

Mateus Evangelista Barbosa da Silva

**A luz na astronomia: uma proposta de ensino para o
laboratório de Física Experimental.**

Petrolina-PE

2025

Mateus Evangelista Barbosa da Silva

A luz na astronomia: uma proposta de ensino para o laboratório de Física Experimental.

Trabalho de conclusão de curso apresentado
como requisito parcial para obtenção do título
Licenciado em Física pelo Instituto Federal
de Educação, Ciência e Tecnologia do Sertão
Pernambucano - Campus Petrolina.

Instituto Federal de Educação, Ciência e Tecnologia do Sertão Pernambucano - Campus
Petrolina

Licenciatura em Física

Orientador: Erivelton Façanha da Costa

Petrolina-PE

2025

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

S586 Silva, Mateus Evangelista Barbosa da.

A luz na astronomia: uma proposta de ensino para o laboratório de Física Experimental /
Mateus Evangelista Barbosa da Silva. - Petrolina, 2025.
89 f. : il.

Trabalho de Conclusão de Curso (Licenciatura em Física) -Instituto Federal de Educação,
Ciência e Tecnologia do Sertão Pernambucano, Campus Petrolina, 2025.
Orientação: Prof. Dr. Erivelton Façanha da Costa.

1. Ensino de Física. 2. Velocidade da luz. 3. Ole Roemer. 4. Astrofísica. 5. História da
Física. I. Título.

CDD 530.07


MINISTÉRIO DA EDUCAÇÃO
SECRETARIA DE EDUCAÇÃO PROFISSIONAL E TECNOLÓGICA
INSTITUTO FEDERAL DE EDUCAÇÃO, CIÊNCIA E TECNOLOGIA SERTÃO PERNAMBUCANO
COORDENAÇÃO DE LICENCIATURA EM FÍSICA/ CAMPUS PETROLINA

ATA DE DEFESA DE TRABALHO DE CONCLUSÃO DE CURSO (TCC)


Ata nº 03/2025 da sessão de defesa de Trabalho de Conclusão de Curso do(a) aluno(a) **MATEUS EVANGELISTA BARBOSA DA SILVA**, do Curso Superior de Licenciatura em Física do Instituto Federal de Educação, Ciência e Tecnologia do Sertão Pernambucano - IFSertãoPE, *Campus Petrolina*, realizada no dia **15 de DEZEMBRO de 2025**.

Aos **quinze dias do mês de dezembro de dois mil e vinte e cinco (15/12/2025)**, na sala virtual <https://meet.google.com/yax-dpqs-hip>, sob a presidência do(a) professor(a) **ERIVELTON FAÇANHA DA COSTA** (IFSertãoPE), reuniu-se a Banca Examinadora composta pelo presidente e pelos membros, os professores **Dr. CÍCERO THIAGO GOMES DOS SANTOS** (IFSertãoPE) e **Dr. BRUNO GOMES DA COSTA** (IFSertãoPE). Às **oito horas (08h)**, o presidente abriu a sessão de defesa de Trabalho de Conclusão de Curso do(a) aluno(a) **MATEUS EVANGELISTA BARBOSA DA SILVA**, intitulado “**A LUZ NA ASTRONOMIA, UMA PROPOSTA PARA O LABORATÓRIO DE FÍSICA EXPERIMENTAL**”, orientado(a) pelo(a) professor(a) **Dr. ERIVELTON FAÇANHA DA COSTA**. Após a exposição do(a) aluno(a) e arguição da Banca, esta se reuniu reservadamente e decidiu pela **APROVAÇÃO** do aluno, com nota **CEM (100,00)**. Nada mais havendo a tratar, foi encerrada a sessão, da qual eu, **ERIVELTON FAÇANHA DA COSTA**, professor(a), lavrei a presente ata que vai assinada por mim e pelos demais membros da Banca.


Petrolina, 15 de dezembro de 2025.

Documento assinado digitalmente
 **ERIVELTON FAÇANHA DA COSTA**
Data: 15/12/2025 09:28:57-0300
Verifique em <https://validar.iti.gov.br>

Prof. Dr. ERIVELTON FAÇANHA DA COSTA

Documento assinado digitalmente
 **CÍCERO THIAGO GOMES DOS SANTOS**
Data: 15/12/2025 09:34:09-0300
Verifique em <https://validar.iti.gov.br>

Prof. Dr. CÍCERO THIAGO GOMES DOS SANTOS

Documento assinado digitalmente
 **BRUNO GOMES DA COSTA**
Data: 15/12/2025 09:59:50-0300
Verifique em <https://validar.iti.gov.br>

Prof. Dr. BRUNO GOMES DA COSTA

*Este trabalho é dedicado às crianças adultas que,
quando pequenas, sonharam em se tornar cientistas.*

Agradecimentos

Em primeiro lugar, agradeço a Deus pela vida, pela força e pela oportunidade de chegar até aqui. Cada conquista é um reflexo da Sua graça e misericórdia em minha jornada.

À minha família, meu porto seguro, agradeço pelo amor incondicional, pelo apoio constante em todos os momentos e por serem meu alicerce durante toda essa trajetória. Sem vocês, nada disso seria possível.

Ao Professor Erivelton Façanha da Costa, meu orientador, agradeço pela paciência, orientação valiosa e dedicação ao longo deste trabalho. Sua confiança e apoio foram fundamentais para a conclusão desta etapa.

Aos demais professores que contribuíram para minha formação, em especial ao Professor Bruno Gomes da Costa, que me orientou em três projetos essenciais que me incentivaram a permanecer e crescer no curso.

Aos meus amigos, que de perto ou de longe, com palavras ou silêncios, fizeram parte desta caminhada e a tornaram mais leve e significativa.

Este agradecimento é escrito com imensa gratidão e amor, direto do fundo do meu coração.

*“Não vos amoldeis às estruturas deste mundo,
mas transformai-vos pela renovação da mente,
a fim de distinguir qual é a vontade de Deus:
o que é bom, o que Lhe é agradável, o que é perfeito.
(Bíblia Sagrada, Romanos 12, 2)*

Resumo

O presente trabalho aborda a história da obtenção dos valores da velocidade da luz, da primeira ideia de Isaac Beeckman até a confirmação da natureza eletromagnética da luz por Maxwell, a importância da luz em astrofísica para o estudo dos objetos celestes, como a determinação da temperatura, composição química e distâncias de estrelas, o estudo de asteroides e a utilização indireta da luz para detecção de exoplanetas. Por fim, foi feita uma proposta de ensino para a disciplina de física experimental, criado um roteiro para calcular a velocidade da luz através da reprodução do experimento histórico de Ole Roemer, considerado a primeira medição da velocidade da luz. Esse experimento se baseia no atraso das previsões das emergências de Io, satélite natural de Júpiter. Esse experimento foi realizado utilizando o Stellarium, programa que simula o mapa celeste.

Palavras-chave: Velocidade da luz. Ole Roemer. Astrofísica.

Abstract

This work discusses the historical determination of the speed of light, from Isaac Beeckman's early ideas to Maxwell's confirmation of the electromagnetic nature of light. It also examines the importance of light in astrophysics for studying celestial objects, such as determining stellar temperature, chemical composition, and distances, as well as the study of asteroids and the indirect use of light in the detection of exoplanets. Finally, an instructional proposal was developed for an experimental physics course, including a guide to calculate the speed of light by reproducing Ole Rømer's historical experiment, considered the first measurement of the speed of light. This experiment is based on the delay in the predicted eclipses of Io, Jupiter's natural satellite. The activity was carried out using Stellarium, a program that simulates the night sky.

Keywords: Speed of light. Ole Roemer. Astrophysics.

Lista de ilustrações

Figura 1 – Ideia de Isaac Beeckman para calcular a velocidade da luz.	25
Figura 2 – Experimento de Galileu para calcular a velocidade da luz.	25
Figura 3 – Hipótese de Roemer para o atraso do eclipse da lua Io de Júpiter. . . .	27
Figura 4 – Eclipse de Io com Júpiter e a Terra estacionárias.	28
Figura 5 – Configuração do aparato experimental utilizado por Fizeau para calcular a velocidade da luz.	30
Figura 6 – Intensidade específica na direção θ , dentro de um ângulo sólido $d\omega$. . .	36
Figura 7 – O fluxo do sol em função na distância.	37
Figura 8 – Brilho aparente do Sol na Terra e em Júpiter.	39
Figura 9 – Exemplo representativo da distância de um parsec.	41
Figura 10 – Corpo negro idealizado por Wien e Lummer.	43
Figura 11 – Gráfico das curvas da Lei de Planck.	44
Figura 12 – Espectro eletromagnético no intervalo de comprimentos de onda visível. .	45
Figura 13 – Leis de Kirchhoff.	46
Figura 14 – Espectros de absorção do Hidrogênio e Hélio.	47
Figura 15 – Diagrama Hertzsprung Russel.	51
Figura 16 – Efeito Doppler da luz quando a estrela se aproxima ou se afasta do observador.	53
Figura 17 – Diferentes espectros de absorção formados em consequência do efeito Doppler da luz.	53
Figura 18 – Variação do brilho de uma estrela em decorrência do transito de um planeta.	54
Figura 19 – Variação do brilho da estrela anã amarela COROT-1 devido a passagem do exoplaneta CoRoT-1b.	55
Figura 20 – Oscilação de uma estrela causada pela presença de um exoplaneta. . .	56
Figura 21 – Fenômeno de microlente gravitacional.	56
Figura 22 – Fenômeno de microlente gravitacional de apenas uma estrela e de um sistema planetário.	57
Figura 23 – Representação de um pulsar.	58
Figura 24 – Representação da detecção de radiação de um pulsar.	58
Figura 25 – Representação da detecção de radiação de um pulsar sendo orbitado por um exoplaneta.	59
Figura 26 – A: Direção de rotação; B: Gráfico da Amplitude do brilho <i>versus</i> Período de rotação do asteroide.	60
Figura 27 – Ferramentas laterais do Stellarium.	62
Figura 28 – Janela de localização.	62

Figura 29 – Janela de opções do céu e de visualização.	63
Figura 30 – Janela de data e hora.	64
Figura 31 – Janela de pesquisa.	64
Figura 32 – Opções de atmosfera e superfície ativas.	65
Figura 33 – Opções de atmosfera e superfície desativadas.	65
Figura 34 – Opção da janela de localização.	66
Figura 35 – Localização da aba complementos na janela de configuração.	66
Figura 36 – Janela da opção da análise de observabilidade.	67
Figura 37 – Janela da opção da equação do tempo.	67
Figura 38 – Ícones da análise de observabilidade e equação do tempo.	68
Figura 39 – Informações da análise de observabilidade e equação do tempo.	68
Figura 40 – Informações da análise de observabilidade de Júpiter.	69
Figura 41 – Opção de fixar objeto.	70
Figura 42 – Fim da ocultação de Io.	71
Figura 43 – Primeira medida da distância entre a Terra e Io.	71
Figura 44 – Valor da equação do tempo.	72
Figura 45 – Calculadora online da equação do tempo.	72
Figura 46 – Emerção de Io na segunda data.	73
Figura 47 – Ângulo de visão em dois pontos distintos da órbita da Terra.	74
Figura 48 – Segunda emergência de Io.	75
Figura 49 – Hipótese de Roemer para o atraso do eclipse da lua Io de Júpiter.	88
Figura 50 – Ferramentas laterais do Stellarium.	88
Figura 51 – Janela de localização.	89
Figura 52 – Janela de opções do céu e de visualização.	89
Figura 53 – Janela de data e hora.	90
Figura 54 – Janela de pesquisa.	91
Figura 55 – Opções de atmosfera e superfície ativas.	91
Figura 56 – Opções de atmosfera e superfície desativadas.	92
Figura 57 – Opção da janela de localização.	92
Figura 58 – Localização da aba complementos na janela de configuração.	93
Figura 59 – Janela da opção da análise de observabilidade.	93
Figura 60 – Janela da opção da equação do tempo.	94
Figura 61 – Ícones da análise de observabilidade e equação do tempo.	94
Figura 62 – Informações da análise de observabilidade e equação do tempo.	95
Figura 63 – Informações da análise de observabilidade de Júpiter.	95
Figura 64 – Informação sobre a distância entre a Terra e Io.	96

Lista de tabelas

Tabela 1	–	Classificação espectral de estrelas.	48
Tabela 2	–	Classificação de luminosidade das estrelas por Morgan, Keenan e Kellman.	50
Tabela 3	–	Medidas da velocidade da luz.	77
Tabela 4	–	Medidas da velocidade da luz.	98

Sumário

1	INTRODUÇÃO	21
2	FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA	23
2.1	Obtenção do valor de c	24
2.1.1	Isaac Beeckman e Galileu Galilei	24
2.1.2	Ole Roemer	25
2.1.3	Hippolyte Fizeau	29
2.1.4	Obtenção teórica do valor de c	31
2.2	Uso da luz em Astrofísica	35
2.2.1	Fotometria	35
2.2.1.1	A radiação de corpo negro	42
2.2.2	Espectroscopia	45
2.2.2.1	Classificação espectral	47
2.2.2.2	A descoberta do hélio	48
2.2.2.3	Classificação de luminosidade	50
2.3	Exoplanetas	52
2.3.1	Velocidade radial e efeito Doppler	52
2.3.2	Método de Trânsito	54
2.3.3	Astrometria	55
2.3.4	Micro lente gravitacional	55
2.3.5	Cronometria da chega de pulsos (Pulsar Timing)	57
2.4	A luz no estudo de asteroides	59
3	METODOLOGIA	61
3.1	Configurações básicas	61
3.1.1	Janela de localização	61
3.1.2	Janela de opções do céu e de visualização	62
3.1.3	Janela de data e hora	63
3.1.4	Janela de pesquisa	63
3.1.5	Superfície e atmosfera	63
3.1.6	Análise de observabilidade e equação do tempo	65
3.2	Medição da velocidade da luz	69
4	RESULTADOS	77
5	CONCLUSÃO	79

REFERÊNCIAS	81
ANEXOS	85
ANEXO A – ROTEIRO PARA REPRODUÇÃO DO EXPERIMENTO DE OLE ROEMER	87

1 INTRODUÇÃO

Desde a antiguidade a astronomia possui um papel importante para a humanidade. A astronomia era fundamental para a localização geográfica no mar, por exemplo, como também era de grande importância para as atividades agrícolas. Estas valiosas ferramentas perduraram até os dias atuais, apesar do desenvolvimento tecnológico ter reduzido o uso dessas técnicas, elas ainda são encontradas nas regiões remotas distantes das áreas urbanas [1].

