Detetar exoplanetas por espectroscopia

Exemplo de 51 Pegasus b

Contexto

Um exoplaneta é um planeta que orbita uma estrela diferente do nosso Sol. Um dos métodos utilizados para detetar um exoplaneta é medir a velocidade radial da estrela (ou seja, a sua velocidade em relação ao observador) em função do tempo com grande precisão.

A presença de um companheiro em torno da estrela faz com que esta se mova periodicamente em torno do centro de gravidade do sistema estrela-planeta. Trata-se de um método indireto, que mede o efeito da presença de um planeta no movimento da estrela. A velocidade radial da estrela é calculada a partir do deslocamento na posição das linhas espectrais estelares devido ao efeito Doppler-Fizeau; trata-se de um método espectroscópico.

O primeiro exoplaneta que orbita uma estrela semelhante ao nosso Sol, 51 Peg b, foi descoberto em 1995 por uma equipa de investigadores suíços utilizando o método da velocidade radial, também conhecido por velocimetria Doppler.

Os objetivos desta atividade são compreender o método de deteção de exoplanetas através da medição das variações da velocidade radial da estrela; aprender a deduzir certas propriedades do planeta a partir dessas medições; e compreender as limitações deste método.

Objetivos

O objetivo desta atividade é compreender o método utilizado para detetar exoplanetas através da medição das variações da velocidade radial da estrela. Será também demonstrado como certas propriedades do planeta podem ser deduzidas a partir destas medições. Por fim, discutiremos as limitações deste método.

Esta atividade envolverá:

- analisar os dados espectroscópicos obtidos da estrela 51 Peg para deduzir o período orbital e a amplitude máxima da velocidade da estrela na sua órbita;
- determinar a distância do planeta 51 Peg b à sua estrela e a sua massa a partir da análise anterior;
- discutir as limitações do método espectroscópico para a deteção de exoplanetas.

Conceitos abordados:

- Espectroscopia
- Espectro estelar
- Comprimentos de onda
- Efeito Doppler-Fizeau
- Leis de Kepler
- Lei da gravitação
- Sistema duplo
- Movimento circular uniforme
- Sinusoide

Dados numéricos
(SI Sistema Internacional de Unidades: metro, quilograma, segundo)

Grandezas físicas
constante gravitacional: G = 6,67 x 10^{-11} IS
velocidade da luz: c = 299.792.458 m/s

Grandezas astrofísicas
massa do Sol: M⊙ = 2 x 10^{30} kg
unidade astronómica: 1 UA = 1,5 x 10^{11} m
massa de Júpiter: M_J = 2 x 10^{27} kg
período de revolução de Júpiter em torno do Sol: 12 anos
massa da Terra: M_T = 6 x 10^{24} kg
período de revolução de Saturno em torno do Sol: 30 anos

Plano de aula

1 O sistema estrela-planeta
Num sistema binário, aqui formado por uma estrela e o seu planeta, ambos os objetos orbitam em torno do baricentro do sistema, ou "centro de gravidade".

Mesmo que o baricentro esteja muito próximo do centro da estrela, esta ainda se moverá periodicamente. Isto manifesta-se pelas variações da velocidade radial da estrela (i.e., a projeção da velocidade do objeto na linha de visão do observador, ver Figura 1). Tentaremos detetar estas variações periódicas da velocidade radial da estrela através do efeito que têm no seu espectro. Quando a estrela se move em torno do centro de gravidade do sistema, a sua velocidade é periodicamente dirigida para nós e depois afasta-se de nós. À medida que a estrela se move na nossa direção, a luz é deslocada para o azul, enquanto que, à medida que se afasta, é deslocada para o vermelho: trata-se do efeito Doppler-Fizeau. Mediremos, portanto, no espectro da estrela, o desvio para o azul ou para o vermelho, Δλ, do comprimento de onda das linhas espectrais correspondentes aos elementos químicos cujo comprimento de onda é conhecido a partir de medições em laboratório, λ_{lab}. Podemos então deduzir a velocidade radial da estrela, v, com:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} = \frac{v}{c}$$

Veja a Figura 1 para uma explicação pictórica do método.

