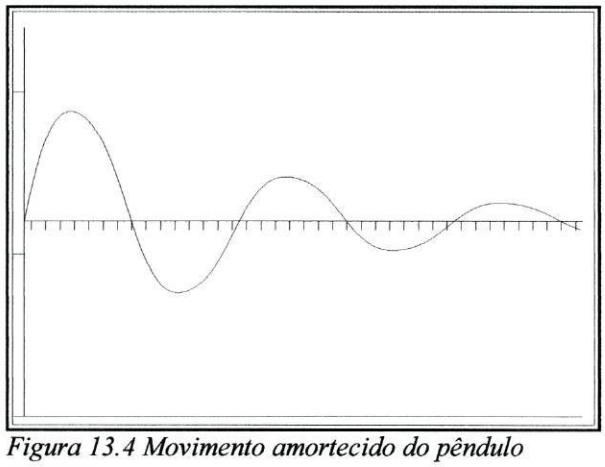


Figura 13.4 Movimento amortecido do pêndulo gravítico

Assim sendo, o movimento de um pêndulo, ou um baloiço é representado mais realisticamente pelo gráfico da figura 13.4.

Para que na realidade o nosso pêndulo continue no seu movimento oscilatório é necessário fornecer, em cada ciclo, uma quantidade de energia exactamente igual à energia dissipada nesse ciclo. Um exemplo deste facto é o funcionamento do relógio de corda. Para que o movimento se mantenha nos relógios, a mola do relógio fornece energia ao pêndulo com a mesma frequência da oscilação deste. Deste modo, a mola vai-se libertando lentamente. O impulso cedido pela mola, com a mesma frequência do movimento, sustém o movimento periódico. Este é um processo não adiabático, isto é, a energia do sistema vai diminuindo com

o tempo até se anular.

13.3 A Periodicidade das Estrelas Variáveis Pulsantes

Ao contrário do pêndulo gravítico, em que a força gravítica e a tensão do fio condicionam o estado de equilíbrio, nestas estrelas variáveis é a resultante entre a força de pressão e a força gravítica que determina o estado de equilíbrio.

Se a variação periódica das grandezas nestas estrelas constituísse um processo adiabático, verificaríamos algo de semelhante ao que foi descrito atrás para o pêndulo gravítico, na ausência de dissipação de energia.

Assim, quando a estrela é perturbada com uma certa velocidade inicial para fora da sua configuração de equilíbrio, o raio aumenta para além do equilíbrio e passa a ser dominante a força gravítica face à força de pressão. A resultante das forças é portanto para dentro e, por

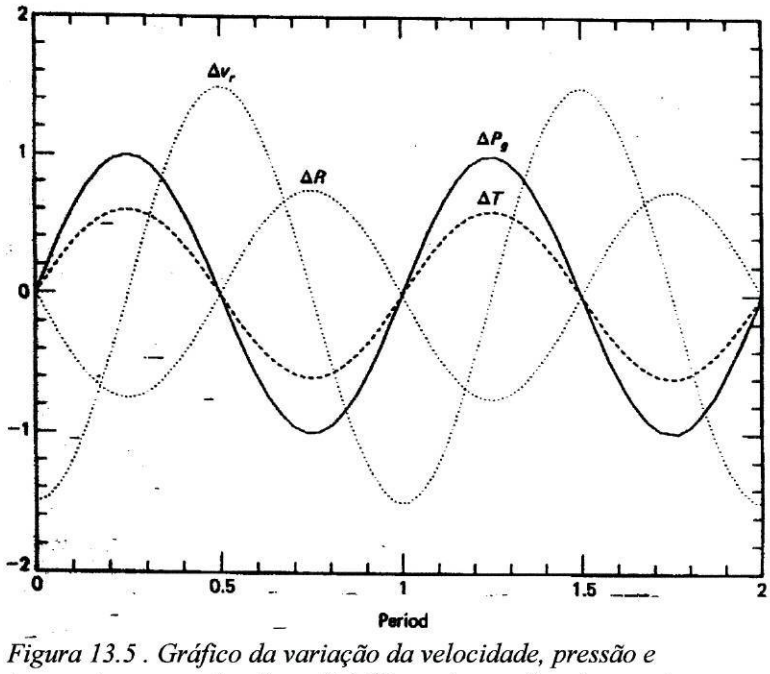


Figura 13.5 . Gráfico da variação da velocidade, pressão e temperatura em pulsações adiabáticas. A pressão e temperatura atingem o máximo em raios menores. Em excessos de pressão, a estrela expande-se. Quando diminui a pressão diminui a estrela contrai-se. As unidades são arbitrárias.

tal, a velocidade decresce.