A astronomia, além de ter sua importância para a sobrevivência da espécie humana, ela também possui proeminência na compreensão do universo, em especial dos corpos celestes. Todavia, a humanidade não detém de uma tecnologia suficientemente desenvolvida para alcançar esses objetos que estão a distâncias demasiadamente grandes. Isto leva a indagar como os cientistas obtêm diversas informações sobre o universo sem ter mesmo saído do seu lar natural, a Terra [2].

A obtenção dessas informações provém de um ente físico muito comum no dia a dia: a luz. É interessante pensar que a luz carrega consigo uma quantidade grande de informações não só sobre os astros, mas também de todo fenômeno que a envolva. A partir disso, outros questionamentos podem surgir: como a luz carrega todas essas informações? Quais as características da luz? Quais as suas propriedades? O que de fato é a luz? [3].

A compreensão em relação a natureza da luz se deu por um longo processo heurístico que foi modificando as ideias sobre a luz ao longo do tempo. E essa evolução foi importante para a astronomia pois mostrou o quão fundamental a luz é para os estudos astronômicos [3].

Com a compressão atual sobre o que é a luz, diversas informações sobre os astros são obtidas através de diferentes tipos de análises da luz, como por exemplo a descoberta de exoplanetas e a composição química de sua superfície. O método de trânsito para a descoberta de exoplanetas se baseia na redução de brilho de uma estrela, a partir do momento que o planeta passa pela frente da estrela (do ponto de vista do observador). O brilho da estrela diminui e, quando o planeta sai de sua frente o brilho volta a aumentar. Esse processo é periódico, demonstrando uma órbita do objeto ao redor da estrela [4].

A composição química, tanto da estrela como da superfície do planeta, se baseia na distribuição espectral da luz. Cada elemento químico possui sua “identidade” que corresponde a uma distribuição espectral específica, seja ela de emissão ou absorção. Por meio da distribuição espectral é possível identificar que elementos químicos estão presentes ali.

É também por meio da distribuição espectral que se consegue calcular a temperatura das estrelas. Sua cor é a chave para a questão. Sabe-se que cada cor possui um determinado comprimento de onda e com ele é possível obter a temperatura a partir da lei de deslocamento de Wien. De maneira geral estrelas com cores que tendem para o azul possuem temperaturas mais altas, e estrelas com cores mais avermelhadas possuem temperaturas mais baixas [1]. Essas são apenas algumas das várias formas que podemos obter informações a partir da análise da luz na astronomia.

Neste contexto, é perceptível o quão importante é a luz para as pesquisas em astronomia. Por mais que exista uma diversidade de experimentos envolvendo a luz na ementa da disciplina de Física experimental, ainda há espaço para experimentos que incluam aplicações que se relacionem diretamente à Astronomia. Portanto, esse trabalho visa propor uma oficina de medição da velocidade da luz utilizando o software Stellarium. A ideia é simular o experimento de Ole Roemer como uma atividade a ser utilizada na disciplina de Física experimental I, na qual consiste em calcular a velocidade da luz através do atraso do eclipse da lua Io de Júpiter quando aparece para o observador na terra. Além de discutir os métodos de medição da velocidade da luz e a importância da luz na astronomia e astrofísica.

2 FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA

A utilização de experimentos históricos tem sido importante para o ensino em ciências. De acordo com Laporte [5] (2017), nos últimos anos o uso e a reprodução de experiências históricas têm sido objeto de pesquisa no contexto da educação científica. Laporte (2017) apresenta um estudo histórico sobre a hipótese de Roemer e uma sequência didática à qual possui o objetivo de debater a finitude da velocidade da luz nos cursos de graduação.

A luz, além de sua importância para descobertas científicas, é fundamental para o desenvolvimento e manutenção da vida. Salvetti (2008) menciona: "Ingrediente básico na composição do mundo, a luz, junto com o carbono e a água, é também um componente essencial na formação da vida"[3].

A utilização da história da ciência como um recurso para o ensino pode ser bastante interessante para a disseminação do conhecimento científico. De acordo com Forato (2009):

“A relevância de ensinar conteúdos sobre ciências, e não apenas conteúdos científicos tradicionais, tem se intensificado nas pesquisas educacionais das últimas décadas. Nesse sentido, a história da ciência configura-se um recurso pedagógico interessante para tratar sobre a construção do conhecimento científico em ambiente escolar” [6].

Forato (2009) utiliza-se de três eventos da história da luz para tratar de aspectos epistemológicos que problematizavam uma visão empírico-indutivista da ciência, onde ela mapeia uma conjunto de obstáculos e propõe uma estratégia para resolvê-los em sala de aula [6].

Silva (2002) apresenta em sua tese uma viagem pela história da ciência detalhando as experiências mais importantes para a determinação da velocidade da luz, a qual inicia essa viagem na antiguidade clássica até a descoberta de Roemer. A apresentação é dividida em três partes: a velocidade da luz na antiguidade, velocidade da luz na idade média e os estudos de Kepler e Galileo para a determinação da velocidade da luz [7].

Silva & Hetem (2022) sugerem uma proposta para o ensino de astronomia com os conteúdos da disciplina de Física. Esses autores elencam tópicos associados ao estudo da luz a fim de produzir materiais que auxiliassem professores a utilizarem-se dessa temática no ensino de astronomia [8].

Já Boyer (1941) investiga as primeiras estimativas para a determinação da velocidade da luz, buscando principalmente apontar os valores obtidos pelos experimentos de

Roemer e Bradley, pelos seus contemporâneos e sucessores, comentando sobre a incerteza e inconsistência dos valores obtidos [9].

2.1 Obtenção do valor de c

Já é conhecido atualmente que a velocidade da luz é uma constante fundamental da natureza. Contudo, a determinação desse valor não foi algo imediato, houve todo um processo de modificação das ideias relacionadas à luz envolvido nessa medição, e garantir a precisão do valor dessa constante, tornou-se uma tarefa difícil. Rodrigues [10] (2022) menciona:

“Testar a variabilidade das constantes fundamentais na Natureza consiste em um dos testes mais fortes da Física fundamental. Qualquer evolução significativa desses valores sugeriria imediatamente uma nova Física e exigiria uma profunda reformulação do modelo padrão da Cosmologia e de Partículas, sem falar do Eletromagnetismo, da Termodinâmica e da Gravitação. Esses testes foram exaustivamente realizados na Terra e em sua vizinhança solar por vários anos, com grande precisão, apresentando evidência nula de evolução nas constantes fundamentais.” [10].

Aqui, são apresentados alguns dos experimentos históricos para a obtenção do valor de c .

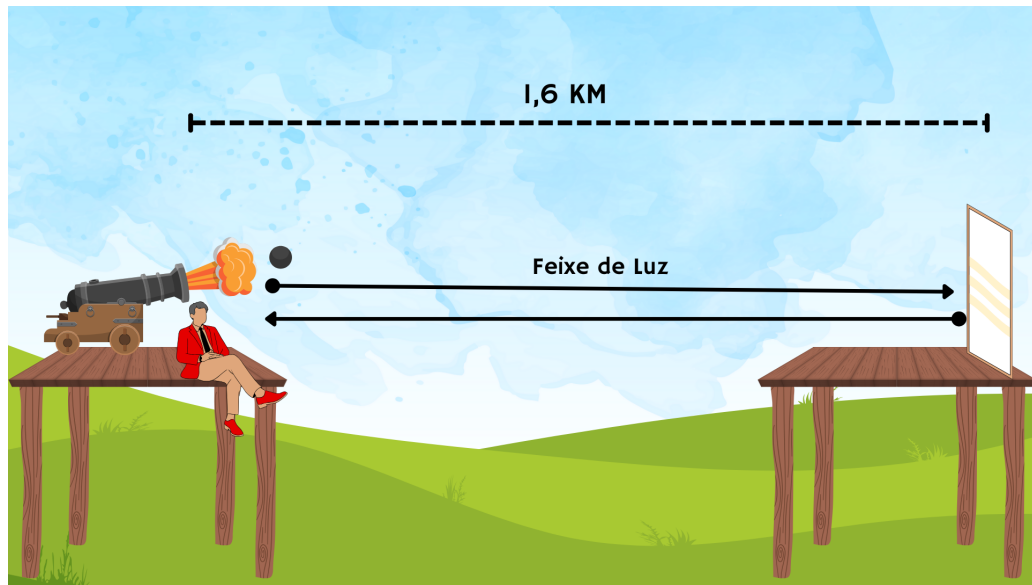
2.1.1 Isaac Beeckman e Galileu Galilei

A primeira ideia para se calcular a velocidade da luz veio de Isaac Beeckman (1588-1637) que propôs calcular o tempo que a luz do clarão do disparo de um canhão precisa para chegar ao observador refletindo em um espelho a uma distância de 1,6 km. A Figura 1 mostra essa ideia visualmente [11].

Isaac Beeckman foi um matemático, físico, médico e filósofo. Ele descreveu a relação entre comprimento e a frequência das cordas vibrantes, teve contato com René Descartes e, através dele, teve influência na história da ciência [12].

Posterior a Beeckman, Galileu Galilei foi a segunda pessoa a tentar calcular a velocidade da luz em 1638. O experimento de Galileu consistia em utilizar duas lanternas que possuíam grades, essas grades podiam ser abertas e fechadas, permitindo ou inibindo a passagem de luz. Um assistente de Galileu se posicionava com uma das lanternas no topo de uma montanha, enquanto Galileu se posicionava com a outra lanterna no topo de outra montanha. A distância entre eles era de aproximadamente 1 Km. Com as duas lanternas com as grades fechadas, Galileu abria a grade da sua lanterna e permitia a passagem de luz, o assistente ao ver a luz abria a grade da sua, e Galileu ao ver a luz da lanterna do seu assistente cronometrava o tempo. Apesar de Galileu não conseguir calcular o tempo

Figura 1 – Ideia de Isaac Beeckman para calcular a velocidade da luz.



Fonte: Autor.

que a luz percorria essa distância, ele concluiu apenas que a luz é muito rápida, a figura 2 ilustra o experimento de Galileu [11].

Figura 2 – Experimento de Galileu para calcular a velocidade da luz.



Fonte: Autor.

2.1.2 Ole Roemer

O experimento de Ole Roemer, como um dos primeiros a determinar a velocidade da luz, demonstrou que a luz tinha velocidade finita. Castañeda et al. (2016) percorrem historicamente pelas várias experiências de medição da velocidade da luz, na qual citam autores como Galileo Galilei e Hippolyte Fizeau, explicando as diferenças entre seus

métodos para determinação da velocidade da luz [11]. Além disso, o autor se aprofunda na descoberta de Ole Roemer analisando características de Júpiter e Io, que foram peças fundamentais para a realização do experimento.

Ole Roemer nasceu em 1644, na cidade de Arhus em Jutlândia. Roemer contribuiu para várias questões científicas, introduzindo ideias novas nos instrumentos de sua época. Em 1681 se tornou matemático real e professor de astronomia na Universidade de Copenhague. Em 1688 passou a ter cargos administrativos importantes, como engenheiro hidráulico, chefe de polícia, prefeito de Copenhague, assessor-chefe de impostos, chefe de conselho de estado e senador [13].

Roemer realizou tentativas de medir paralaxes de estrelas fixas através de observações frequentes, além de reduzir erros de observação através de instrumentação com técnicas inovadoras. Nessa época, um dos principais desafios científicos era encontrar uma prova da hipótese de Copérnico, de que os planetas giram ao redor do sol, através da paralaxe estelar [13].

Roemer tinha um olhar atento para a precisão instrumental e trabalhou na quantificação dos efeitos da temperatura ambiente nos erros instrumentais. Para fazer isso corretamente, ele mesmo teve que definir uma escala de temperatura e, como tal, lançou as bases da escala Fahrenheit. Em 1681, convocado por Christian V, rei da Dinamarca, tornou-se matemático e professor de astronomia na Universidade de Copenhague [13].

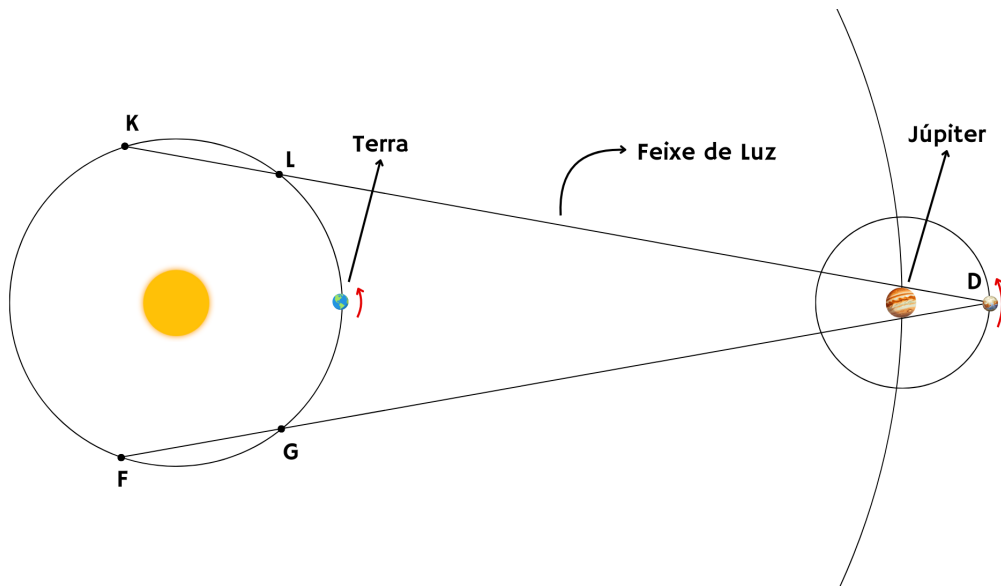
Por trás de muitos fenômenos da natureza existem muitos conceitos físicos envolvidos desconhecidos, os quais passam despercebidos até a obtenção de algum resultado. A equação de Rydberg-Balmer, por exemplo, descreve as linhas de espectro do átomo de hidrogênio. Todavia, a expressão foi formulada empiricamente e somente alguns anos depois ela foi explicada pelo modelo atômico proposto por Niels Bohr. Não diferentemente, Ole Roemer com seu método de usar os eclipses do satélite natural de Júpiter, Io, para demonstrar a finitude da velocidade da luz, utilizou-se do que hoje conhecemos como Efeito Doppler, Shea (1998) descreve:

“Roemer fez isso 166 anos antes de Christian Doppler descrever o que hoje chamamos de efeito Doppler e seu mecanismo em 1842. Embora o método concebido por Roemer seja inquestionavelmente válido, seu artigo original e único sobre o assunto deixou de fora muitos dos detalhes necessários para determinar se suas medições foram adequadas à tarefa de demonstrar o efeito que ele afirmou ter observado” [14].