A velocidade da estrela na sua órbita em torno do centro de gravidade assume a forma de uma sinusoide e escreve-se como:

$$v_{star} = V.\sin\left(2\pi\frac{t}{T} + \varphi\right)$$

… em que V é a amplitude da velocidade radial, t é o tempo, T é o período da sinusoide (i.e., o período de revolução do planeta em torno da sua estrela, que é o mesmo que o da estrela em torno do centro de gravidade) e φ é a fase.

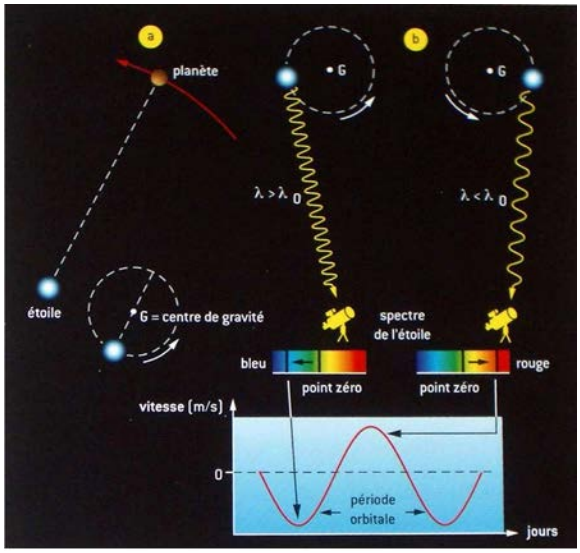


Figura 1: Como funciona o método espectroscópico para a deteção de exoplanetas. (a) O planeta orbita a sua estrela; mais precisamente, o planeta e a estrela orbitam G, o centro de gravidade do sistema planeta-estrela. (b) O efeito Doppler permite a um observador terrestre detetar os movimentos da estrela. Estes movimentos são geralmente induzidos por um planeta suficientemente grande ou um grupo de planetas. A sucessão de desvios para o vermelho e para o azul, característica das estrelas influenciadas pela presença de uma companheira em órbita, pode ser representada graficamente como uma curva sinusoidal.

Questão 1

Na curva vermelha na parte inferior da Figura 1, indique que partes desta curva correspondem aos casos em que a estrela está mais próxima da Terra, onde está mais afastada e às posições intermédias.

2 Análise dos dados espectroscópicos que levaram à detecção de 51 Peg b

51 Peg b é o primeiro exoplaneta detectado a orbitar uma estrela do tipo solar. Foi descoberto em 1995 por uma equipa de investigadores suíços, M. Mayor e D. Queloz. Utilizaram o espectrógrafo ELODIE acoplado ao telescópio de 193 cm de diâmetro do Observatório de Haute-Provence, em França. Isto permitiu-lhes detetar perturbações na trajetória da estrela devido à presença de um planeta. A Figura 2 mostra o espectro real da estrela 51 Peg obtido com o espectrógrafo ELODIE no dia 6 de Novembro de 1995.

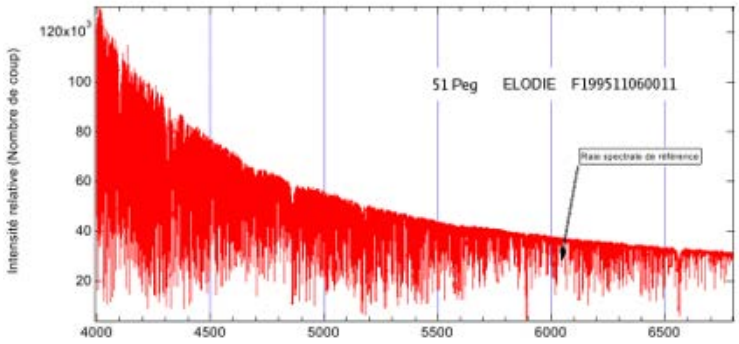


Figura 2: Espectro de 51 Peg obtido com o espectrógrafo ELODIE do telescópio de 193 cm do Observatório de Haute-Provence no dia 6 de Novembro de 1995.