A estrela aumenta de tamanho, por inércia da matéria que a constitui. Nesta fase, a densidade e a temperatura diminuem. A densidade diminui, porque a estrela, mantendo a mesma massa, aumenta de volume. A temperatura baixa, porque qualquer gás em expansão

arrefece. É o que estabelece a equação de estado.

Como a velocidade de expansão é decrescente, a expansão acaba por cessar. Atingindo o raio máximo, a densidade e a temperatura atingem os valores mínimos. Inicia-se então o processo de contracção com velocidades crescentes, enquanto a força dominante, a força gravítica, for superior à força de pressão. À medida que a estrela se contrai, a força de pressão aumenta, até que iguala a força gravítica. Nessa altura, a força resultante é nula, mas como a velocidade não é nula a estrela continua a contracção por inércia. A partir desta configuração, passa a ser dominante a força de pressão, que tem o sentido radial para fora da estrela e, por tal, a velocidade de contracção diminui. Acaba a contracção quando a velocidade se anula, atingindo o raio o seu valor mínimo. Enquanto a contracção evoluiu, a densidade e temperatura aumentaram. A seguir, a estrela expande-se de novo, repetido o movimento acompanhado da variação da temperatura, densidade e velocidade, tal como foi dito atrás.

Todo este processo descrito tem semelhanças com o movimento do pêndulo gravítico, quando não há dissipação de energia.

Isto é, nesta descrição é suposto que o todo o processo é adiabático.

Se a estrela pulsasse em sincronismo deveria ser mais brilhante quando comprimida e menos brilhante quando em expansão. Consequentemente, a velocidade seria nula em todos os máximos e mínimos do brilho. Ora, a observação contradiz estas previsões.

Na realidade, quando a estrela oscila, a camada exterior atrasa-se em relação às oscilações das regiões mais interiores, tal como se traduz no gráfico.

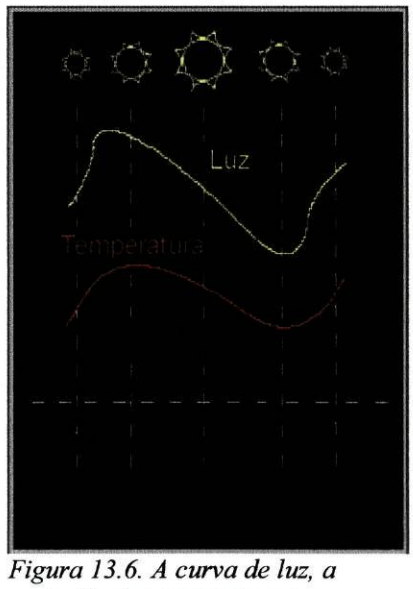


Figura 13.6. A curva de luz, a variação de temperatura e a variação de raio, representado esquematicamente para uma estrela Cefeida típica. Ao contrário do que modelo adiabático prevê quando o raio diminui a luminosidade continua a diminuir..

Tal não pode ser, face ao modelo adiabático.

De notar que estas estrelas, tal como no pêndulo gravítico, estão constantemente a perder energia por radiação. Além disso, o seu interior altera a capacidade de absorção ou emissão de energia. Portanto não basta ter havido algures no passado algo que deu o impulso inicial, tal como no pêndulo gravítico adiabático, para que o processo se repita para sempre.

13.4 Mecanismo de excitação.

Como o processo é não adiabático, para que este se repita, é necessário que haja algum mecanismo – mecanismo de excitação – que, com a mesma frequência com que a estrela oscila - frequência própria - forneça um impulso que compense a energia dissipada em cada ciclo. O impulso do mecanismo de excitação poderá ser pequeno, mas logo que tenha a mesma frequência da onda, a perturbação vai-se reforçando ciclo após ciclo, tal como acontece no pêndulo gravítico de um relógio ou num baloiço.