O Efeito Doppler está presente na hipótese de Roemer, mas não de forma explícita. A Figura 3, modificada da figura original, mas sem perder suas características para o entendimento do fenômeno físico, descreve o fenômeno observado. Hansen (1944) escreve sobre a Hipótese de Ole Roemer:

“Agora, supondo que a Terra esteja em L, próximo à segunda quadratura de Júpiter, um observador terrestre vê o primeiro satélite joviano no momento em que ele emerge da sombra do planeta em D. Supondo também que 42,5 h depois, isto é, após uma revolução completa do satélite, o observador terrestre, quando em K, no momento de uma nova emergência da sombra do planeta, vê o satélite em D com atraso em relação ao tempo que foi visto quando a Terra estava em L. Isto torna-se evidente se considerado que a luz gasta certo tempo para atravessar o espaço LK e chegar ao observador. Desta forma, a revolução do satélite joviano, quando observada por meio de suas emergências da sombra de Júpiter, será retardada por um tempo correspondente ao tempo gasto pela luz para percorrer o trecho LK. De outra forma, considerando a quadratura FG, a Terra, ao se aproximar de Júpiter, move-se em direção ao planeta, o que leva à sucessão de imersões do satélite joviano na região de sombra parecerem encurtadas em tempo, na mesma proporção que as emergências parecem aumentadas na quadratura LK.” [15].

Figura 3 – Hipótese de Roemer para o atraso do eclipse da lua Io de Júpiter.



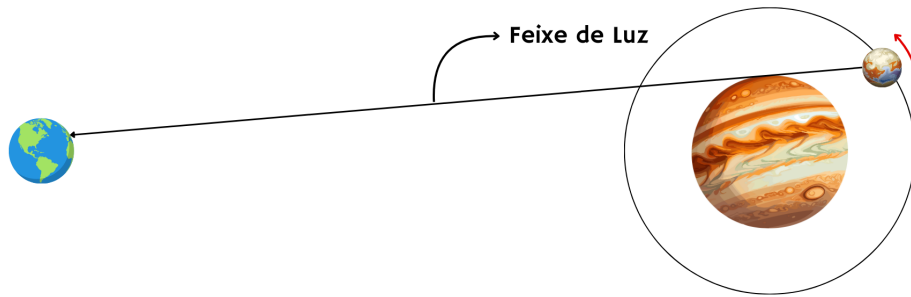
Fonte: Autor.

As órbitas dos quatro satélites principais de Júpiter, Io, Europa, Ganimedes e Calisto, possuem excentricidade muito pequenas. O equador de Júpiter e sua órbita fazem um ângulo pequeno com o plano da eclíptica, o que faz com que os satélites se localizem praticamente nesse plano. Roemer realizou suas observações quando Júpiter estava próximo de seu afélio, o que minimiza os efeitos decorrentes da excentricidade, já que a distância de Júpiter é máxima [7].

O período entre dois eclipses de um objeto pode ser facilmente calculado a partir do seu período de translação, podendo-se calcular seus sucessivos eclipses. O período de translação de Io é de aproximadamente 42 horas. Considere que a Terra e Júpiter estejam estacionários e apenas o satélite Io esteja orbitando Júpiter, conforme a Figura 4. Para o observador que está na Terra, o período T de revolução de Io é constante. Ou seja, se o

observador da Terra vê a primeira emergência de Io, ele deverá esperar T para ver a segunda [7].

Figura 4 – Eclipse de Io com Júpiter e a Terra estacionárias.



Fonte: Autor.

Agora retomando para a [Figura 3](#) consideraremos que a Terra orbita o sol normalmente. Se um observador da Terra na posição L observou a primeira emergência de Io, para que o ele observe a segunda emergência deverá considerar a distância que a Terra se afasta de Júpiter. Se a após o período T o observador se encontrar na posição K , ele deve considerar o tempo que a luz demora para percorrer o intervalo de distância entre L e K , isto é, o tempo de eclipse passa a ser $T + t$ onde t é justamente o intervalo que a luz precisa percorrer o intervalo entre L e K . Nessa condição o observador verá o eclipse de Io atrasado. Agora, supondo que a Terra esteja se aproximando de Júpiter, e que o observador veja a primeira emergência de Io em F , e após o período T esteja em G , o observador já teria visto o eclipse, pois o tempo de eclipse nessa ocasião se torna $T - t$. Após essa descoberta sobre essa variação do período de eclipse de Io, Roemer concluiu que a velocidade da luz seria finita [7].

A descoberta de Roemer sobre a velocidade da luz ser finita foi de forma indireta, pois Roemer estava preocupado em resolver outro problema da sua época: a determinação da longitude. Um grande problema do século XVII era a produção de melhores mapas em relação aos utilizados nessa época, e para isso era necessário um método para medir as longitudes. Devido a os únicos pontos de referência em alto mar serem as estrelas e o Sol, os navegadores precisavam de um sistema de coordenadas espaciais baseada nas observações desses astros. O método se tratava na orientação através das linhas imaginárias da latitude e longitude [5].

O problema desse método era a determinação das longitudes, mas devido ao

movimento da Terra não era possível calcular essa coordenada a partir de observações de um corpo celeste, a não ser que se conhecesse o horário exato das observações. O cálculo das longitudes dependiam da medição simultânea da diferença de tempo entre dois pontos, um de longitude conhecida e outro de longitude a ser determinada. Como na época não havia relógios precisos, a medição de longitudes era muito difícil [5].

Uma maneira possível de se resolver esse problema era a observação de um fenômeno astronômico que pudesse ser visto de dois locais distintos simultaneamente, para ser usado como um relógio sincronizado. Um fenômeno utilizado na época era os eclipses lunares, mas devido a baixa frequência não era um bom relógio, uma solução proposta foi a observação de eclipses do satélite de Júpiter, como esse fenômeno pode ser visto de diferentes regiões da Terra ao mesmo tempo ele contribuiu para o conhecimento da diferença de horário entre um local conhecido e qualquer outro ponto da Terra [5].

Em 1672, Ole Roemer acompanhou Jean Picard até Paris para trabalhar no novo observatório de Paris, durante seu período na França ficou responsável pela realização de um grande número de observações astronômicas de Júpiter. Nessas observações Ole Roemer notou que o período médio de Io calculado nos horários de imersão era ligeiramente menor que o período calculado nos horários de emergência. E em 1676, Roemer anunciou para os membros da *Académie de Sciences* que o eclipse do primeiro satélite de Júpiter previsto para acontecer no dia 9 de novembro de 1676, às 05h25min45s teria um atraso de 10 minutos. Assim que provado esse atraso, Roemer atribuiu o atraso ao fato da luz se propagar com velocidade finita. Além de estimar que a luz precisaria de 11 minutos para atravessar o raio da órbita terrestre [5].

2.1.3 Hippolyte Fizeau

Em 1849, o físico francês Hippolyte Fizeau realizou um experimento utilizando uma fonte de luz, uma roda dentada e um espelho para calcular a velocidade da luz [16].

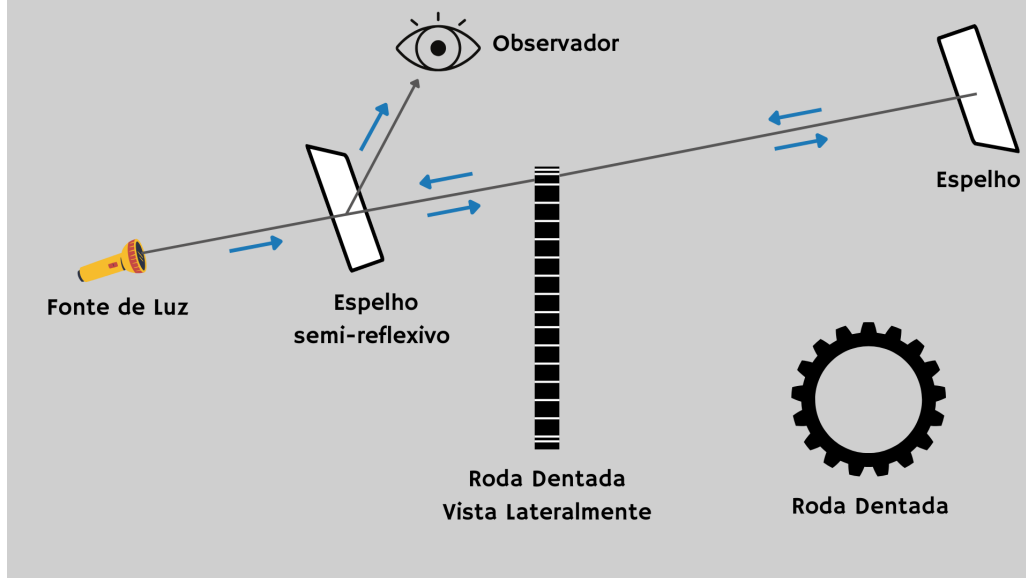
O experimento consistia em focalizar um feixe de luz sobre os dentes de uma roda dentada que girava com uma velocidade uniforme ao longo de um eixo paralelo ao feixe de luz, o feixe após passar pela roda dentada era refletido em um espelho perpendicularmente, retornando e atingindo a roda dentada [16].

A ideia de Hippolyte Fizeau para calcular a velocidade da luz nesse experimento era justamente encontrar, a frequência de rotação da roda, para que sempre que a luz refletida no espelho colidisse com o dente na volta, ou seja, a luz ao ser emitida pela fonte passava pela fresta entre dois dentes, e ao retornar colidia com um dente que ocupava essa fresta devido a rotação da roda [16].

Hippolyte Fizeau se atentou em utilizar uma roda dentada na qual os dentes e o espaçamento entre eles tivessem as mesmas dimensões, também utilizou uma fonte de luz

pontual forte o suficiente devido a distância escolhida [16].

Figura 5 – Configuração do aparato experimental utilizado por Fizeau para calcular a velocidade da luz.



Fonte: Autor.

O tempo t_d que o dente da roda leva para preencher o espaçamento após a luz passar pela roda é igual ao tempo t_c que a luz leva para percorrer o dobro da distância entre a roda e o espelho [16].

$$dt_d = dt_c. \quad (2.1)$$

A distância que o dente percorre para preencher o espaço vazio é dado por

$$ds_d = \frac{C}{2n_d}, \quad (2.2)$$

onde C é o comprimento da circunferência da roda e $2n_d$ é o dobro do número de dentes, visto que deve-se considerar os espaçamentos entre eles.

A velocidade da roda é dada por

$$v_r = C \cdot f,$$

onde f é a frequência da roda. Sabendo que

$$dt_d = \frac{ds_d}{v_r},$$

então

$$dt_d = \frac{C}{2n_d} \cdot \frac{1}{C \cdot f},$$

$$dt_d = \frac{1}{2fn_d}. \quad (2.3)$$

O tempo que o o dente leva para percorrer a distância ds_d é dado pela equação (3.3).

O tempo que a luz leva para percorrer o dobro da distância s (distância entre a roda e o espelho) é dada por:

$$dt_c = \frac{2s}{v_c}, \quad (2.4)$$

onde v_c é a velocidade da luz, igualando as equações (3.3) e (3.4), temos:

$$\frac{1}{2fn_d} = \frac{2s}{v_c},$$

por fim, a equação para calcular a velocidade da luz no experimento de fizeau é

$$v_c = 4sfn_d. \quad (2.5)$$

Fizeau realizou a medição entre um mirante de uma casa entre Suresnes e Montmartre, em Paris, distantes 8.633 metros uma da outra. A roda utilizada possuía 720 dentes e o primeiro bloqueio da luz veio com uma frequência de 12,5 voltas por segundo, obtendo assim um valor aproximado da velocidade da luz de 310.000 quilômetros por segundo [16].

2.1.4 Obtenção teórica do valor de c

O ponto principal para a obtenção das ondas eletromagnéticas foi a "corrente de deslocamento no vácuo". A partir da lei da indução onde um campo elétrico variável com o tempo produz um campo magnético, esse campo magnético também será variável com o tempo, que ocasionará na formação de outro campo elétrico variável no tempo, e assim por diante. Ou seja, o efeito é auto-sustentado, a onda se propaga [17].

