

Aula 19: Fonte de Energia e Tempo de Vida das Estrelas.

Maria de Fátima Oliveira Saraiva, Kepler de Souza Oliveira Filho & Alexei Machado Müller.

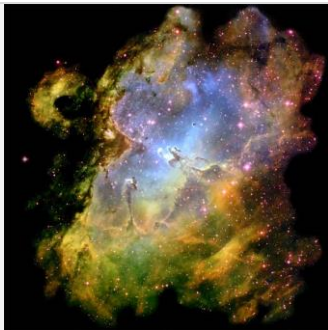


Nebulosa da Águia, **uma região de formação estelar**. Fonte: <http://apod.nasa.gov/apod/ap041024.html>.

Introdução

A luminosidade das estrelas - a energia que jorram no espaço a cada segundo - é alimentada pelas reações de fusão nuclear acontecendo em seu centro. O tempo que uma estrela pode manter essa luminosidade depende de quanto “combustível” ela tem para gastar, o que depende da massa da estrela, e de quão rápido o gasta, que é determinado pela própria luminosidade da estrela, e que também está associada à massa pela relação massa-luminosidade (visto na aula anterior 18). Nesta aula vamos estudar o mecanismo pelo qual as estrelas transformam massa em energia e ver como a relação massa-luminosidade conspira para a curta existência das estrelas massivas.

Bom estudo!



Objetivos

Nesta aula trataremos da fonte de energia e do tempo de vida das estrelas. Esperamos que ao final você esteja habilitado a:

- definir quais as fontes de energia das estrelas;
- explicar o processo de fusão nuclear que ocorre no interior das estrelas e como ele gera energia;
- estabelecer a relação entre a massa da estrela, sua luminosidade e o seu tempo de vida.

Por que as estrelas brilham e por quanto tempo elas podem brilhar?

A Fonte de Energia das Estrelas

A questão de por que as estrelas brilham só foi levantada no século XIX, quando a termodinâmica estava se desenvolvendo e os cientistas perceberam que o calor e a luz emitidos pelo Sol, 400 trilhões de trilhões de watts, precisava ter uma fonte.

A Primeira Lei da Termodinâmica declara que a energia, incluindo o calor, nunca é criada ou destruída, simplesmente é transformada de uma forma em outra. Que forma de energia estaria sendo transformada na luz e calor que o Sol irradia?

Nessa época já se sabia, pelo estudo de fósseis, que a vida existia na Terra havia mais de um bilhão de anos, e que, portanto, o Sol estava brilhando de forma estável desde muito antes do surgimento da humanidade. Qual seria essa fonte aparentemente inesgotável de energia solar? Poderia o Sol produzir energia pela queima de algum combustível tradicional? Os cálculos indicam que a energia química gerada pela combustão de carvão, petróleo, ou mesmo hidrogênio puro, não duraria mais do que 10 000 anos. Um Sol movido a combustível normal não poderia durar mais do que a história humana escrita.

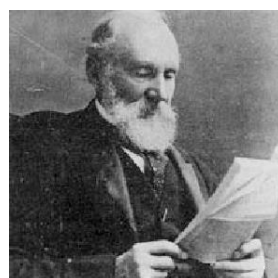
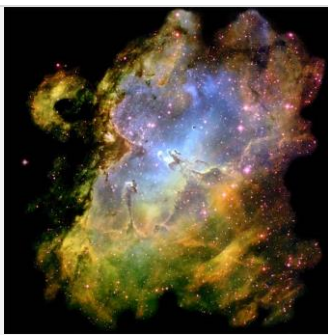


Figura 19.01: Lord Kelvin (1824 – 1907). Criador da escala termométrica absoluta.



Primeira Lei da Termodinâmica:

A energia nunca é criada ou destruída, apenas pode ser transformada de uma forma em outra.