Para compreender este fenómeno é necessário conhecer:

- as oscilações possíveis nas estrelas, que não são mais do que os módos próprios descritos pelas funções próprias que vimos no capítulo anterior.

- O mecanismo de excitação.

13.4.1 As funções próprias

Já vimos que as estrelas oscilam. As oscilações possíveis das estrela são semelhantes às de uma corda com as duas extremidade fixas.

Devido à simetria esférica, as ondas propagadas nas estrelas convergem no seu centro. Este centro corresponde então à extremidade fixa de uma corda. A superfície da estrela que tem maior liberdade de oscilar corresponde à parte central da corda, no ponto r=l/2 (r é o raio da estrela e l é o comprimento da corda).

A velocidade de propagação da onda de pressão no interior da estrela depende da temperatura e da densidade. Como a densidade aumenta com a profundidade, a amplitude e a velocidade de propagação da onda também variam.

As funções que descrevem as possíveis oscilações do interior da estrela são, por tal, diferentes das da corda.

Como exemplo, ilustramos a amplitude das deformações, supondo uma estrela homogénea, isto é, com a densidade do seu interior constante. As funções possíveis (funções próprias) que traduzem a deformação no interior da estrela estão exemplificadas no gráfico da figura 7. O gráfico representa quatro funções próprias.

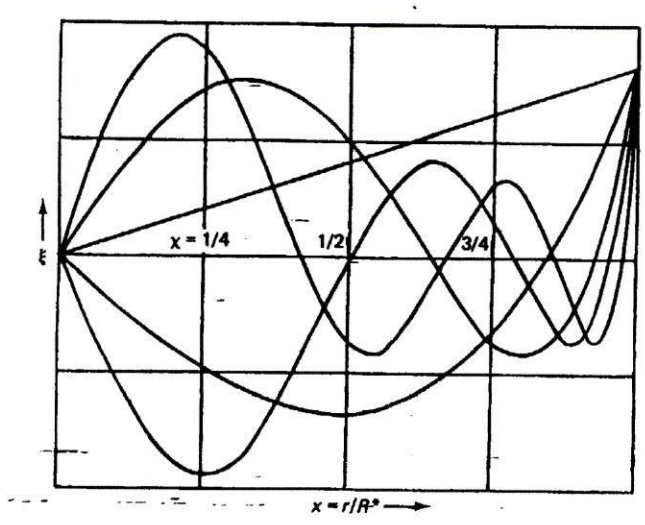


Figura 13.7. Funções próprias no caso hipotético em que a densidade do interior da estrela, é homogénio. As amplitudes são nulas no centro.

De facto, a densidade e, portanto, a temperatura, variam de modo mais complexo, como

foi referido, e, por tal, as funções próprias também serão igualmente mais complexas.

13.4.2 O mecanismo de excitação.

Uma grandeza fundamental em todo o processo da oscilação destas estrelas é a opacidade.

A opacidade é a medida da quantidade de energia radiante absorvida numa camada do

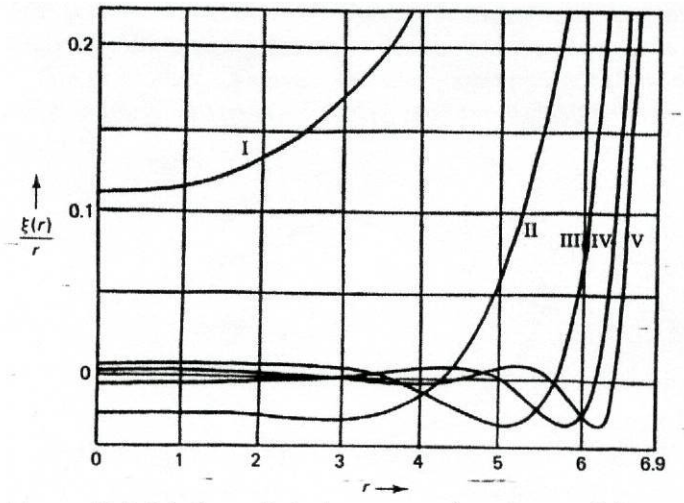


Figura 13.8. Modos radiais de uma estrela pulsante. A frente de onda está escalada de modo que ξ(r)/r = 1 à superfície da estrela. Os índices dos harmónicos são dados em numerais romanos. I indica o modo fundamental, II o primeiro harmónico, etc.

interior da estrela, por unidade de massa e por unidade de área. A opacidade [6](κ) varia com a densidade e com a temperatura. De modo geral, quanto maior é a densidade da camada, maior é a energia absorvida por esse meio e, quanto maior a temperatura, menor a energia absorvida. No entanto, a opacidade é mais sensível à variação de temperatura.