Os métodos para obtenção do valor da velocidade da luz não se resumiram apenas na realização de experimentos práticos. James Clerk Maxwell calculou o valor da velocidade da luz teoricamente. As equações de Maxwell no vácuo em sua forma diferencial são quatro [17]:

$$\nabla \times \vec{B} = \mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial \vec{E}}{\partial t}, \quad (2.6)$$

$$\nabla \times \vec{E} = -\frac{\partial \vec{B}}{\partial t}, \quad (2.7)$$

$$\nabla \cdot \vec{E} = 0, \quad (2.8)$$

$$\nabla \cdot \vec{B} = 0. \quad (2.9)$$

Buscando uma solução simples para as equações de Maxwell, sem perda de generalidade, ela dependerá apenas de uma coordenada e do tempo. Escolhendo o eixo z , as funções do campo elétrico e magnético passam a ser:

$$\vec{E} = \vec{E}(z, t),$$

$$\vec{B} = \vec{B}(z, t).$$

Aplicando o divergente e o rotacional inicialmente no campo elétrico, temos

$$\nabla \cdot \vec{E} = \frac{\partial E_x}{\partial x} + \frac{\partial E_y}{\partial y} + \frac{\partial E_z}{\partial z} = \frac{\partial E_z}{\partial z}, \quad (2.10)$$

$$\nabla \times \vec{E} = \begin{vmatrix} \hat{x} & \hat{y} & \hat{z} \\ \frac{\partial}{\partial x} & \frac{\partial}{\partial y} & \frac{\partial}{\partial z} \\ E_x & E_y & E_z \end{vmatrix} = -\hat{x} \frac{\partial E_y}{\partial z} + \hat{y} \frac{\partial E_x}{\partial z}. \quad (2.11)$$

Para o campo magnético, se obtêm as mesmas equações:

$$\nabla \cdot \vec{B} = \frac{\partial B_x}{\partial x} + \frac{\partial B_y}{\partial y} + \frac{\partial B_z}{\partial z} = \frac{\partial B_z}{\partial z}, \quad (2.12)$$

$$\nabla \times \vec{B} = \begin{vmatrix} \hat{x} & \hat{y} & \hat{z} \\ \frac{\partial}{\partial x} & \frac{\partial}{\partial y} & \frac{\partial}{\partial z} \\ B_x & B_y & B_z \end{vmatrix} = -\hat{x} \frac{\partial B_y}{\partial z} + \hat{y} \frac{\partial B_x}{\partial z}. \quad (2.13)$$

Com isso, as equações de Maxwell se tornam:

$$-\hat{x} \frac{\partial B_y}{\partial z} + \hat{y} \frac{\partial B_x}{\partial z} = \mu_0 \epsilon_0 \left(\frac{\partial E_x}{\partial t} \hat{x} + \frac{\partial E_y}{\partial t} \hat{y} + \frac{\partial E_z}{\partial t} \hat{z} \right), \quad (2.14)$$

$$-\hat{x} \frac{\partial E_y}{\partial z} + \hat{y} \frac{\partial E_x}{\partial z} = -\frac{\partial B_x}{\partial t} \hat{x} - \frac{\partial B_y}{\partial t} \hat{y} - \frac{\partial B_z}{\partial t} \hat{z}, \quad (2.15)$$

$$\frac{\partial E_z}{\partial z} = 0, \quad (2.16)$$

$$\frac{\partial B_z}{\partial z} = 0. \quad (2.17)$$

As equações (3.14) e (3.16), (3.15) e (3.17) mostram que

$$\frac{\partial E_z}{\partial z} = \frac{\partial E_z}{\partial t} = 0 = \frac{\partial B_z}{\partial z} = \frac{\partial B_z}{\partial t}, \quad (2.18)$$

onde E_z e B_z só podem ser constantes, ou seja, campo eletrostático uniforme e campo magnético uniforme. Como não há interesse em soluções estáticas, consideramos:

$$E_z = B_z = 0. \quad (2.19)$$

As outras componentes são dois sistemas que são independentes, o primeiro são as duas equações seguintes:

$$\frac{\partial B_y}{\partial z} = -\mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial E_x}{\partial t}, \quad (2.20)$$

$$\frac{\partial E_x}{\partial z} = -\frac{\partial B_y}{\partial t}. \quad (2.21)$$

o segundo sistema é

$$\frac{\partial B_x}{\partial z} = \mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial E_y}{\partial t}, \quad (2.22)$$

$$\frac{\partial E_y}{\partial z} = -\frac{\partial B_x}{\partial t}. \quad (2.23)$$

O primeiro sistema é referente ao par (E_x, B_y) e o segundo sistema é referente ao par (E_y, B_x) [17].

Derivando parcialmente a equação (3.20) em relação a z e a equação (3.21) em relação a t , temos:

$$\frac{\partial^2 B_y}{\partial z^2} = -\mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial^2 E_x}{\partial z \partial t}, \quad (2.24)$$

$$\frac{\partial^2 E_x}{\partial z \partial t} = -\frac{\partial^2 B_y}{\partial t^2}. \quad (2.25)$$

Substituindo a equação (3.25) na equação (3.24), vem:

$$\frac{\partial^2 B_y}{\partial z^2} - \mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial^2 B_y}{\partial t^2} = 0. \quad (2.26)$$

Agora derivando parcialmente a equação (3.20) em relação a t e a equação (3.21) em relação a z ,

$$\frac{\partial^2 B_y}{\partial z \partial t} = -\mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial^2 E_x}{\partial t^2}, \quad (2.27)$$

$$\frac{\partial^2 E_x}{\partial z^2} = -\frac{\partial^2 B_y}{\partial z \partial t}. \quad (2.28)$$

Substituindo a equação (3.28) na equação (3.27), temos:

$$\frac{\partial^2 E_x}{\partial z^2} - \mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial^2 E_x}{\partial t^2} = 0. \quad (2.29)$$

Com isso, tanto E_x e B_y satisfazem a equação de onda

$$\frac{\partial^2 f}{\partial z^2} - \frac{1}{v^2} \frac{\partial^2 f}{\partial t^2} = 0, \quad (2.30)$$

o mesmo valendo para as componentes do segundo sistema [17].

Todas as componentes dos campos eletromagnéticos satisfazem a equação de ondas unidimensional, com velocidade de propagação

$$v = \frac{1}{\sqrt{\epsilon_0 \mu_0}}. \quad (2.31)$$

Como são conhecidos os valores da permissividade elétrica $\epsilon_0 \cong \frac{10^{-9}}{4\pi \cdot 8,98755} \text{ F/m}$ e da permeabilidade magnética $\mu_0 = 4\pi \cdot 10^{-7} \text{ H/m}$, obtemos um valor para a velocidade de

$$v \cong 2,99792 \cdot 10^8 \text{ m/s} \quad (2.32)$$

que é justamente o valor da velocidade da luz no vácuo [17].

Na época de Maxwell, o valor de c era conhecido pelas experiências de Ole Roemer e Hippolyte Fizeau, e o valor de ϵ_0 e μ_0 havia sido determinado por experimentos de Kohlrausch e Weber. As soluções obtidas possuem campos elétricos e magnéticos $((E_x, B_y)$ e $(E_y, B_x))$ sempre transversais à direção de propagação z da onda [17].

Maxwell obteve os resultados durante seu tempo de permanência numa casa de campo, verificando os valores numéricos ao retornar a Londres. Em seu trabalho *A dynamical theory of the electromagnetic field* publicado em 1864, ele escreveu:

“As equações gerais são então aplicadas ao caso de uma perturbação magnética propagada através de um campo não condutor, e demonstra-se que as únicas perturbações que podem se propagar dessa maneira são aquelas transversais à direção de propagação. Além disso, a velocidade de propagação é a velocidade v , obtida em experimentos como os de Weber, que representa o número de unidades eletrostáticas de eletricidade contidas em uma unidade eletromagnética. Essa velocidade é tão próxima da velocidade da luz que temos fortes razões para concluir que a própria luz (incluindo o calor radiante e outras radiações, se houver) é uma perturbação eletromagnética na forma de ondas propagadas através do campo eletromagnético de acordo com as leis eletromagnéticas.” [18].

Esse foi um momento muito importante na história da Física, já que a eletricidade e o magnetismo haviam se desenvolvido em paralelo, como áreas distintas, até que Oersted mostrou que correntes elétricas geravam campos magnéticos, e Faraday descobriu que variações de campos magnéticos com o tempo geravam campos elétricos [17].

Maxwell abrangeu ainda mais essa unificação do eletromagnetismo incluindo a ótica, uma área da Física separada das demais, agora se torna um ramo do eletromagnetismo [17].

2.2 Uso da luz em Astrofísica

Aqui será apresentado a importância da luz para a Astrofísica, todas as informações que podem ser obtidas dos corpos celestes a partir da luz.

2.2.1 Fotometria

A Fotometria é a medida da luz proveniente de um objeto. Até o fim da idade média, a observação astronômica a olho nu era o meio mais importante para a compreensão dos objetos celestes. Posteriormente com a invenção do telescópio no início do século XVII veio as importantes observações de Galileu. A astrofotografia se iniciou no fim do século XIX, muitos tipos de detectores são usados para estudar a radiação eletromagnética do espaço desde as últimas décadas. Todo o espectro eletromagnético (desde a radiação gama até as ondas de rádio) são usadas para observações astronômicas [1].

Como a maioria das observações utiliza radiação eletromagnética, pode-se obter informações sobre a natureza física do objeto estudado, além da distribuição de energia desta radiação [1].

Uma das grandezas mais importantes do campo da radiação é uma constante chamada intensidade específica monocromática. Quando a luz é emitida de uma fonte isotrópica¹ ela é expandida esfericamente em todas as direções, cujo o raio vai aumentando

¹ Se diz que uma fonte é isotrópica se as propriedades físicas forem as mesmas independente da direção.

conforme a luz se propaga. A intensidade específica é a energia que atravessa uma unidade de área da fonte, por unidade de tempo e por unidade de ângulo sólido [1]:

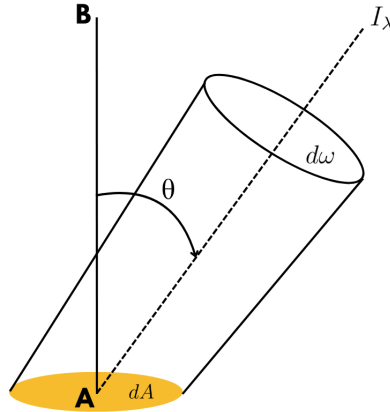
$$I_{\perp} = \frac{dE}{dt dA d\omega}. \quad (2.33)$$

Considerando apenas a energia emitida em um intervalo de frequências $[f, f + df]$, ela é chamada de intensidade específica monocromática [1]:

$$I_{f\perp} = \frac{dE}{dt dA d\omega df}. \quad (2.34)$$

Geralmente essa energia não se propaga isotropicamente. Assim a energia que atravessa determinada área dependerá do ângulo entre a direção normal à área e a direção no qual a energia se propaga, conforme a figura 6 [1].

Figura 6 – Intensidade específica na direção θ , dentro de um ângulo sólido $d\omega$.



Fonte: Adaptado de [1].

A intensidade específica passa a ser

$$I_f = \frac{dE \cos \theta}{dt dA d\omega df}. \quad (2.35)$$

Por definição, a intensidade específica monocromática por intervalo de comprimento de onda deve ser igual à intensidade específica monocromática por intervalo de frequência [1]:

$$I_f |df| = I_{\lambda} |d\lambda| \quad (2.36)$$

A energia dentro do ângulo sólido permanece sempre a mesma, sendo que a intensidade específica não varia com a distância entre o observador e a fonte [1].

É através da intensidade específica que se mede o fluxo, outra grandeza importante para a astronomia. O fluxo pode ser entendido como a potência por unidade de área [1].

O fluxo em um certo intervalo de frequência é dado por

$$dF_f = I_{f\perp} \cos \theta d\omega = \frac{dE \cos \theta}{dA dt df} \quad (2.37)$$

A integração do intervalo infinitesimal do fluxo em relação ao ângulo sólido (para toda a esfera) nos retorna o fluxo em uma determinada frequência f :

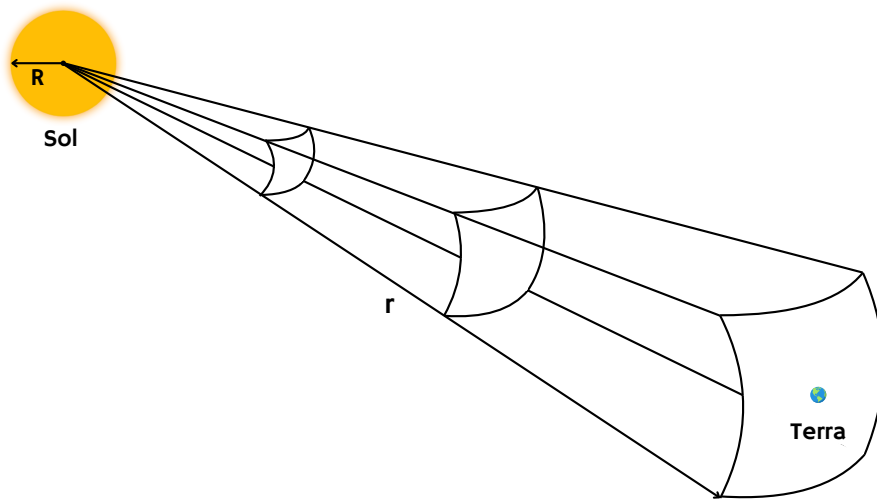
$$\int I_f d\omega = \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I_{f\perp} \cos \theta \sin \theta d\theta d\phi \quad (2.38)$$

nesse caso, o fluxo em uma determinada frequência é a potência através de uma superfície, e o fluxo integrado em todo o espectro de frequência é dado pela [Equação 2.39](#) [1].

$$F = \int_0^{\infty} F_f df. \quad (2.39)$$

O fluxo é inversamente proporcional ao quadrado da distância, quanto maior a distância menor será o fluxo de radiação. O fluxo na superfície do Sol, por exemplo, é muito maior que o fluxo que chega para o observador na Terra ([Figura 7](#)), como mostrado pelas expressões (considerando que a superfície é perfeitamente esférica)

Figura 7 – O fluxo do sol em função na distância.