Equação de equivalência massa energia:

$$E = m.c^2$$

Unidades de energia:

1 W = 1 J/s.
1 cal = 4,18 J.

A proposição da primeira lei da termodinâmica

A primeira invocação desta lei veio do alemão **Robert Julius Von Mayer** (1814-1878), que em 1840 completou seu curso de medicina e embarcou como cirurgião em uma viagem para as Índias Orientais holandesas. Como o tratamento médico naquela época envolvia sangramentos, Mayer observou que o sangue dos marinheiros recém chegados da Europa era mais vermelho do que o daqueles que estavam há longo tempo nos trópicos, indicando que havia mais oxigênio no sangue dos que chegavam. Ele concluiu que menos oxigênio era necessário para manter a temperatura do corpo em clima mais quente, argumentou que a energia química da comida estava se transformando em calor e generalizou para a noção de que todas as formas de energia eram mutáveis entre si. Em 1843 o físico inglês **James Prescott Joule** (1818-1889) aprofundou as medidas do americano **Benjamin Thompson** (1753-1814), **Conde de Rumford**, sobre a conversão de energia mecânica e elétrica em calor. Em 1847 o físico alemão **Hermann Ludwig Ferdinand Von Helmholtz** (1821-1894) deduziu a equação da energia potencial gravitacional, e demonstrou que, na ausência de fricção, a soma da energia cinética com a energia gravitacional potencial não muda com o tempo. Deste modo, no fim da década de 1840, a conservação de energia tinha sido enunciada claramente por Mayer, Helmholtz e Joule. Ainda hoje os cientistas usam essa lei para entender o Universo.

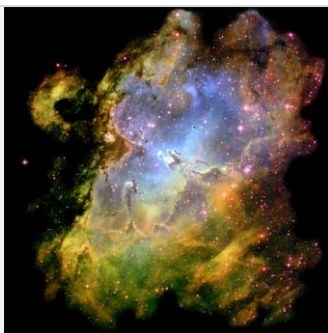
Por um tempo, a hipótese mais aceita para a fonte de energia no Sol foi a lenta contração gravitacional do Sol, que liberaria energia gravitacional. Foram os cálculos desta teoria que permitiram ao grande físico teórico inglês **Lord William Thomson, Barão Kelvin**, fazer a primeira estimativa da idade do Sol. Quando Kelvin calculou o tempo que o Sol poderia brilhar às custas da contração gravitacional chegou a valor entre 20 e 100 milhões de anos, ainda muito pequeno para acomodar os dados que geólogos e evolucionistas tinham, que exigiam que o Sol estivesse brilhando estavelmente por bilhões de anos.



Figura 19.02: Arthur Eddington (1882 – 1944).

Por volta de 1920, o astrônomo inglês **Sir Arthur Stanley Eddington**, estudou teoricamente a hipótese da contração em estrelas variáveis **Cefeidas**, e comprovou que a contração gravitacional não produz energia durável por bilhões de anos, portanto não pode ser a principal fonte de energia do Sol e das outras estrelas. Descartando a hipótese da gravidade, Eddington tinha que propor uma nova teoria. Em 1920 a equação de Einstein $E=m.c^2$, que implica que a massa pode ser convertida em energia, já era conhecida. Um grama de matéria totalmente convertida em energia produz 90 trilhões de joules (1 watt = 1 joule/s e 1 caloria = 4,18 joules). Eddington propôs a existência de uma "energia subatômica", mas nessa época as únicas partículas subatômicas conhecidas eram o próton e o elétron (nêutron só seria descoberto em 1932), de forma que essa proposta envolvia muita especulação.

Eddington já era famoso por ter organizado as expedições de 1919 para confirmar a Teoria da Relatividade



Estabilidade das estrelas:

As estrelas se mantêm estáveis graças a um balanço exato entre as forças internas de pressão, que tende a expandi-las, e sua auto-gravidade, que tende a contrai-las.