Para explicar o mecanismo que alimenta estas ondas, Eddington comparou o interior destas estrelas com um motor térmico. Os gases incluídos numa camada do interior da estrela realizam trabalho[7] quando a estrela se expande ou se contrai. Se a soma dos trabalhos elementares em todo o ciclo é positivo[8], a camada realiza trabalho positivo sobre o exterior e,

6 No interior da estrela $\kappa \propto \rho^n \cdot T^{-s}$ em que ρ é a densidade, T a temperatura e n e s são positivos. De modo geral, n=1 e s=7/2, assim a opacidade aumenta com a densidade e diminui com a temperatura. Para o mesmo valor de variação de temperatura e densidade a opacidade diminui porque s>n.

7 O trabalho elementar é igual a: $P \cdot dV$, P é a pressão no interior da camada e dV uma variação muito pequena do volume.

8 Em matemática, este trabalho é uma soma de um número infinito de parcelas e é descrito num ciclo fechado

portanto, contribui para transferir a oscilação. Se, pelo contrário, a soma dos trabalhos em todo o ciclo é negativo, a oscilação é amortecida[9]. Se o trabalho total (obtido por adição das contribuições de todas as camadas da estrela) é positivo, a oscilação cresce em amplitude. De modo semelhante, as oscilações decairão se o trabalho total for negativo. Estas variações de amplitude das oscilações continuarão até que o valor de equilíbrio seja obtido, o que acaba por acontecer quando o trabalho total efectuado por todas as camadas for nulo.

Como acontece em todas as máquinas térmicas, o valor do trabalho efectuado por cada camada durante um ciclo é igual à diferença entre o calor que flui para o interior da camada e o calor que flui da camada para o exterior. Para que o trabalho efectuado num ciclo completo seja positivo, o calor deve fluir para o interior da camada durante a fase do ciclo de temperatura mais elevada e fluir para o exterior, na fase do ciclo de temperatura mais baixa. Tal como nos motores térmicos o combustível é queimado (liberta calor) no final da compressão, assim também a camada da estrela deve absorver calor no período de compressão máxima. Neste caso, a máxima pressão ocorrerá depois da compressão máxima e, assim, a oscilação será amplificada.

Em que região da estrela este mecanismo ocorre? Uma possibilidade obvia foi primeiro considerada por Eddington: Quando o centro da estrela é comprimido, a sua temperatura aumenta e, portanto, cresce a taxa de produção de energia termonuclear. No entanto, o deslocamento relativo $\delta r/R$ tem um nodo no centro da estrela. A amplitude da oscilação é muito pequena perto do centro da estrela. Por isso, embora este mecanismo possa existir no núcleo da estrela, não é suficiente para levar à oscilação da estrela.

Eddington sugeriu um outro mecanismo. Se a camada da estrela se tornar opaca durante a compressão, pode absorver a energia que devia fluir para a superfície e puxar a superfície da camada para cima. Quando a camada em expansão se torna mais transparente, a energia nela confinada pode então fluir para o exterior da camada, iniciando novamente o ciclo. Assim, a estrela absorve mais energia quando comprimida do que quando em expansão. Por outras palavras, a opacidade aumenta com a compressão.

No entanto, na maior parte das regiões da estrela, a opacidade na verdade, diminui com a compressão. Como vimos atrás, a opacidade, κ, depende da densidade e temperatura do material da estrela, sendo mais sensível à variação de temperatura do que à variação de

---

pelo seguinte operador: $\oint P \cdot dV$ A condição do texto é então: $\oint P \cdot dV > 0$.

9 Esta condição escreve-se : $\oint P \cdot dV < 0$

densidade. Deste modo, quando a estrela se comprime, isto é, quando a densidade e a temperatura aumentam, a opacidade dos gases diminui. Assim sendo, são necessários circunstâncias especiais para ultrapassar o efeito amortecedor, devido à diminuição da opacidade, o que explica que a pulsação seja observada em apenas uma em cada 100 mil (10^5) estrelas.