Fonte: Autor.

$$F_s(R) > F_t(r)$$

e

$$\frac{L}{4\pi R^2} > \frac{L}{4\pi r^2},$$

onde L é a Luminosidade, outra grandeza de muita importância para a astrofísica [1].

A partir do fluxo obtemos o brilho aparente das estrelas, pois o fluxo depende de duas grandezas que são a luminosidade e a distância. Duas estrelas com a mesma luminosidade e a mesma distância do observador terão o mesmo fluxo, mas para o caso das duas estrelas terem luminosidades diferentes e distâncias diferentes pode haver diferentes configurações que resulte na igualdade do brilho ou não [19].

As expressões para o fluxo na superfície do Sol e o fluxo na superfície onde a Terra se encontra é proveniente da integração (Equação 2.40) sobre toda a superfície do Sol.

$$L = \oint_{\text{Superfície}} F dA \quad (2.40)$$

No caso de objetos extensos, pode-se definir o brilho superficial, que é o fluxo por unidade de área angular do objeto. O brilho superficial como a intensidade específica não depende da distância, pois tanto o fluxo como a área angular diminuem com o quadrado da distância, ou seja, o brilho superficial do Sol para a Terra é o mesmo para Júpiter. Na Figura 8, em **A** é mostrado o ângulo sólido θ_T no referencial da Terra e o ângulo sólido θ_J de Júpiter, em **B** é mostrado o Sol na visão do observador da Terra e em **C** é mostrado o Sol na visão do observador de Júpiter. Apesar do fluxo em Júpiter ser 25 vezes menor que na Terra, o brilho superficial do Sol em Júpiter é o mesmo na Terra, pois o tamanho angular do Sol é 25 vezes menor em Júpiter do que na Terra, ocorrendo a compensação da diminuição do fluxo [1].

Pela Figura 8, é perceptível que

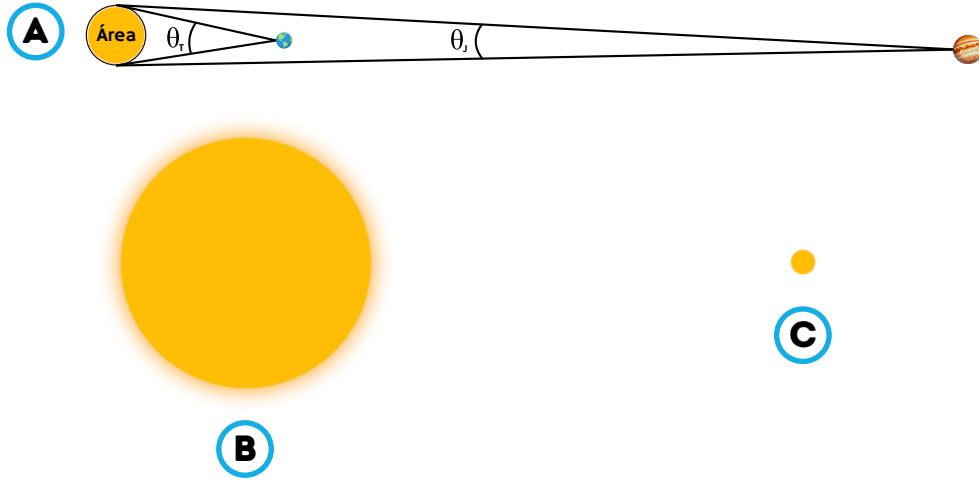
$$\theta_T > \theta_J. \quad (2.41)$$

A luminosidade é a energia total emitida por uma estrela em um intervalo de tempo, essa energia é emitida para o espaço em todas as direções. A luminosidade é uma grandeza calculada a partir do brilho aparente do corpo celeste, que nada mais é do que o fluxo em uma determinada distância desse objeto. Por exemplo, o brilho aparente do sol na Terra é dada pela expressão

$$F_T(r) = \frac{L}{4\pi r^2}, \quad (2.42)$$

o brilho aparente muda conforme a distância da medição ou a luminosidade emitida pelo objeto [19].

Figura 8 – Brilho aparente do Sol na Terra e em Júpiter.



Fonte: Autor.

Determinado o brilho aparente a partir de estudos fotométricos, a luminosidade é dada por

$$L = 4\pi d^2 F. \quad (2.43)$$

A relação entre as luminosidades de duas estrelas é dada pela expressão

$$\frac{L_1}{L_2} = \frac{4\pi d_1^2 F_1}{4\pi d_2^2 F_2},$$

que simplificada se torna

$$\frac{L_1}{L_2} = \left(\frac{d_1}{d_2} \right)^2 \frac{F_1}{F_2}, \quad (2.44)$$

a luminosidade de uma estrela em função da luminosidade do sol podem variar de $10^{-4}L_{\odot}$ a $10^6 L_{\odot}$ [19].

Através do seu brilho aparente pode-se definir uma nova grandeza astronômica denominada de magnitude aparente. A magnitude aparente m de uma estrela é uma medida do seu brilho aparente e a primeira escala para medir magnitudes aparentes foi idealizada por Hiparco de Niceia por volta de 150 a.C., nesta escala as magnitudes variam de $m = 1$ a $m = 6$, correspondendo as estrelas mais brilhantes e menos brilhantes respectivamente. Em 1856, o astrônomo inglês Norman Robert Pogson propôs um sistema baseado na percepção do olho humano (que é logarítimo), nesse sistema o fluxo correspondente a uma estrela de magnitude $m_1 = 1$ era 100 vezes mais intenso que uma estrela de magnitude $m_2 = 6$, representado pela expressão

$$m_1 - m_2 = K \log \frac{F_1}{F_2},$$

onde

$$1 - 6 = K \log 100,$$

$$-5 = 2 \cdot K,$$

$$K = -2.5,$$

portanto

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{F_1}{F_2}, \quad (2.45)$$

onde F_1 e F_2 são os brilhos aparentes de duas estrelas e m_1 e m_2 suas respectivas magnitudes [19].

A partir da magnitude aparente podemos definir a magnitude absoluta M . A magnitude absoluta de uma estrela é definida como a magnitude aparente se esta estrela estivesse à uma distância de 10 pc² do observador, essa magnitude é utilizada para poder comparar estrelas diferentes com base na sua luminosidade. A expressão que representa essa grandeza é dada por

$$m - M = 5 \log \frac{d}{10 \text{ pc}}, \quad (2.46)$$

onde a diferença $m - M$ é chamada de módulo da distância. Para $d = 10 \text{ pc}$, a magnitude absoluta se iguala a magnitude aparente $M = m$, $M > m$ se $d < 10 \text{ pc}$ e $M < m$ se $d > 10 \text{ pc}$ [19].

As magnitudes são usadas para comparação do brilho de objetos celestes independente da sua distância. Além disso, pode-se calcular a distância de uma estrela baseada na magnitude aparente e absoluta, a distância é dada pela equação a seguir, proveniente da equação anterior (Equação 2.46) [20].

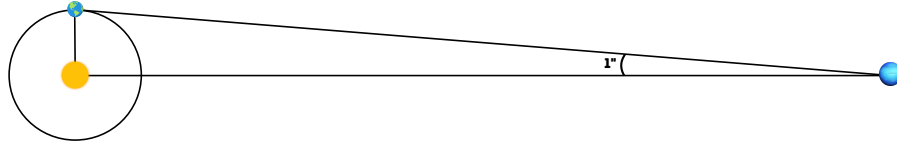
$$d = 10^{\frac{m-M+5}{5}}. \quad (2.47)$$

Outra forma de medir as distâncias de objetos usando a luminosidade e o brilho aparente é através da paralaxe espectroscópica, nessa técnica é feito uma classificação es-

² Um *parsec* é a distância de um objeto no qual um observador nesse referencial veria o raio da órbita da Terra com um tamanho angular de 1".

pectral da estrela que permite a medida de sua luminosidade assim podendo ser comparada com seu brilho aparente para calcular a distância [20].

Figura 9 – Exemplo representativo da distância de um parsec.



Fonte: Autor.

Ao realizar medições de estrelas envolvendo o fluxo, essa grandeza depende da sensibilidade espectral do equipamento (conjunto de telescópio, filtro e detector). Definindo Φ a eficiência espectral do equipamento, o fluxo pode ser escrito como

$$F_{obs} = \int_0^\infty \Phi(\lambda) F(\lambda) d\lambda,$$

$$F_{obs} \simeq F(\lambda_0) \int_0^\infty \Phi(\lambda) d\lambda,$$

onde $F(\lambda_0)$ é o fluxo no comprimento de onda efetivo do filtro [1].

A partir de $\Phi(\lambda)$ são construídos sistemas de magnitudes. O sistema mais utilizado é o sistema UBV, desenvolvido por Harold Lester Johnson e William Wilson Morgan em 1951, no qual definem magnitudes em 3 classes espectrais: U de ultravioleta, B de *blue* (azul) e V de visual (amarelo). Nesses conjuntos, as magnitudes tem seus comprimentos de ondas efetivos em 3600 Å, 4200 Å e 5500 Å respectivamente [1].

A determinação da constante desse sistema de magnitudes é baseada usando estrelas padrões, que são estrelas na qual possuem magnitudes bem determinadas. Sendo assim, a magnitude aparente no conjunto V por exemplo é dado por

$$V = -2.5 \log F_v + C,$$

onde C é uma constante [1].

Para um equipamento que tivesse 100% de sensibilidade em todos os comprimentos de onda, seria possível obter teoricamente o fluxo em todo o intervalo espectral. A magnitude referente ao fluxo em todo o intervalo de comprimentos de onda é denominada magnitude bolométrica [1].

$$L = 4\pi R^2 \int_0^\infty F_f df = 4\pi R^2 F_{bol}.$$

É difícil medir a magnitude bolométrica na prática porque a atmosfera absorve determinados intervalos espectrais, por isso essa magnitude bolométrica é determinada a partir da magnitude visual dada por

$$m_{bol} = m_V - C.B.$$

onde $m_V = V$ e $C.B.$ é a correção bolométrica. Essa correção possui valores próximos a zero para estrelas semelhantes ao Sol e valores maiores para estrelas mais quentes ou mais frias que o Sol [1].

A magnitude bolométrica absoluta de uma estrela qualquer pode ser medida em função da magnitude bolométrica absoluta do Sol e suas respectivas luminosidades [1]:

$$M_{bol} = 4.72 - 2.5 \log \frac{L}{L_S}. \quad (2.48)$$

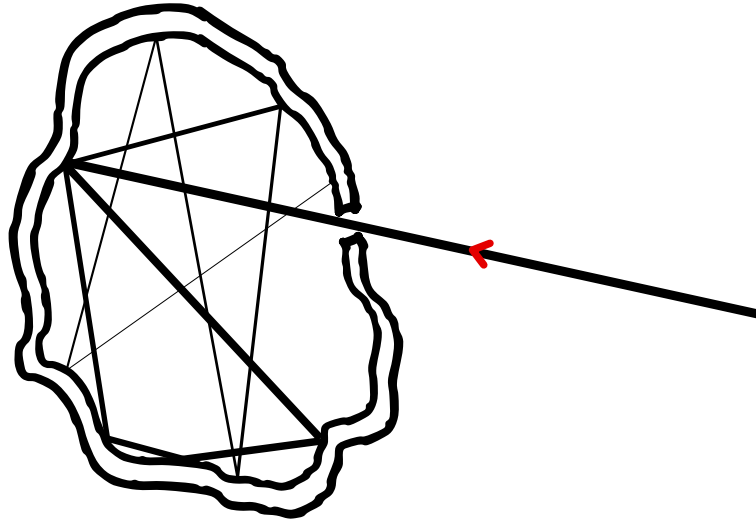
2.2.1.1 A radiação de corpo negro

A solução para o problema da radiação de corpo negro e as demais tentativas de solução contribuíram também para a obtenção de informações sobre os objetos celestes. Um corpo negro é um objeto capaz de absorver toda radiação incidente sobre ele, essa definição foi dada por Gustav Robert Kirchhoff em 1859. Todavia, a Lei de Kirchhoff diz que para um corpo estar em equilíbrio térmico a taxa de absorção deve ser a mesma de emissão $a = e$, ou seja, o corpo negro além de ser um absorvedor perfeito, ele também é um emissor perfeito [21].

Os alemães Wilhelm Wien e Otto Richard Lummer propuseram em 1895 que um corpo negro não existe na natureza, mas poderia ser construído. Um exemplo de corpo negro seria um objeto oco, na qual o acesso ao seu interior se daria por um pequeno orifício, um feixe de luz incidente sobre essa abertura do corpo é refletido sucessivas vezes na parede interna, tornando difícil a saída desse feixe (Figura 10) [1, 21].

No caso desse corpo estar com as paredes interna à mesma temperatura, a radiação emergente da abertura tem a mesma forma da radiação de um corpo negro [1].

Figura 10 – Corpo negro idealizado por Wien e Lummer.



Fonte: Adaptado de [22].

O problema da radiação de corpo negro estava em descobrir a função de emissividade $I(\lambda, T)$, na qual o resultado teórico teria que ser condizente com os resultados experimentais [22].