Geral de **Albert Einstein** (1879-1955), confirmando que a luz se desvia perto da borda do Sol, através da observação do desvio durante um eclipse, e teve um papel fundamental no estudo das estrelas. Ele propôs que as estrelas têm uma intensa fonte de energia central, e que essa fonte de energia gera a pressão necessária para contrabalançar a gravidade, estabilizando a estrela por muitos bilhões de anos. Mas ele não conseguiu mostrar qual é essa fonte de energia.

Fusão Termonuclear

Durante os anos 1920 e 1930, os astrônomos estavam coletando dados sobre todos os tipos de estrelas, e os físicos nucleares estavam, então, trabalhando na teoria do núcleo atômico.



Figura 19.03: Hans Bethe (1906 – 2005).

Bethe e a fusão termonuclear

Em março de 1938, uma conferência foi organizada pela Carnegie Institution, de Washington, para unir astrônomos e físicos. Um dos participantes foi o imigrante alemão **Hans Albrecht Bethe**. Logo após a conferência, **Bethe desenvolveu a teoria de como a fusão nuclear podia produzir a energia que faz as estrelas brilharem**. Esta teoria foi publicada em seu artigo *A Produção de Energia nas Estrelas*, de 1939, e que lhe valeu o prêmio Nobel em 1967.

Hans Bethe mostrou, em detalhe, como **quatro prótons poderiam ser unidos e transformados em um núcleo de hélio**, liberando a energia que Eddington havia sugerido.

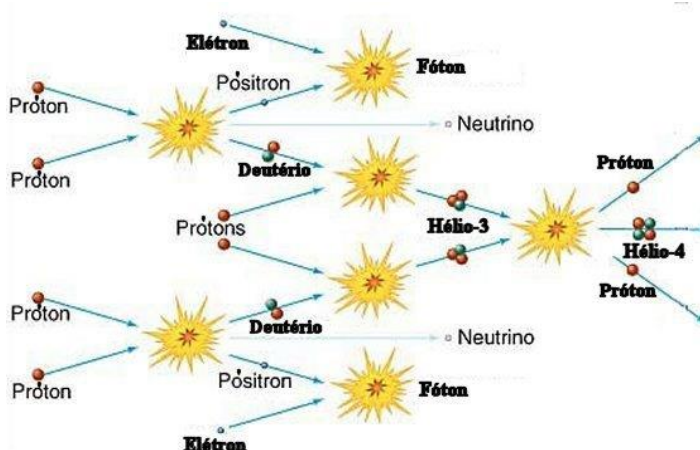
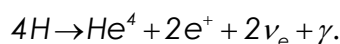
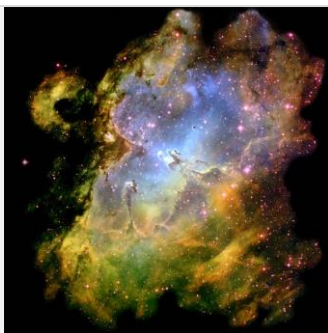
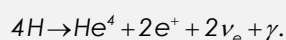


Figura 19.04: Fusão termonuclear: Quatro núcleos de hidrogênio (prótons), em pares de dois, colidem (bolas amarelas raiadas), resultando de cada colisão um núcleo de hidrogênio pesado (deutério), um pósitron (elétron de antimatéria) e um neutrino. Os pósitrons se aniquilam ao colidirem com elétrons, emitindo fótons de alta energia (raios γ), enquanto os deutérios colidem, cada um com um próton, gerando um núcleo de hélio leve (Helio-3, ou trítio, que tem apenas um nêutron no núcleo ao invés de dois) e mais radiação de alta energia, raio γ . No último estágio do ciclo, os dois núcleos de Helio-3 interagem, formando um núcleo de Hélio-4, que é o isótopo mais estável deste elemento, além de dois prótons. Estes últimos estarão livres para iniciar o ciclo novamente.