As condições especiais responsáveis pela excitação ou manutenção das oscilações radiais das estrelas foram, em primeiro lugar, identificadas pelo russo Zhevakin e verificadas e calculadas com detalhe pelo alemão Kippenhahm e por Normam Baker e John Cox dos Estados Unidos. Estes astrónomos descobriram que estes mecanismos operam em regiões de ionização parcial. Há camadas da estrela em que os gases estão parcialmente ionizados e por isso, parte do trabalho efectuado no gás desta camada provoca ionização em maior extensão em vez de aumentar a sua temperatura. Isto é, com um pequeno aumento da temperatura e o aumento da densidade, devido à compressão, a opacidade aumenta. De modo semelhante, durante a expansão, a temperatura não diminui tanto como era de esperar, porque os iões recombinam-se com os electrões e libertam energia. De novo a densidade domina e a opacidade diminui com a diminuição da densidade durante a expansão. Resumindo, esta camada de ionização parcial absorve energia durante a compressão e essa energia é libertada durante a expansão para recomeçar um novo ciclo.

Nas zonas de ionização parcial, o mecanismo de opacidade é reforçado pela tendência do calor fluir para estas camadas durante a compressão, porque nestas camadas a temperatura aumenta menos do que nas camadas adjacentes. Este efeito é denominado mecanismo γ. As camadas de ionização parcial correspondem aos êmbolos dos motores de combustão. São estas camadas que comunicam a oscilação à estrela.

Na maior parte das estrelas há duas regiões principais de ionização. A primeira é uma zona em que pode ocorrer a ionização do hidrogénio neutro (H I $\rightarrow$ H II) e a ionização do hélio neutro (He I $\rightarrow$ He II). Estas ionizações ocorrem no intervalo de temperatura de 1×10^4 a $1{,}5 \times 10^4$ K. Esta camada denomina-se zona de ionização parcial do hidrogénio. A segunda região envolve a segunda ionização do hélio (He II $\rightarrow$ He III) e ocorre em zonas mais profundas, à temperatura de 4×10^4 K. Esta camada é denominada por ionização parcial do He II.

A localização destas zonas de ionização do interior da estrelas determina as propriedades da pulsação, como é ilustrado pela figura.

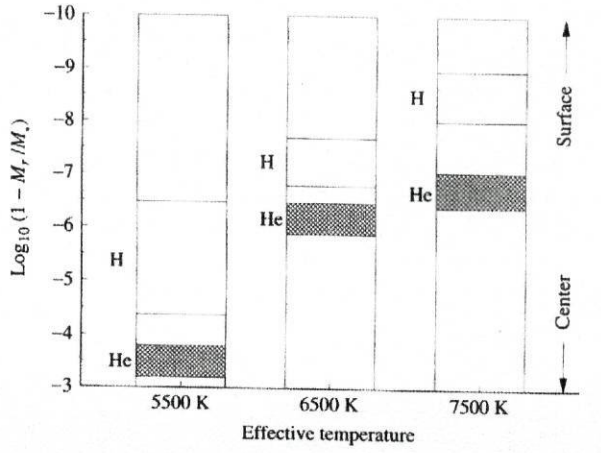


Figura 13.9. Zonas do interior das estrelas de diferentes temperaturas. Para cada ponto da estrela, o eixo vertical indica o logaritmo da fracção de massa que está acima desse ponto.

Se a estrela é demasiado quente (T=7500K no exemplo da figura 13.9), a zona de ionização parcial estará situada muito perto da superfície. Nesta posição, a densidade é muito baixa e não haverá massa disponível suficiente para a camada absorver a energia necessária à amplificação da perturbação inicial. Assim, a uma temperatura máxima acima da qual já não é possível a formação de uma estrela pulsante. Essa temperatura determina a extremidade azul da faixa de instabilidade do diagrama HR.

Numa estrela menos quente (T=6500 K, no exemplo dado), a zona de ionização parcial está mais no interior da estrela. Haverá mais quantidade de matéria para comunicar a oscilação à estrela.