Os estudos sobre a emissividade do corpo negro começaram com Josef Stefan e Ludwig Boltzmann. Em 1879 Stefan chegou em uma relação empírica na qual a intensidade total irradiada do corpo seria proporcional à quarta potência da temperatura (Equação 2.49) [22].

$$R \propto T^4. \quad (2.49)$$

Somente em 1884 que Boltzmann demonstrou matematicamente a lei de Stefan considerando a radiação eletromagnética como um gás no interior do corpo negro e aplicando as leis da termodinâmica. Boltzmann conseguiu encontrar a constante de proporcionalidade da relação de Stefan, na qual foi nomeada de constante de Stefan-Boltzmann (Equação 2.50) [22].

$$R = \sigma \cdot T^4. \quad (2.50)$$

Em 1893, Wien encontrou empiricamente uma relação entre o comprimento de onda e a temperatura (Equação 2.51) que ficou conhecida como Lei de deslocamento de Wien, mas essa relação só era válida para frequências altas, ou seja, quando λ assume pequenos valores. Lummer e Ernst Pringsheim descobriram que a relação de Wien também servia para corpos não negros, porém com valores da constante diferentes [1].

$$\lambda_{max}T = 0,0028978 \text{ K} \cdot \text{m}. \quad (2.51)$$

A solução veio em 1900, quando Max Planck postulou que a energia eletromagnética só pode se propagar em quanta discretos ou fótons, cada um com energia de $E = hf$. A partir dessa quantização da energia, ele permite deduzir a intensidade de um campo de radiação. A intensidade específica monocromática de um corpo que possui uma temperatura uniforme T que está em equilíbrio termodinâmico com seu próprio campo de radiação é dada por $I_\lambda = B_\lambda(T)$, que é dada pela Lei de Planck:

$$B_\lambda(T)d\lambda = -\frac{cE}{4\pi}dn_b(p),$$

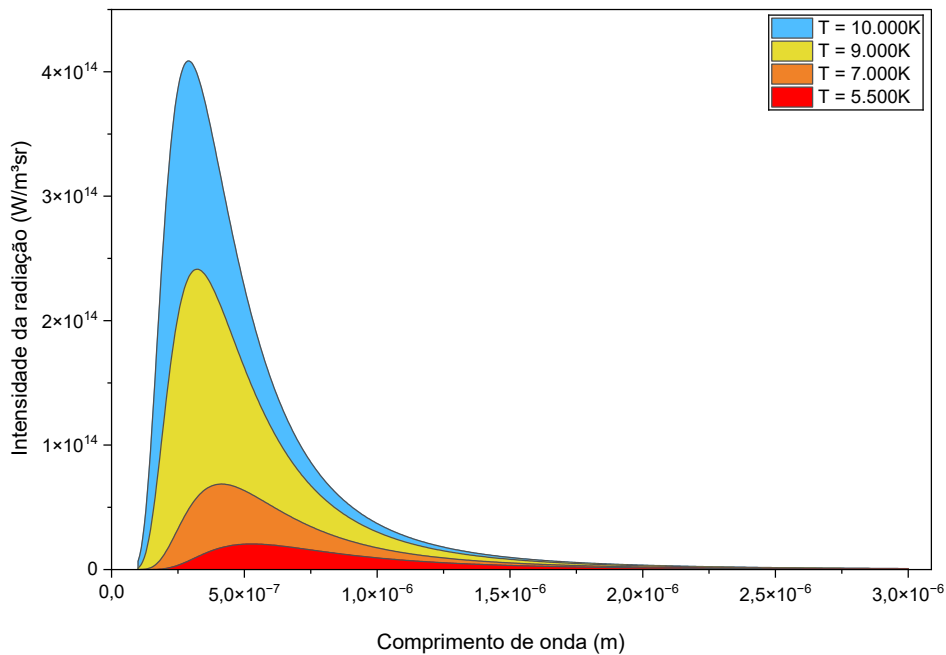
onde E é a energia da partícula e $dn_b(p)$ é o número de fótons com momentum p , que é dado pela distribuição de momentum p de Bose-Einstein [1].

No caso de um fóton que é um bóson de massa zero e spin 1, a Lei de Planck é dada por:

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}, \quad (2.52)$$

onde h é a constante de Planck, e k é a constante de Boltzmann [1].

Figura 11 – Gráfico das curvas da Lei de Planck.



Fonte: Adaptado de [1].

Em termos de frequência, a Lei de Planck se torna

$$B_f(T) = \frac{2hf^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{hf}{kT}} - 1}. \quad (2.53)$$

A Lei de Deslocamento de Wien pode ser obtida através da Lei de Planck. O comprimento de onda onde a intensidade é máxima varia com a temperatura, o extremo de qualquer função pode ser obtido através do ponto onde a derivada da função é nula, ou seja, nesse caso o extremo para uma determinada temperatura é dado por

$$\frac{dB_\lambda(T)}{d\lambda} = 0,$$

na qual encontra-se a seguinte solução:

$$\lambda_{max}T = 0,0028978 \text{ mK}, \quad (2.54)$$

a solução em termos da frequência é dada pela [Equação 2.55](#) [1].

$$hf_{max} = 2,821kT \quad (2.55)$$

Essa relação encontrada anteriormente por Wien mostra que conforme a temperatura aumenta, o comprimento de onda diminui e no caso da frequência ela aumenta. Isso explica o motivo de estrelas mais "frias" terem suas cores avermelhadas e estrelas mais quentes suas cores azuladas [1].

2.2.2 Espectroscopia

A espectroscopia é uma técnica experimental para estudar a luz através de suas cores. A partir de sua composição, pode-se obter informações sobre a estrutura e propriedades da matéria. Quase toda informação sobre as propriedades físicas das estrelas são obtidas de seus espectros [1, 23].

Quando a luz passa por um prisma ou uma rede de difração é formada uma sequência de cores, essa sequência é conhecida como espectro eletromagnético ([Figura 12](#)) [1].

Figura 12 – Espectro eletromagnético no intervalo de comprimentos de onda visível.



Fonte: Autor.

O Físico Gustav Robert Kirchhoff formulou as três leis empíricas da espectroscopia, conhecidas como espectro contínuo, espectro de emissão e o espectro de absorção. Essas leis são importantes para determinar a composição de um aglomerado de elementos [24].

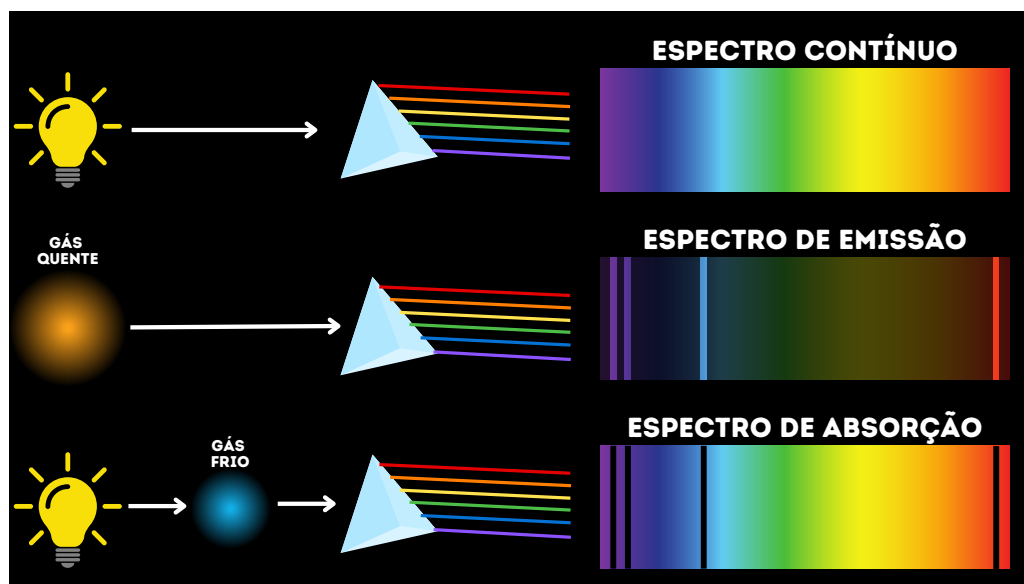
O espectro contínuo ocorre quando um corpo opaco, quente, em qualquer estado físico emite um feixe de luz que atravessa um instrumento de difração (um prisma por exemplo). Esse espectro apresenta uma faixa contínua de cores, desde o violeta até o vermelho [24].

O espectro de emissão é formado a partir de um feixe de luz proveniente de um gás transparente e aquecido a altas temperaturas, que atravessa um prisma. Esse espectro é formado por linhas brilhantes, enquanto as outras regiões são escuras, isso ocorre devido à emissão de luz em determinados comprimentos de onda pelo gás [24].

O espectro de absorção se forma a partir de um feixe de luz branca que atravessa um gás em baixas temperaturas. O espectro formado apresenta linhas escuras³, devido à absorção de determinados comprimentos de ondas pelo gás [24].

A Figura 13 mostra a forma de cada um dos espectros mencionados anteriormente, o elemento do gás utilizado na figura é o hidrogênio.

Figura 13 – Leis de Kirchhoff.



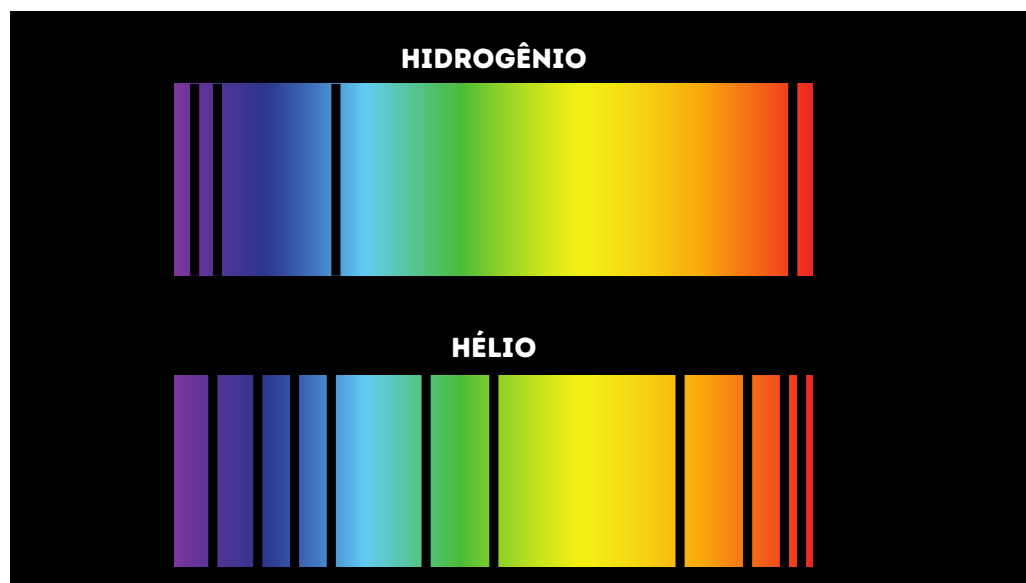
Fonte: Adaptado de [25].

É possível observar que as linhas brilhantes do espectro de emissão se encaixam perfeitamente nas linhas escuras no espectro de absorção, cada átomo possui sua configuração de espectro, e é justamente essa configuração que indica a "identidade" do átomo, ou seja, é possível identificar o átomo baseado no seu espectro. A Figura 14 mostra a diferença entre os espectros de absorção do hidrogênio e hélio [25].

A espectroscopia é utilizada diretamente para se obter informações sobre a composição química dos objetos celestes, como também indiretamente para detecção de exoplanetas,

³ É importante ressaltar que essas linhas escuras não são exatamente a totalidade da ausência de luz, na verdade o gás frio absorve mais luz do que emite, tornando os os intervalos de comprimentos de onda emitidos mais escuros.

Figura 14 – Espectros de absorção do Hidrogênio e Hélio.



Fonte: Adaptado de [25].

conforme será visto na [seção 2.3](#).

2.2.2.1 Classificação espectral

Para se obter o espectro de uma estrela é necessário difratar a luz que chega ao observador, como dito anteriormente. A partir do espectro formado (espectro de absorção) é possível identificar os comprimentos de onda que formam as linhas escuras e também os elementos responsáveis pela formação dessas linhas [26].

O espectro formado depende da temperatura superficial da estrela, pois em estrelas de diferentes temperaturas há formações de diferentes espectros com diferentes quantidades e posições de linhas escuras [26].

Em estrelas com elevadas temperaturas (em torno de 30.000 K), as linhas escuras formadas mais fortes no espectro correspondem ao elemento HeII (hélio uma vez ionizado) e linhas fracas de HI. Em estrelas com baixas temperaturas (em torno de 3.000 K) a linha dominante é de Cal 4226 Å ⁴ [1].

A partir dessas informações foi formada a classificação espectral das estrelas, a classificação utilizada atualmente foi desenvolvida no observatório de Harvard, no início do século XX, feita inicialmente por Williamina Fleming, com colaborações posteriores de Antonia Caetana de Paiva Pereira Maury e principalmente por Annie Jump Cannon, que classificou 225.000 estrelas. As estrelas são classificadas em ordem decrescente de temperatura e são utilizadas as letras O, B, A, F, G, K, M para a nomenclatura das classes espectrais, conforme a tabela [Tabela 1](#) [1].

⁴ Notação utilizada para as linhas espectrais do átomo de cálcio no comprimento de onda de 4226 Å Angstroms.

Tabela 1 – Classificação espectral de estrelas.

Tipo	Cor	Temperatura (K)	Linhas de Absorção	Exemplo
O	Azul	20.000 a 40.000	Apresentam linhas de HeII. e linhas de HI fracas	Mintaka
B	Branco-Azulada	15.000	Apresentam linhas de HeI. e linhas de HI visíveis	Rigel
A	Branco	9.000	Apresentam linhas de HI fortes.	Sírius
F	Branco-amarelada	7.000	Apresentam linhas de metais com linhas de HI fracas, mas bem visíveis. E linhas de CaII fortes.	Canopus
G	Amarelo	5.500	Apresentam linhas de metais fortes, linhas de HI fracas e CaII prevalecendo.	Sol
K	Alaranjado	4.000	Apresentam linhas metálicas dominantes.	Aldebarã
M	Vermelho	3.000	Apresentam linhas fortes de moléculas TiO e linha dominante de CaI 4226 Å.	Betelgeuse

Fonte: Adaptada de [1, 26].

Por mais que a classificação espectral mostre as variedades de tipos de estrelas e os elementos presentes em cada uma devido ao seu espectro, é conhecido que todas as estrelas possuem basicamente a mesma composição química: 90% de hidrogênio e 10% hélio, os outros elementos juntos contribuem com 1% a 2%, no qual são chamados de metais. Portanto, o hidrogênio é o elemento em maior quantidade nas estrelas, o que aparentemente se torna inconsistente as linhas de hidrogênio aparecerem fortes em algumas estrelas e fracas em outras [1].