O Sol produz energia transformando hidrogênio em hélio no seu núcleo, através de uma reação cujo resultado líquido é a fusão de 4 prótons em um núcleo de hélio.



O processo de fusão nuclear descrito é chamado **ciclo próton-próton**, e é o processo principal de geração de energia em estrelas como o Sol, que tem temperatura nuclear de 15 milhões de kelvins.

Para estrelas com temperatura nucleares acima de 20 milhões de kelvins, a energia nuclear também é produzida pela fusão de 4 prótons para formar um núcleo de hélio, mas o processo pelo qual isso ocorre é diferente, envolvendo o carbono, por isso é chamado de **ciclo do carbono**.



Esse ciclo envolve uma cadeia complexa de seis reações nucleares em que átomos de carbono e nitrogênio agem como catalisadores para a fusão nuclear.

Atualmente sabe-se que o ciclo do carbono contribui pouco para a geração de energia para estrelas de baixa massa como o Sol, porque suas temperaturas centrais são baixas, mas domina para estrelas mais massivas. Rigel, por exemplo, tem temperatura central da ordem de 400 milhões de kelvins. Quanto maior for a temperatura central, mais veloz será o próton, e maior sua energia cinética, suficiente para penetrar a repulsão coulombiana de núcleos com maior número de prótons.

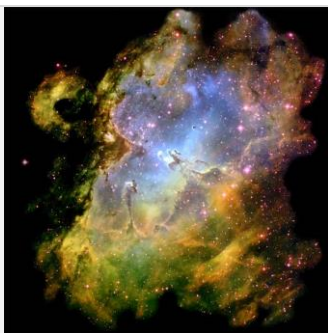
A astrofísica demonstrou que as leis físicas que conhecemos em nossa limitada experiência na Terra são suficientes para estudar completamente o interior das estrelas. Desde as descobertas de Bethe, o cálculo de evolução estelar através da união da estrutura estelar com as taxas de reações nucleares tornou-se um campo bem desenvolvido, e astrônomos calculam com confiança o fim de uma estrela como nosso Sol daqui a 6,5 bilhões de anos como uma anã branca.

Tabela 19.01: Reações que liberam energia.

	Química	Fissão	Fusão
Exemplos de reação	$C + O_2 \rightarrow CO_2$	$n + U^{235} \rightarrow Ba^{143} + Kr^{91} + 2n$	$H^2 + H^3 \rightarrow He^4 + \gamma$
Combustível Típico	Carvão	UO ₂ (3% U ²³⁵ + 97% U ²³⁸)	Deutério & Lítio
Temperatura para reação (°C)	873	1 273	10 ⁶
Energia liberada por kg de Combustível (J/kg)	$3,3 \times 10^7$	$2,1 \times 10^{12}$	$3,4 \times 10^{14}$

Tempo de vida das estrelas

O tempo de vida de uma estrela é a razão entre a energia que ela tem disponível e a taxa com que ela gasta essa energia, ou seja, sua luminosidade. Como a energia que ela tem disponível é proporcional à massa na primeira potência ($E \propto M$) e a sua luminosidade é proporcional à massa na terceira potência ($L \propto M^3$), resulta que o tempo de vida é controlado pela massa da estrela: **quanto mais massiva a estrela, mais rapidamente ela gasta sua energia, e menos tempo ela dura.**



Lembre-se:

O tempo de vida da estrela é aproximadamente igual ao tempo que ela fica na Sequência Principal.