No entanto, se a temperatura da estrela é demasiado baixa (T=5500 K), a zona de ionização parcial situa-se numa região mais interior da estrela. Para estrelas deste tipo a convecção é o principal mecanismo de transporte de energia na região onde o gás está parcialmente ionizado, pelo que o mecanismo de opacidade, que é eficiente se a energia for transportada por radiacção, não pode funcionar. A temperatura mínima da estrela, à qual oscilações ainda são excitadas pelo mecanismo de opacidade, determina a extremidade vermelha da faixa de instabilidade do diagrama H-R.

Capítulo 14

Perspectivas Futuras

Os modos próprios do Sol têm sido atentamente observados desde que foram descobertos. Com a informação obtida da observação dos modos p, foi possível compreender ou comprovar as condições existentes abaixo da superfície do Sol e que de outro modo não eram acessíveis.

As conclusões assim reunidas levaram os astrónomos a pensar que elas são semelhantes nas outras estrelas. Mas o Sol é apenas uma estrela intermédia, não muito nova, não muito velha, não muito maciça nem muito leve. Dependendo da sua massa e idade, as outras estrelas têm diferentes estruturas que correspondem a diferentes processos. É portanto necessário alargar o número de estrelas a observar.

Por esta razão, nos últimos 15 anos tem havido tentativas de observação dos modos próprios nas outras estrelas. Mas não tem sido uma tarefa fácil. As variações periódicas da luminosidade nas outras estrela têm sido em muitos casos impossíveis de medir. Mesmo para o Sol, que é cerca de 10 mil milhões mais brilhante do que a estrela mais brilhante que se segue, é necessário equipamento especial de medida.

Grande parte das tentativas de observação dos modos próprios nas outras estrelas têm sido frustadas.

As pequenas ondas de superfície fazem variar a luminosidade e a temperatura. Apesar dessas variações serem muito pequenas, em principio um pequeno telescópio poderia ter suficiente sensibilidade para verificar as oscilações de luminosidade causadas pelos modos próprios. Muitas das tentativas efectuadas a partir da superfície da Terra falharam, porque as variações da luminosidade são fortemente afectadas pelos movimentos de ar na atmosfera. Este movimento origina a cintilação das estrelas. Em principio este efeito pode ser suprimido com telescópios de abertura extremamente grande, mas isso na prática não é uma opção realista.

Se o telescópio estivesse fora da atmosfera terrestre não era necessário um grande telescópio para conseguir as observações pretendidas. Mesmo um satélite com um pequeno telescópio a bordo pode desenvolver medidas e conseguir os resultados que os astrónomos

necessitam.

Para o conseguir há diversos projectos.

Os que estão a decorrer:

SOHO

Este é um projecto conjunto da European Space Agency (ESA) e nos Estados Unidos da National Aeronautics and Space Administration (NASA).

O satélite foi lançado em Dezembro de 1995 e colocado numa órbita que permite observar permanentemente o Sol evitando a noite à superfície da Terra.

Os que irão decorrer:

MONS (Measuring Oscillation in Neaby Stars).

É um projecto de origem dinamarquesa e dirigido pela Universidade de Aarhus, no entanto não são apenas os astrónomos dinamarqueses a participar. Cerca de 150 astrónomos de mais de 50 universidades, de institutos de investigação em 19 países fazem parte deste consórcio.

O objectivo principal é a descrição detalhada das estrelas desde o inicio da sua vida até ao fim.

Algumas questões a que MONS tentará encontrar resposta e podem ser consideradas comuns a todos os projectos:

- Qual a idade da estrela mais velha e quando foi que a nossa galáxia, a Via Láctea, se formou? Com a medida da idade das estrelas obtemos uma boa informação da idade do Universo.
- Como é que a nossa estrela - o Sol - e as outras estrelas se alteraram no tempo? O Sol é uma estrela típica? Podemos esperar que a luz produzida pelo Sol permaneça constante a pequeno e a longo prazo? Sabendo como varia no tempo a luminosidade das estrelas saberemos como essa variação no Sol afectará o clima na Terra.
- Como se alterou a composição química do Universo? Que quantidade de hidrogénio, hélio o outros elementos existem na estrela mais antiga? Estas medidas podem ser usadas para se compreender a génese dos elementos que encontramos na Terra.
- Com detalhe, quais são as condições físicas do interior das estrelas? Há alguma lei física que

não descobrimos até agora e que é importante nas estrelas?