As variações da velocidade radial foram calculadas através da fórmula do efeito Doppler:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_{ref}} = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{ref}}{\lambda_{ref}} = \frac{\Delta v_{obs}}{c}$$

λ_{ref} é o comprimento de onda de uma linha no espectro conhecida como linha de referência e λ_{obs} é o comprimento de onda dessa linha no espectro observado (λ_{lab} é substituído por λ_{ref} porque aqui estamos a calcular não a velocidade absoluta (v), mas a variação da velocidade (Δv)).

Para encontrar as variações da velocidade radial da estrela devido à presença de um planeta, Δv_{obs} é corrigido pela velocidade radial devido à rotação da Terra em torno do seu eixo e em torno do Sol, projetada na direção da estrela, denominada por v_{Earth}.

$\Delta v = \Delta v_{obs} - v_{Earth}$

v_{Earth} é da ordem de 20 km/s

A variação da velocidade radial (Δv) é calculada para cada linha do espectro. As variações da velocidade radial de todas as linhas são então calculadas em média. As variações da velocidade radial assim obtidas ($< \Delta v >$) na estrela 51 Peg por dois astrónomos americanos, Butler e Marcy (resultados semelhantes aos de Mayor e Queloz), são apresentadas na Tabela 1.

Questões:

1. Desenhe a curva de variação da velocidade radial, $< \Delta v >$, em função do tempo em dias na Figura 3, a partir dos dados da Tabela 1.

2. Assinale os pontos desta curva em papel vegetal.

3. Compare a curva no papel vegetal com as duas curvas que representam duas sinusoides diferentes (Figura 4 e Figura 5). Qual delas representa melhor os dados?

4. Meça o período, T (em dias), e a amplitude, K (em m/s), da sinusoide que melhor representa os dados.

Time *t* (days)	Velocity < Δv > (m/s)		Time *t* (days)	Velocity < Δv > (m/s)
2.67365	-40.87		23.6448	-37.30
2.80873	-46.96		23.6904	-31.35
2.95979	-47.39		23.7258	-42.57
3.62695	-19.85		24.6391	-33.47
3.73265	-13.47		24.7261	-27.46
3.90077	-5.782		24.8174	-22.70
4.60753	49.41		25.6226	45.34
4.78429	58.66		25.7145	47.61
4.90699	63.20		25.7615	56.15
5.60503	45.60		26.6176	65.32
5.92544	17.88		26.6508	69.63
11.6443	-45.50		26.7020	62.54
11.8378	-38.98		26.7366	50.86
12.6355	27.27		27.6474	-22.66
12.8664	32.45		27.6893	-22.55
13.6242	63.38		27.7399	-31.82
13.8295	54.78		27.7721	-31.72
14.6428	-1.340		28.6061	-44.12
14.7229	-5.477		28.6556	-33.59
14.8161	-10.73		28.7019	-37.10
14.9043	-26.29		28.7450	-39.13
15.6261	-50.68		28.7799	-35.32
15.7467	-45.78		29.6093	25.09
15.8654	-57.54		29.7001	35.69
16.6149	10.56		29.7468	41.17
16.7592	12.91		30.6004	61.33
16.8474	16.40		30.6454	58.98
17.7341	63.64		30.6930	63.07
17.8442	60.48		30.7402	56.86
18.6161	26.29		30.8334	50.98
18.7648	5.988		31.6619	-2.545
18.8540	-7.798		31.7052	0.7633
19.6218	-43.62		31.7492	-4.599
19.7325	-59.45		32.6045	-38.53
19.8473	-58.60		32.6479	-48.68
20.6137	-20.22		32.6943	-38.84
20.7401	-8.064		33.6073	2.696
20.8543	5.596		33.6527	11.46
21.6151	56.41		33.6982	14.02
21.6620	59.26		33.7331	17.55
21.7063	66.78		35.5970	19.74
23.5986	-35.13			

Tabela 1: Variação de velocidade radial obtida para a estrela 51 Peg (Marcy et al., 1997)