A massa "perdida" pela fusão termonuclear ao longo da Sequência Principal é menos de um milésimo da massa total da estrela.

m_p = massa do próton

m_α = massa da partícula alfa

u = unidade de massa

A parte mais longa da vida da estrela é quando ela está na Sequência Principal, gerando energia através de fusões termonucleares. Por isso, quando falamos em quanto tempo uma estrela vive, estamos em geral nos referindo a quanto tempo ela vive na Sequência Principal. Em estrelas como o Sol, as reações mais importantes são as que resultam, na transformação de quatro núcleos de hidrogênio (quatro prótons) em um núcleo de hélio (partícula α). Nessa transformação, existe uma diferença de massa entre a massa que entrou na reação (maior) e a massa que saiu (menor). Essa diferença de massa é transformada em energia e calculada pela equação de Einstein:

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

$$4 \cdot m_p (4,0324u) \rightarrow 1 \cdot m_\alpha (4,0039u),$$

onde

$$u = 1,66 \times 10^{-27} \text{ kg}.$$

A diferença de massa é:

$$\Delta m = (4,0324 - 4,0039)u = 0,0285u,$$

dividindo-se pela massa inicial temos:

$$\left(\frac{0,0285u}{4,0384u} \right) = 0,007 = 0,7\%.$$

Portanto 0,7% (7 milésimos) da massa que entra na reação é transformada em energia. A massa que entra nessa reação é apenas a que se encontra no núcleo da estrela, pois apenas nessa região a estrela atinge temperaturas suficientemente altas (8 milhões K) para permitir as reações termonucleares. A massa da estrela contida em seu núcleo é 10 % da massa total da estrela. Isso significa que, de toda a massa da estrela, **apenas 10% contribui para a geração de energia durante a maior parte de sua vida**, a parte em que ela está na Sequência Principal.

Portanto, a energia disponível nessa etapa é:

$$E = 0,007 \times 0,1M \times c^2$$

onde E é a energia gerada na Sequência Principal e M é a massa da estrela.

No caso do Sol:

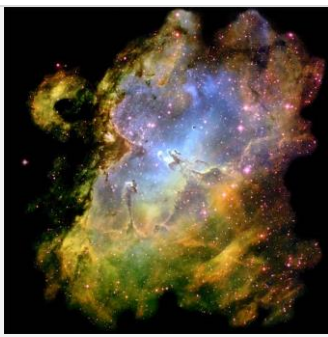
$$\begin{aligned} E_{\text{sol}} &= 0,007 \times 0,1M_{\text{sol}} \times c^2 \\ &= 0,007 \times 0,1 \times 1,99 \times 10^{30} \text{ kg} \times (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2 \\ &= 1,26 \times 10^{44} \text{ J}. \end{aligned}$$

Como a luminosidade é a quantidade de energia perdida por unidade de tempo, o **tempo de vida do Sol na Sequência Principal é igual à energia nuclear disponível dividida pela luminosidade do Sol**, logo:

$$t_{\text{sol}} = 1,26 \times 10^{44} \text{ J} / 3,9 \times 10^{26} \text{ J/s} = 3,29 \times 10^{17} \text{ s} = 10^{10} \text{ anos}$$

Para uma estrela qualquer, o tempo de vida na Sequência Principal pode ser calculado em termos do tempo de vida do Sol na mesma fase:

$$t_{\text{est}}/t_{\text{sol}} = (E_{\text{est}}/E_{\text{sol}})/(L_{\text{est}}/L_{\text{sol}})$$



Tempo de vida das estrelas:

$$t_{\text{est}} = 1 / (M_{\text{est}} / M_{\text{sol}})^2 \times 10^{10} \text{ anos.}$$

Como a energia produzida é proporcional à massa:

$$(E_{\text{est}} / E_{\text{sol}}) = M_{\text{est}} / M_{\text{sol}}$$

e a luminosidade é proporcional à massa ao cubo:

$$L_{\text{est}} / L_{\text{sol}} = (M_{\text{est}} / M_{\text{sol}})^3 ,$$

resulta que :

$$t_{\text{est}} / t_{\text{sol}} = (M_{\text{est}} / M_{\text{sol}}) / (M_{\text{est}} / M_{\text{sol}})^3 = 1 / (M_{\text{est}} / M_{\text{sol}})^2$$

ou seja,

$$t_{\text{est}} = 1 / (M_{\text{est}} / M_{\text{sol}})^2 t_{\text{sol}}$$

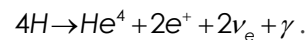
$$t_{\text{est}} = 1 / (M_{\text{est}} / M_{\text{sol}})^2 \times 10^{10} \text{ anos.}$$

Resumo

Fonte de energia das estrelas

A principal fonte de energia das estrelas é a fusão termonuclear: 4 núcleos de hidrogênio (4 prótons) se fundem para formar 1 núcleo de hélio (partícula α).