Isso acontece porque o espectro depende da temperatura da estrela, as linhas de absorção do hidrogênio são formadas quando os elétrons transitam do segundo nível de energia para níveis de energia maiores, e o contrário para a emissão. Para que o espectro da estrela tenha linhas fortes de hidrogênio, é preciso que os átomos estejam excitados ao segundo nível de energia, e a temperatura ideal para essa condição é por volta de 10.000 K. Em temperaturas baixas, o hidrogênio no seu estado fundamental poucas colisões podem acontecer que sejam energéticas suficientes para excitar o hidrogênio, já em temperaturas altas o hidrogênio está quase todo ionizado, havendo poucos átomos excitados [1].

2.2.2.2 A descoberta do hélio

Há um fato histórico importante sobre o hélio: sua descoberta se deu inicialmente observando espectros estelares, e só algum tempo depois foi descoberto na Terra. O astrônomo Pierre-Jules-César Janssen foi à Índia para observar o eclipse solar de 18 de agosto de 1868, durante as duas semanas seguintes desenvolveu um método para estudar as linhas de proeminência sem a necessidade dos eclipses. Joseph Norman Lockyer, astrônomo

amador e funcionário público na época, havia desenvolvido um método semelhante ao de Janssen, obtendo as mesmas linhas de emissão que Janssen e outros astrônomos haviam obtido na época [27].

Quando Lockyer observou as linhas brilhantes em 20 de outubro, comunicou à Royal Society, informando que encontrou três linhas brilhantes no espectro de proeminências, incluindo uma linha amarela próxima, mas que não coincidia com a linha D dupla de sódio. Janssen havia chegado à mesma conclusão um dia antes, quando afirmou: "A linha é mais refringente que a mais refringente das duas linhas escuras em oito ou 9 graus na escala Kirchhoff" [27].

Como as linhas de sódio foram designadas de D_1 e D_2 , a nova linha passou a ser conhecida como D_3 . Lockyer se referia à linha apenas como "linha D", e foi o primeiro a informar sobre essas linhas, por mais que Janssen havia encontrado o mesmo resultado, em sua carta ele enfatizou apenas o novo método para se estudar as linhas de proeminências. Essa nova linha não coincidia com nenhuma linha conhecida em laboratório, mas a sua existência também não podia ser questionada, pois outros astrônomos já haviam encontrado [27].

Com a origem da linha sendo um quebra-cabeça, Lockyer decidiu se juntar a Edward Frankland, conhecido como um dos químicos mais ilustres da Grã-Bretanha na época vitoriana. Ambos colaboraram na comparação de linhas solares com linhas produzidas em laboratório de gases sob pressão e temperaturas variáveis. Uma das linhas examinadas foram a D_3 , eles confirmaram que existia uma linha próxima de D visível na cromosfera, mas que não havia nenhuma correspondência com as linhas de Fraunhofer⁵, e que provavelmente essa linha não pertencia ao hidrogênio [27].

Por mais que os resultados indicassem um elemento desconhecido, Lockyer e Frankland não desistiram da ideia de que a linha era proveniente do hidrogênio, chegando a argumentar que essa linha seria formada após a luz atravessar uma espessa camada de hidrogênio, o que não seria reproduzível em Laboratório. Em 1872, Frankland escreveu uma carta para Lockyer supondo que a linha D_3 pertencia a um elemento desconhecido na Terra [27].

Lockyer pode ter começado a pensar na Linha D_3 como um novo elemento depois de 1869, mas não encaminhou a sugestão em nenhuma de suas publicações. Em uma palestra de 1872 para a Sociedade Literária e Filosófica de Manchester, ele se referiu como "elemento D3", mas sem dizer se era um elemento novo ou não. Somente em 1887 Lockyer se refere ao elemento como hélio, em sua publicação conhecida como Química do Sol. Somente após certificar que a linha não era causada pelo hidrogênio é que Lockyer chegou

⁵ As linhas de Fraunhofer são um conjunto de linhas escuras no espectro solar, causadas pela absorção de comprimentos de onda específicos da luz pelos elementos químicos na atmosfera do Sol, sendo catalogadas pelo físico alemão Joseph von Fraunhofer.

à conclusão: "Tinha a ver com um elemento que não podíamos obter em laboratórios e, portanto, assumi a responsabilidade de cunhar a palavra hélio, em primeira instância para uso em laboratório". Ou seja, Lockyer já utilizava o termo hélio informalmente [27].

Todavia, Lockyer não foi o primeiro a utilizar o nome hélio publicamente, esse relato se deve a William Thomson, que em seu discurso para a Associação Britânica para o Avanço da Ciência diz: "Frankland e Lockyer acham que a proeminência amarela dá uma linha brilhante muito decidida não muito longe de D, mas até agora não identificada com qualquer chama terrestre. Parece indicar uma nova substância, que eles propõem chamar de hélio" [27].

2.2.2.3 Classificação de luminosidade

A classificação espectral de Harvard utiliza apenas a temperatura como referência. Em 1943, William Wilson Morgan, Philip Childs Keenan e Edith Kellman introduziram seis diferentes classes de luminosidade, que foram baseadas nas larguras de linhas espectrais que são sensíveis à gravidade superficial (Tabela 2) [1].

Tabela 2 – Classificação de luminosidade das estrelas por Morgan, Keenan e Kellman.

Tipo	Nomenclatura	Exemplos
Ia	Supergigantes super-luminosas	Rigel
Ib	Supergigantes	Betelgeuse
II	Gigantes luminosas	Antares
III	Gigantes	Aldebarã
IV	Subgigantes	α Crucis
V	Anãs	Sírius

Adaptado de [1].

A classe de luminosidade de uma estrela também é conhecida por seu espectro, pois a largura das linhas espectrais dependem da gravidade superficial das estrelas. Quanto maior a gravidade superficial maior a pressão, conseqüentemente terá uma maior quantidade de colisões entre as partículas na atmosfera da estrela. Essas colisões perturbam os níveis de energia dos átomos fazendo com que eles fiquem mais próximos ou afastados entre si do que o normal. Esses átomos perturbados podem absorver fótons de energia e comprimento de onda levemente maior ou menor do que os fótons que são absorvidos nas transições entre os níveis não perturbados, causando um alargamento nas linhas de absorção [1].

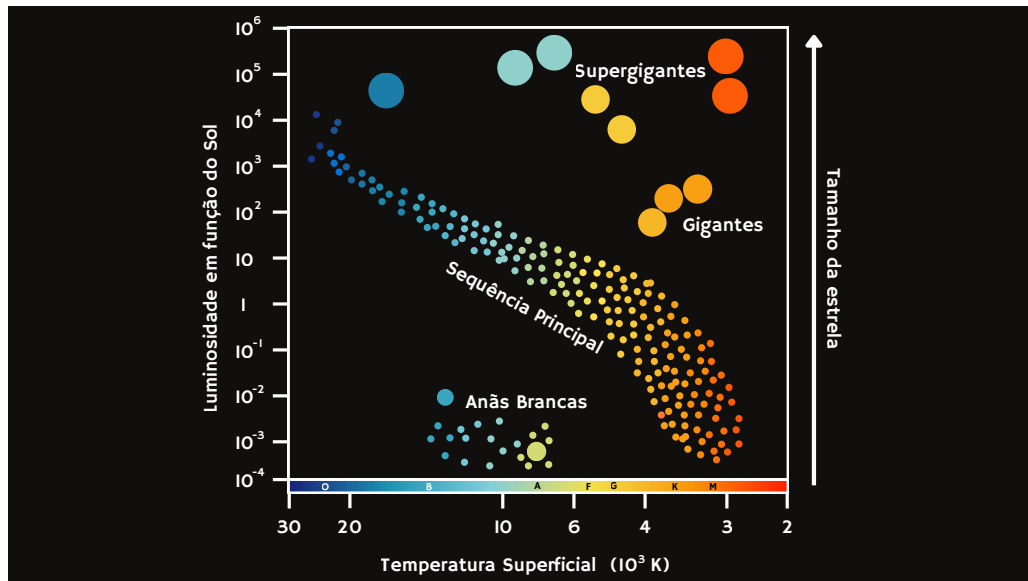
Em 1911 o dinamarquês Ejnar Hertzsprung descobriu uma relação entre a luminosidade de uma estrela e sua temperatura superficial, o mesmo ocorreu para o americano

Henry Norris Russel, que descobriu independentemente a mesma relação em 1913. Com essa relação, formou-se um diagrama que levou o nome desses dois cientistas, conhecido como o diagrama de Hertzsprung-Russel ou simplesmente diagrama HR [28].

A partir do diagrama é possível observar que as estrelas não se distribuem aleatoriamente, mas que se agrupam de acordo com a sua luminosidade e temperatura. As estrelas evoluem e mudam sua luminosidade e temperatura ao longo de sua vida e de acordo com o momento em que se encontra no seu estágio evolutivo, ocupam uma posição no diagrama. Com o diagrama é possível descobrir a luminosidade, magnitude, tipo, composição química e o estágio de evolução da estrela [28].

Conforme a Figura 15 é possível observar que existe uma faixa extensa de estrelas na diagonal do diagrama, que vai desde a região superior esquerda até a região inferior direita, esse agrupamento de estrelas é conhecido como sequência principal. Estimasse que 80% das estrelas vizinhas ao Sol são classificadas como da sequência principal, 20% são anãs brancas e menos de 1% são gigantes, supergigantes ou anãs marrons [28, 1].

Figura 15 – Diagrama Hertzsprung Russel.



Fonte: Adaptado de [1].

Na sequência principal, a maioria das estrelas estão fundindo hidrogênio em hélio. O fator que determina onde a estrela se localiza nessa sequência principal é sua massa. Estrelas com maior massa são mais quentes e luminosas. As estrelas no canto superior direito são conhecidas como supergigantes, logo abaixo estão as gigantes, apesar de serem frias elas são brilhantes devido ao seu tamanho. As estrelas na região inferior esquerda são as anãs brancas [28].

As estrelas que se encontram na sequência principal passam a maior parte de sua vida nela, enquanto as estrelas gigantes e anãs brancas estão no estágio de evolução estelar, onde passam menos tempo de suas vidas [28].

O diagrama HR é muito útil e importante para a determinação de distâncias estelares, método conhecido como paralaxe espectroscópica. Conhecida a classificação da estrela no diagrama HR a partir do seu espectro, pode-se estimar sua luminosidade, e conhecendo-se sua magnitude aparente pode-se calcular sua distância a partir do módulo de distância (Equação 2.47) [1].

2.3 Exoplanetas

As curvas de luz também são de suma importância para detecção de exoplanetas. Os métodos de detecção de exoplanetas são divididos em duas principais categorias: o método direto e o método indireto.

O método direto consiste na obtenção de fótons provenientes do exoplaneta, o que torna uma tarefa difícil, pois os planetas não possuem luz própria e dependem da reflexão da luz de sua estrela, sendo assim, os planetas são muito pouco brilhantes enquanto as estrelas possuem brilho milhares de vezes maior que os planetas [29].

O método indireto se trata da observação da variação da luminosidade da estrela. Esse método engloba um conjunto de várias técnicas diferentes para a detecção de exoplanetas, sendo o método indireto o mais utilizado e com maior quantidade de descoberta. A seguir será descrito alguns desses métodos de detecção de exoplanetas [29].

2.3.1 Velocidade radial e efeito Doppler

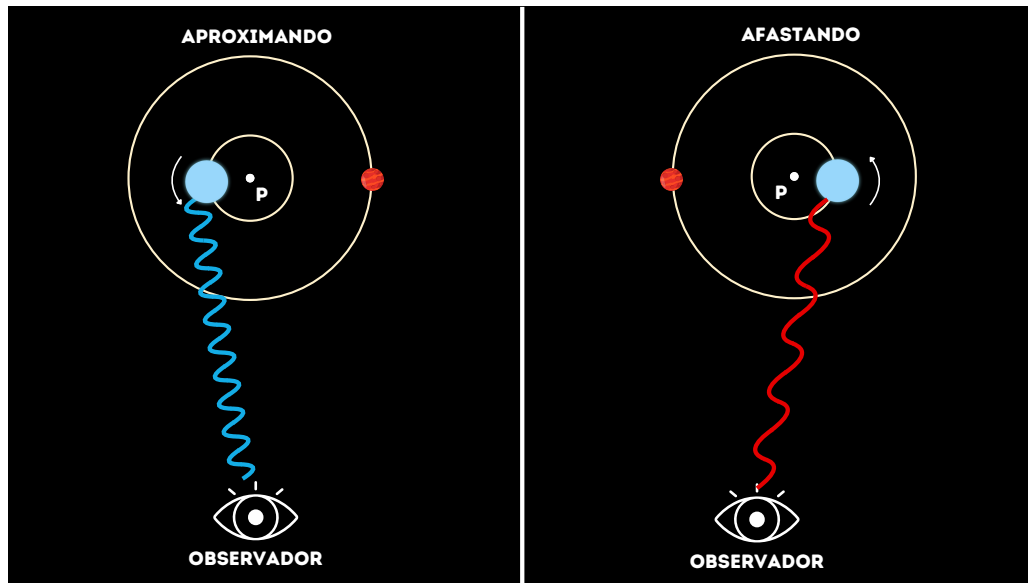
O método da velocidade radial em conjunto com o efeito doppler mede a variação com que a estrela se afasta do observador, essa variação influencia diretamente na posição das linhas de absorção do espectro dessa estrela, fazendo com que essa variação continue periodicamente, confirmando a presença de um objeto orbitando a estrela [29].

A Figura 16 mostra uma exemplo de um planeta orbitando uma estrela em duas situações diferentes. Por mais que as estrelas sempre representam cerca de 99% da massa do seu sistema, a massa do planeta que a orbita causa uma mudança no centro de massa do sistema, fazendo a estrela e o planeta orbitarem em torno desse ponto⁶ [29].