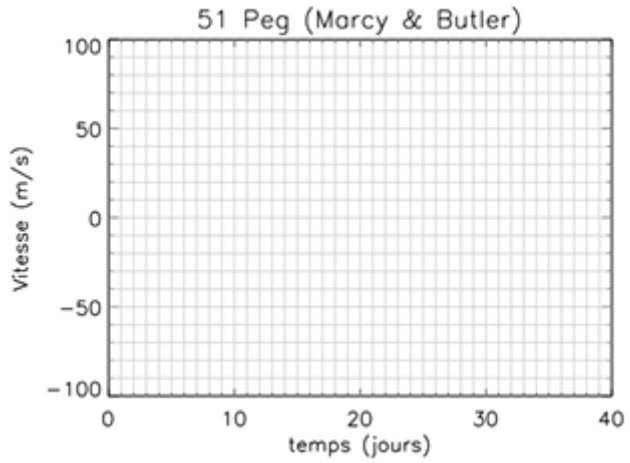


Figura 3: Variações da velocidade radial da estrela 51 Peg em função do tempo.

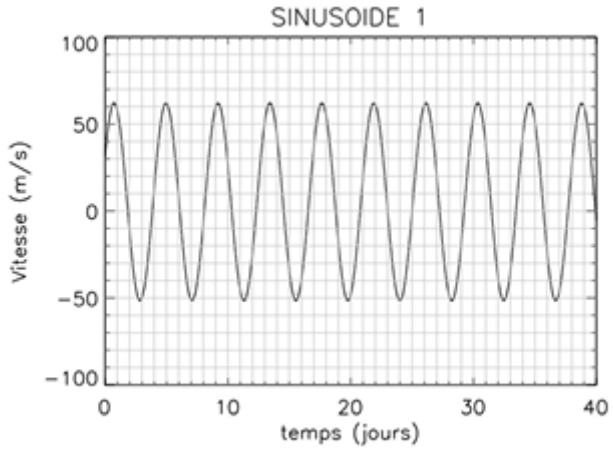


Figura 4: Sinusoide de referência nº 1

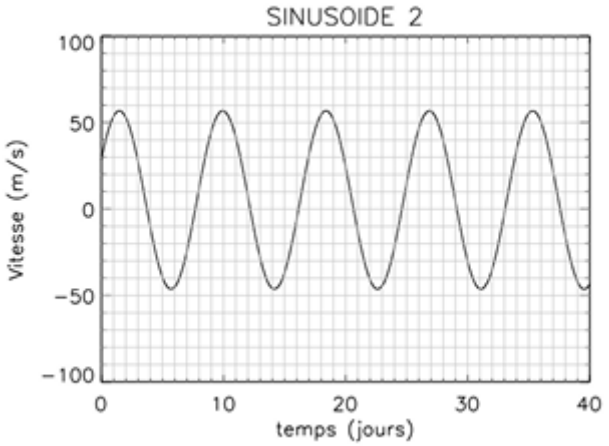


Figura 5: Sinusoide de referência nº 2

3 Parâmetros do exoplaneta
Vamos agora estimar a massa do planeta e a sua distância à estrela. Consideraremos o sistema formado pela estrela e pelo seu planeta como isolado.

Leis de Kepler
As três leis de Kepler descrevem o movimento dos planetas em torno da sua estrela. Elas estabelecem a relação entre o período orbital e a distância estrela-planeta. Estas três leis são válidas no referencial heliocêntrico assumido como Galileano.

Lembretes:

- Referencial galileano: Um referencial galileano é aquele no qual um objeto isolado (sobre o qual nenhuma força é exercida ou sobre o qual a resultante das forças é zero) está ou em repouso ou em movimento retilíneo uniforme relativamente a este referencial. Isto significa que o princípio da inércia, estabelecido na Primeira Lei de Newton, se aplica.

- Princípio da inércia: Num referencial galileano, o vetor velocidade do centro de inércia de um sistema é constante se, e somente se, a soma das forças que atuam sobre o sistema for zero.

Primeira lei de Kepler: lei das órbitas
Todos os planetas descrevem um movimento elíptico com o Sol num dos focos (F na Figura 6).