- Qual é a estrutura das outras estrelas? Como é que roda desde o seu núcleo até a sua superfície? Como é que a matéria roda no interior das estrelas e o que é que acontece à superfície, onde a luz libertada se move livremente pelo espaço de modo a podermos ver a estrela brilhar?

COROT (COnvection et ROTation)

É um projecto de origem francesa.

O objectivo principal é compreender o interior das estrelas com base nos fenómenos de transporte e de mistura.

Pretendem observar estrelas de diferente idade, massa e composição química; eventualmente descobrir novos fenómenos que não se produzem no Sol; aprofundar o conhecimento sobre a evolução das estrelas e como consequência do conjunto do Universo.

O objectivo secundário é descobrir planetas que orbitem à volta das estrelas.

MOST (Microvariability & Oscillations of STars)

É um projecto canadiano.

O objectivo é desenvolver a astrosismologia em estrelas semelhantes ao Sol, variáveis magnéticas, as estrelas de oscilação rápida Ap (roAP) e estudar as microvariações nos ventos das Wolf-Rayet.

Além destes, há outros projectos não directamente relacionados com a astrosismologia e em que os amadores podem contribuir:

A astronomia é a única ciência em que os amadores continuam a poder ter um contributo decisivo nas descobertas. Isto é particularmente verdade na observação das estrelas variáveis. No Céu há muitas estrelas varáveis e seria impossível observá-las a todas apenas com os grandes telescópios ou os telescópios fora da atmosfera da Terra. Por tal, estas observações não são só uma tarefa que envolve apenas astrónomos profissionais. O contributo dos amadores poderá ser importante para a investigação. Existem projectos que pretendem envolver também os amadores num trabalho concertado.

É assim o caso de

Astronomy On-Line.

Projecto com auxílio da "The American Association of Variable Star Observers" (AAVSO), e pretende ter associados em todas as partes do Globo.

Para fazer parte deste projecto é necessária alguma apreendizagem e não é necessário equipamento dispendioso. O amador terá que se registar On-Line e toda a comunicação será feita deste modo.

Bibliografia

Beck, Rainer and Hilbrecht, Heinz and Reinsch, Klaus and Volker, Peter; "Solar Astronomy Handbook", Willmann-Bell, Inc.

Bohm-Vitesse, Erik; "Introduction to Stellar Astrophysicas", Vl III, Cambridge University Press.

Carroll, Bradley and Ostlie, Dale A.; "Modern Astrophysics", Addison-Wesley Publishing Company Inc.

Editors of Time-Life Books; "Voyage Through the Universe – The Sun", Time Life Books.

Ferreira Máximo e Almeida, Guilherme; Introdução à Astronomia a às Observações Astronómicas"; Plátano Edições Técnicas.

Hoffleit, D."The Bright Star Catalogue", Yale University Press.

Kaller, James B.; "Astronomy", Harper Collins College Publishers.

Karttunen, H.; Kröger P.; Oja H.; Poutanen M.; Donner K.; "Fundamental Astronomy"; Ed. Springer.

Kaufmann, William; "Universe"; W. H. Freeman and Company.

Monteiro; Mário João; "Evolução Estelar", Apontamentos.

Monteiro, Mário João; "O Sol", Apontamentos.

Stumpff, Karl; "Astronomie"; Fisher Bucherey KG.

Zeilik, Michael; "Astronomy The Evolving Universe", Willey Publisher.

Páginas de Consulta na Internet

www.science.nasa.gov/

www.sohowww.nascom.gov/

www.astronomynotes.com/

http://sollar-center.stanford.edu

http://soi.standford.edu

http://kramer.com

http://www.gong.noao.edu

http://www:skypub.com

http://www.obs.aau.dk

http://www.noao.edu/education

http://wwwssl.msfc.nasa.gov

http://www.bartleby.com

http://astronomica.org/textbook

http://www.owlnet.rice.edu

http://www.astrsp-mrs.fr/projects/corrot

http://www.astro.ubc.ca/E-Cas/1998-ME/matthews/index.html

http://astro.ifa.au.dk/MONS/

http://astro.ifa.au.dk/~jcd/MONS

http://www.eso.org/outreach/spec-prog/aol/market/collaboration/varstar/