Em estrelas como o Sol com temperatura de fusão nuclear aproximada de 15 milhões de kelvins, essa fusão ocorre pelo ciclo próton- próton:



Nesse processo 0,7% da massa se transforma em energia.

Energia produzida por fusão termonuclear

A energia produzida é calculada pela relação de equivalência entre massa e energia, de Einstein: $E \propto mc^2$.

Como apenas o núcleo da estrela (10% da massa da estrela, M_{est}) tem temperatura alta o suficiente para fazer a reação, e dessa massa apenas 0,7% se transforma em energia, a energia produzida é:

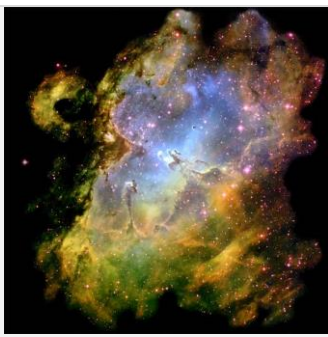
$$E = 0,7\% \times 10\% \times M_{\text{est}} \times (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2$$

$$\text{Para o Sol: } E_{\text{sol}} = 0,7\% \times 10\% \times 10^{30} \text{ kg} \times (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2 = 1,26 \times 10^{44} \text{ J.}$$

Quanto tempo uma estrela pode brilhar?

O tempo de vida é a quantidade total de energia dividida pela taxa na qual ela gasta essa energia (sua luminosidade):

$$\text{Tempo de vida} = \text{Energia} / \text{Luminosidade.}$$



Para o Sol:

$$t_{\text{Sol}} = (1,26 \times 10^{44} \text{ J}) / (3,91 \times 10^{26} \text{ J/s}) = 10^{10} \text{ anos}$$

Para as outras estrelas

É calculado em relação ao tempo de vida do Sol:

$$t_{\text{est}}/t_{\text{Sol}} = (E_{\text{est}}/E_{\text{Sol}}) \times (L_{\text{Sol}}/L_{\text{est}})$$

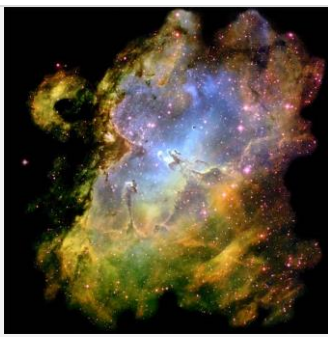
Como $E \propto M$ e $L \propto M^3$, resulta que $t \propto M^{-2}$ e portanto:

$$t_{\text{est}}/t_{\text{Sol}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2}$$

$$t_{\text{est}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2} \times 10 \text{ bilhões de anos.}$$

Questões de fixação

1. Como se sabe que a fonte de energia do Sol é a fusão termonuclear? (Por que não pode ser energia química, ou energia térmica?)
2. Que tipo de fusão termonuclear acontece no interior do Sol? (É a fusão do quê em quê?)
3. Por que a fusão termonuclear gera energia? Quanta energia ela gera por massa envolvida?
4. Quais as estrelas que duram mais, as de alta massa ou as de baixa massa? Por que isso acontece?
5. Qual o tempo de vida, comparado com o tempo de vida do Sol, de uma estrela de 10 massas solares?
6. Sobre a fonte de energia das estrelas:
 - a) Qual a fonte de energia das estrelas?
 - b) Mostre que na fusão nuclear do H em He existe liberação de energia. Que porcentagem da massa envolvida na reação é transformada em energia?
7. Sobre o Sol:
 - a) Supondo que o Sol permanece na SP até consumir 10% de sua massa, calcule a energia total que o Sol tem para liberar enquanto estiver na SP. ($M_{\text{Sol}} = 2 \times 10^{30} \text{ kg.}$)
 - b) Calcule o tempo de vida que o Sol permanece na SP, supondo que sua luminosidade durante essa etapa