Recordando as elipses (Figura 7):
• AC = 2a: eixo maior
• BD: eixo menor
• O: centro
• F e F': focos
• a: comprimento do semi-eixo maior
• b: comprimento do semi-eixo menor
• c: distância do centro até o foco
• e: excentricidade = c/a

Para uma elipse, a excentricidade está entre 0 e 1. Veja a Figura 8 para alguns exemplos de elipses com diferentes excentricidades.

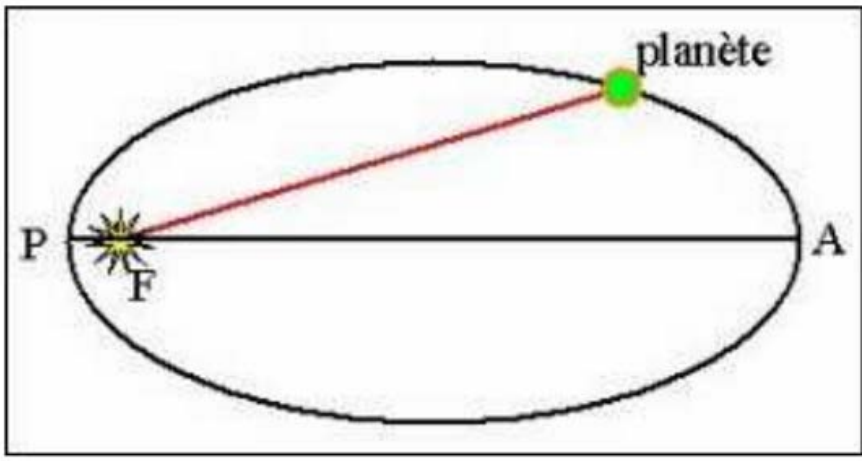


Figura 6: O Sol está localizado no foco F. P, o periélio, é o ponto mais próximo do Sol. A, o afélio, é o ponto mais distante do Sol. O tempo necessário para percorrer a elipse uma vez é chamado de período.

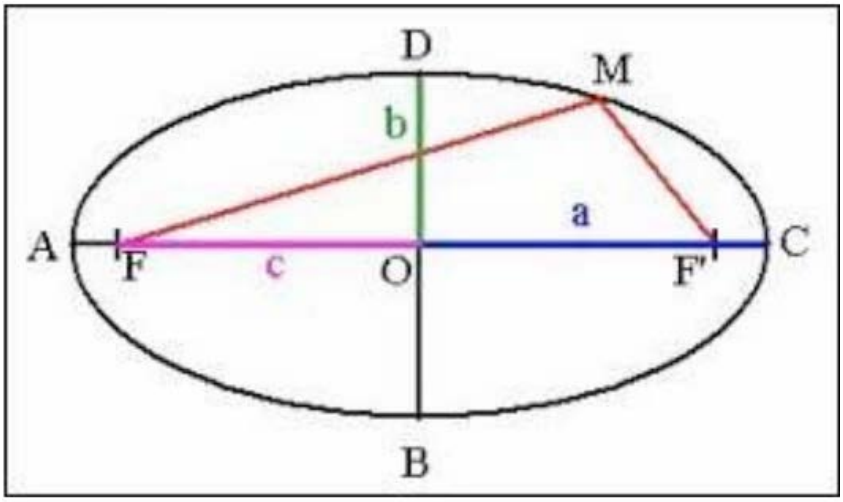


Figura 7: A elipse é o conjunto de pontos M no plano para os quais a soma das distâncias a dois pontos fixos no mesmo plano (F e F') é uma constante dada: MF + MF' = 2a. Os dois pontos fixos F e F' são chamados de focos. Nota: um círculo pode ser considerado como uma elipse cujos dois focos coincidem.

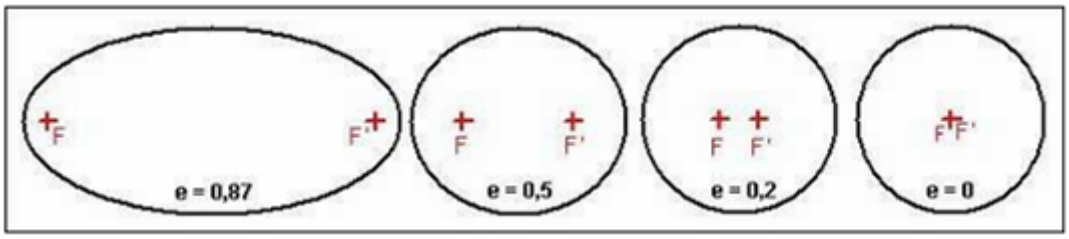


Figura 8: Quanto menor a excentricidade, mais próxima a elipse está de um círculo.

Segunda lei de Kepler: a lei das áreas

O segmento de reta que liga os centros da estrela e do planeta varre áreas iguais em tempos iguais (ver Figura 9).

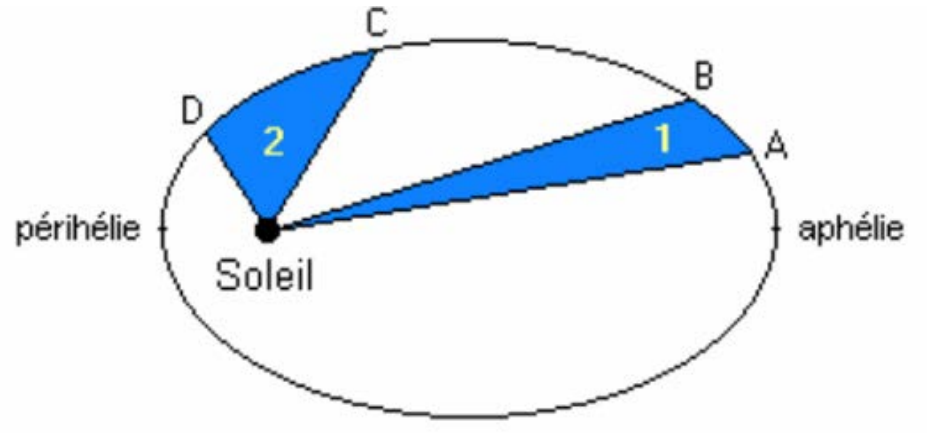


Figura 9: Segunda lei de Kepler. A área 1 é igual à área 2 e os arcos AB e CD, de diferentes comprimentos, são percorridos no mesmo tempo. Consequentemente, a velocidade de um planeta na sua órbita não é constante: quanto mais próximo o planeta está do Sol, maior é a sua velocidade (máxima no periélio e mínima no afélio).

A terceira lei de Kepler: a lei dos períodos

A razão entre o quadrado do período de revolução (T) de um planeta em torno da sua estrela e o cubo do semieixo maior da órbita elíptica é constante:

$$\frac{T^2}{a^3} = C = \frac{4\pi^2}{\mathcal{G}M_{star}}$$

onde C é uma constante. O valor desta constante depende apenas da estrela.

Aplicação da terceira lei de Kepler: distância estrela-planeta

Usando a terceira lei de Kepler, calcule a distância entre o planeta e a sua estrela, sabendo que a massa da estrela 51 Peg a é 0,95M⊙. O resultado será dado em unidades astronómicas (UA).

Aplicação da terceira lei de Kepler: a massa do exoplaneta

Vimos na secção 1 que a velocidade radial medida da estrela tem a forma:

$$v_{star}(t) = V.\sin\left(2\pi\frac{t}{T} + \varphi\right)$$

A relação entre a velocidade radial medida e a velocidade da estrela na sua órbita é:

$$v_{rad}(t) = v_{star}(t)\sin i$$

onde i é o ângulo entre a normal ao plano da órbita do sistema estrela-planeta e a linha de visão (Figura 10). O observador vê a projeção da velocidade da estrela na linha de visão. Vamos agora tentar definir a expressão para K = V sin i, que é a amplitude de v_{rad} medida a partir da curva de variações da velocidade radial. É a partir de K que podemos estimar a massa do planeta.