permanece constante, igual a $3,9 \times 10^{26}$ J/s.

c) Assuma que o Sol já converteu 5% de sua massa de H em He. Qual a idade do Sol, assumindo que sua luminosidade permaneceu constante em $3,9 \times 10^{26}$ J/s.

8. Assuma que uma estrela permanece 10^{10} anos na Sequência Principal, e queima nessa etapa 10% de seu hidrogênio. Então a estrela se expande em uma gigante vermelha, aumentando sua luminosidade por um fator de 100. Quanto tempo dura o estágio de gigante vermelha, assumindo que a energia é produzida apenas pela queima do hidrogênio restante?

9. Usando a relação entre massa e luminosidade

$$L \propto M^3:$$

a) Qual o tempo de vida na Sequência Principal para uma estrela de 10 massas solares?

b) Qual a massa (em massas solares) da estrela que está, agora, deixando a Sequência Principal, em um aglomerado que se formou há 400 milhões de anos?

10. Use a **tabela de Estrelas Brilhantes** para responder às questões que seguem:

Estrelas Brilhantes

Ordem	Estrela	Magnitude Absoluta	Magnitude Aparente	Distância à Terra (anos-luz)	Tipo Espectral	B-V
.	Sol	+4,8	-26,72	.	G2 V	0,7
1	Sirius (no Cão Maior)	+1,4	-1,46	8,6	A1 V	0,00
2	Canopus (na Carina)	-2,5	-0,72	74	F0 Ib	0,16
3	Rigel Kentaurus (Alpha Centauri)	+4,4	-0,27	4,3	G2 V	0,7
4	Arcturus (em Boótes)	+0,2	-0,04	34	K2 III	1,23
5	Vega (na Lira)	+0,6	0,03	25	A0 V	0,00
6	Capella (na Auriga)	+0,4	+0,08	41	G2 III	0,79
7	Rigel (no Órion)	-8,1	+0,12	900	B8 Ia	-0,03
8	Procyon (no Cão Menor)	2,8	+0,38	11	F5 IV	0,41
9	Archenar (em Eridanus)	-1,3	+0,46	75	B5 IV	-0,18
10	Betelgeuse (no Órion)	-7,2	+0,50	1 500	M2 I	1,86
11	Hadar (no Centauro)	-4,3	+0,61	300	B1 II	-0,23
12	Altair (na Águia)	+2,3	+0,77	17	A7 V	0,22
13	Acrux (no Cruzeiro)	-3,8	+0,79	270	B2 IV	-0,26
14	Aldebaran (em Touro)	-0,2	+0,85	65	K5 III	1,53
15	Spica (em Virgem)	-4,7	+0,96	260	B1 V	-0,23
16	Antares (no Escorpião)	-4,5	+0,98	400	M1 Ib	1,83

a) Cite as estrelas que estão na Sequência Principal e escreva suas magnitudes absolutas. (Lembre que a classe de luminosidade é dada pelo número romano ao lado do tipo.)

b) Para as estrelas da Sequência Principal, determine suas luminosidades, em luminosidades solares.

c) Use a relação massa-luminosidade para estimar as massas dessas estrelas, em massas solares.

d) Determine o tempo na Sequência Principal para cada uma dessas estrelas, sabendo que o tempo de vida do Sol na SP é 10 bilhões de anos.