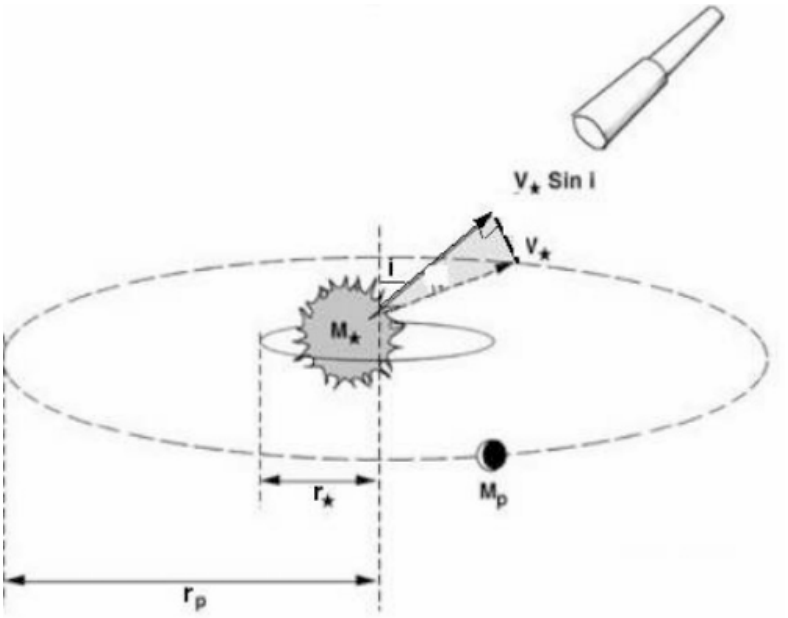


Figura 10: Definição do ângulo i, o ângulo entre a normal ao plano orbital do sistema estrela-planeta e o eixo de observação

Questões

- Estabeleça a relação entre as massas do planeta e da estrela ($M_{estrela}$ e $m_{planeta}$) e as suas distâncias ao centro de gravidade G ($r_{estrela}$ e $r_{planeta}$). Vamos usar a definição do centro de gravidade do sistema.
- Deduzir a expressão para a velocidade da estrela, V, como função de $m_{planeta}$, $M_{estrela}$, T e a, que é a distância entre a estrela e o planeta. Será assumido que a estrela coincide com o centro de gravidade, pelo que $r_{planeta} \sim a$.
- Use a 3.ª lei de Kepler para determinar a expressão de $m_{planeta}$ sin i como função de K, M, M_{estre} e T. A massa do planeta será desprezada em relação à da estrela.
- Calcule $m_{planeta}$ sin i para o planeta 51 Peg b. O resultado será apresentado em unidades da massa de Júpiter.

Usando este método, que se baseia nas variações da velocidade radial da estrela, podemos deduzir não a massa real do planeta $m_{planeta}$, mas $m_{planeta}$ sin i, onde i é o ângulo sob o qual vemos o plano orbital. A massa real do planeta é, portanto, desconhecida e depende do ângulo em que o sistema planetário é observado, um ângulo que nem sempre é conhecido (Figura 10).

Assim, obtemos um valor inferior para a massa do planeta, ou seja, a massa do planeta não pode ser menor do que o valor encontrado.

4 Limitações do método de deteção de exoplanetas por espectroscopia

Questões:

- Calcule a velocidade, V, do nosso Sol perturbada por:
  1. Júpiter
  2. a Terra

- Em 1995, a precisão dos instrumentos era da ordem de 15 m/s. Poderíamos detetar planetas telúricos à mesma distância da estrela que os planetas telúricos no Sistema Solar? E quanto aos planetas gigantes?
- A precisão atual dos instrumentos é da ordem de 1 m/s (o espectrógrafo HARPS instalado num telescópio ESO de 3,6 m em La Silla, no Chile). Podemos agora detetar planetas telúricos como os do Sistema Solar?
- Por que é que um planeta como Saturno no nosso sistema solar não será detetado antes de 2025?
- Este método de deteção tem um viés. Favorece a deteção de planetas com propriedades particulares. Quais propriedades?

Referências:

- Mayor M., & Queloz D., 1995, Nature, Vol. 378, p. 355.
- “Lumières sur l’Univers https://ufe.obspm.fr/formations/diplomes-d-universite/du-lu lumieres-sur-l-univers/article/presentation-generale