O efeito Doppler da luz é um fenômeno que altera o comprimento de onda da luz emitido por um objeto no momento em que esteja se movimentando. No caso da figura, o ponto **P** é o centro de massa do sistema, quando a estrela orbita esse ponto se aproximando do observador ela emite luz com comprimento de onda menor, já quando está se afastando do observador, ela emite luz com comprimento de onda maior [29].

⁶ Esse mudança no centro de massa é ligeiramente pequena, ficando bem próximo com o centro de massa da estrela. A figura foi feita com essa escala para um melhor entendimento do fenômeno.

Figura 16 – Efeito Doppler da luz quando a estrela se aproxima ou se afasta do observador.



Fonte: Autor.

Esse fenômeno influencia diretamente na posição das linhas de absorção do espectro dessa estrela, a [Figura 17](#) mostra uma relação entre os espectros de absorção nas diferentes situações. Essa variação da posição da linha ocorre de forma periódica, comprovando que existe um objeto orbitando a estrela [\[29\]](#).

Figura 17 – Diferentes espectros de absorção formados em consequência do efeito Doppler da luz.



Fonte: Autor.

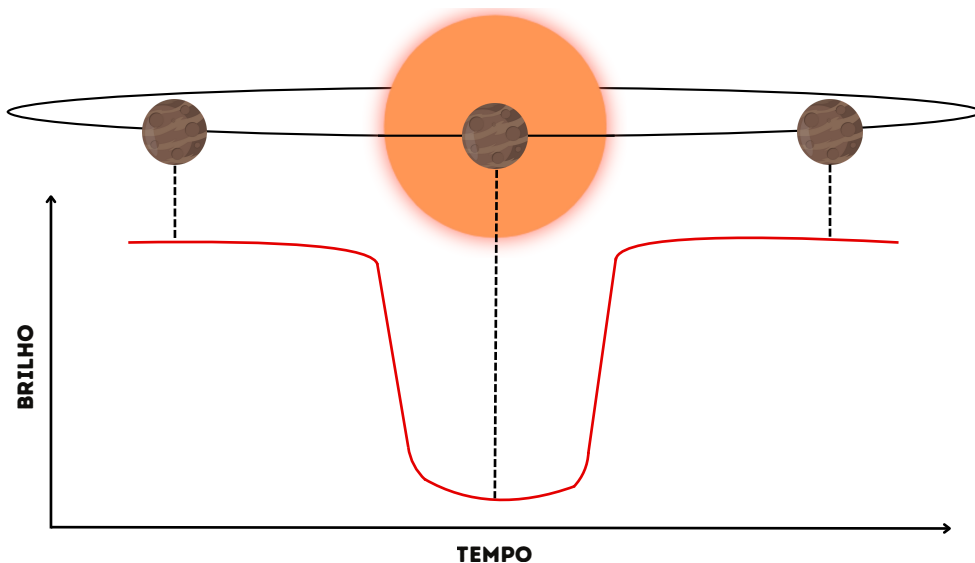
Em 1995, o método da velocidade radial possibilitou a detecção do primeiro exoplaneta orbitando uma estrela, o exoplaneta 51 Pegasi B foi descoberto orbitando a estrela 51 Pegasi [\[30\]](#).

2.3.2 Método de Trânsito

O método de trânsito correspondeu a 23% das descobertas de exoplanetas até 2017, perdendo apenas para o método da velocidade radial. Atualmente, o método que detém o pódio de mais exoplanetas descobertos é o método de trânsito. Até o início de 2020 foram descobertos 3158 exoplanetas com esse método, enquanto o método Doppler contribuiu com 801 [31].

O método de trânsito se baseia na variação periódica do brilho de uma estrela. O trânsito, eclipse e a ocultação são de certa forma o mesmo fenômeno, a diferença entre eles é a distância angular entre o astro e o observador. No caso do trânsito, o objeto de menor tamanho angular passa pela frente do objeto de maior tamanho angular (estrela), com isso o brilho total da estrela diminui. Se o objeto estiver orbitando essa estrela, essa redução do brilho torna-se periódica, a [Figura 18](#) demonstra a variação do brilho da estrela quando o planeta se move pela frente da estrela [32].

Figura 18 – Variação do brilho de uma estrela em decorrência do transito de um planeta.

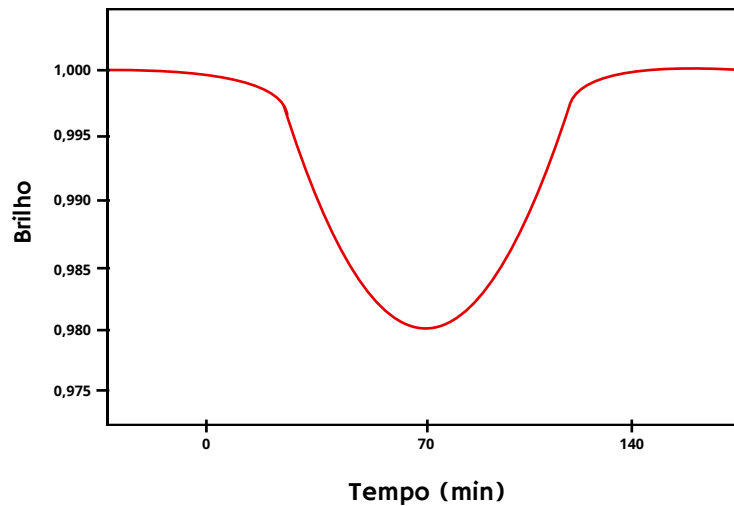


Fonte: Adaptado de [32].

A descoberta de exoplanetas pelo método de trânsito só é possível se o instrumento detector do brilho da estrela se encontrar no mesmo plano da órbita do planeta. A curva da variação do brilho da estrela pode variar de forma dependendo de algumas condições, para planetas que possuem o raio da órbita grande, o período orbital do planeta será grande, fazendo com que o tempo no qual ele se move em frente a estrela seja maior, a consequência é um alargamento na concavidade da curva. Para planetas com tamanhos grandes, a área de ocultação será maior, aumentando a profundidade da concavidade da curva do gráfico [29].

A figura [Figura 19](#) representa a variação do brilho da estrela anã amarela COROT-1 com o trânsito do planeta CoRoT-1b descoberto em 2007 [32].

Figura 19 – Variação do brilho da estrela anã amarela COROT-1 devido a passagem do exoplaneta CoRoT-1b.



Fonte: Adaptado de [32].

2.3.3 Astrometria

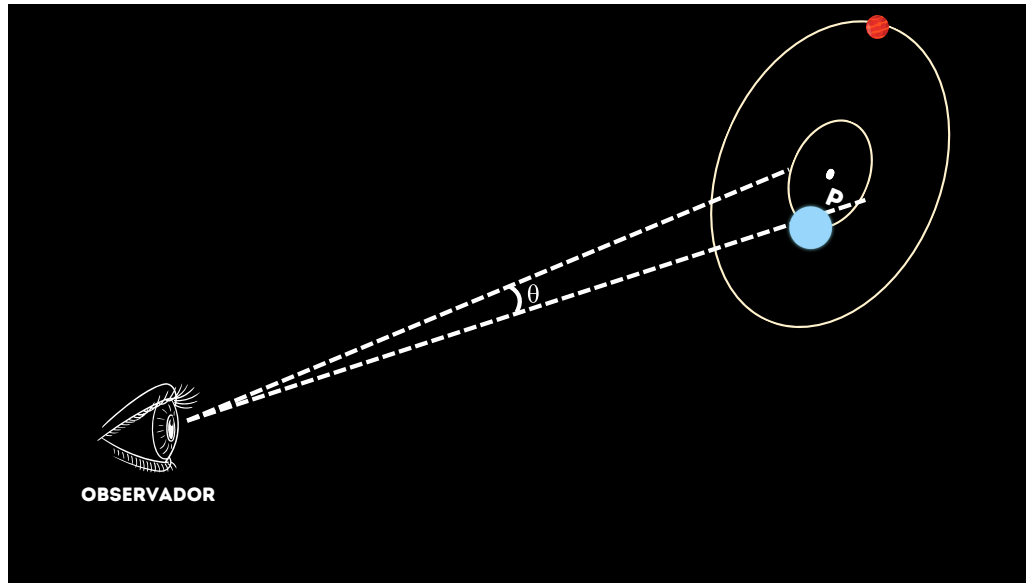
A detecção de exoplanetas por astrometria consiste na observação de oscilações na posição de estrela em relação as outras causado pela presença de um exoplaneta em sua órbita (Figura 20). A astrometria é um dos métodos mais antigos, todavia o primeiro exoplaneta descoberto por astrometria foi em 2009. Esse método é semelhante ao da velocidade radial, a diferença é que esse método observa diretamente o movimento da estrela, enquanto o método da velocidade radial observa a variação da posição das linhas de absorção da estrela [33].

Esse método é vantajoso para sistemas planetários que se encontram a pequenas distâncias de parsecs da Terra. As oscilações das estrelas são bem pequenas, o que torna uma desvantagem para a descoberta de exoplanetas de pequena massa e vantajoso para os de maiores massas, pois o centro de massa se distancia mais da estrela aumentando o raio da órbita em torno do centro de massa, permitindo uma maior oscilação da estrela. Um outro detalhe é que esse método é mais adequado para sistemas que possuem sua órbita perpendicular ao observador [29].

2.3.4 Microlente gravitacional

O método de microlente gravitacional se baseia na Teoria da Relatividade Geral, pois o método calcula o desvio sofrido pela luz devido um campo gravitacional. Nesse método, a detecção de um exoplaneta é inferido a partir do aumento do brilho de uma estrela distante que foi causado pela passagem de outra estrela. A Figura 21 ilustra a ocorrência do fenômeno utilizando apenas uma estrela que passa entre o observador e

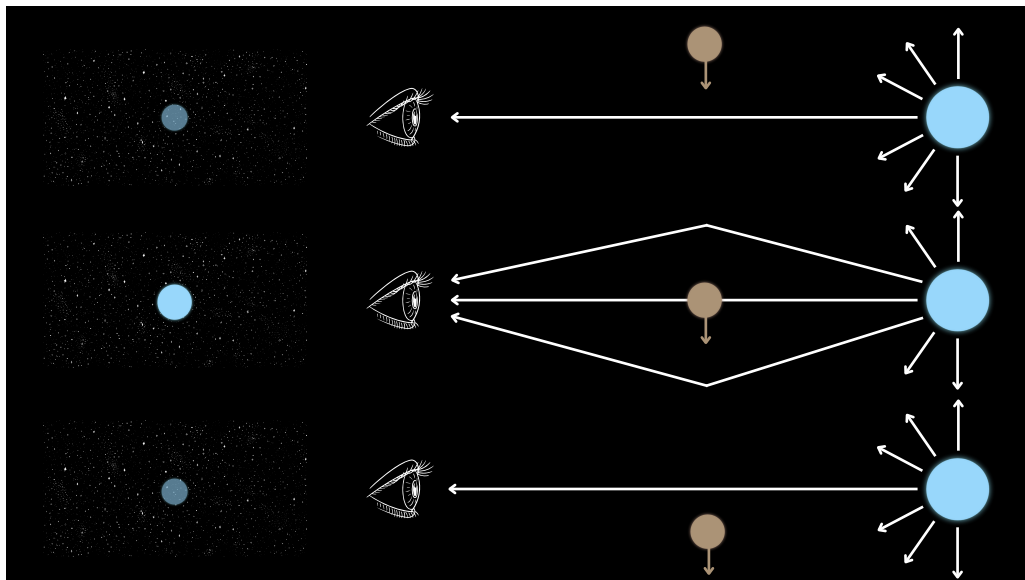
Figura 20 – Oscilação de uma estrela causada pela presença de um exoplaneta.



Fonte: Adaptado de [33].

a estrela distante, ocasionando o desvio dos feixes de luz que chegam ao observador, ocasionando aumento do brilho aparente da estrela [29].

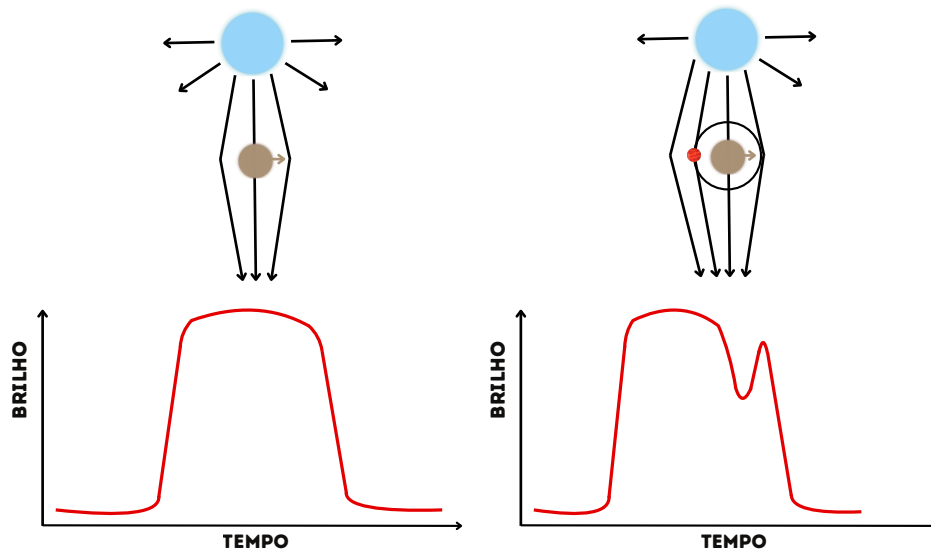
Figura 21 – Fenômeno de microlente gravitacional.



Fonte: Adaptado de [29].

No caso de um sistema planetário (Estrela mãe mais planeta) entre o observador e uma estrela distante, o brilho aumenta duas vezes durante a passagem desse sistema, ou seja, a curva do brilho em função do tempo possui dois picos, conforme a Figura 22. Isso acontece devido a presença do campo gravitacional do exoplaneta que se torna uma lente gravitacional adicional, causando outro desvio da luz posteriormente ao desvio causado pela estrela mãe [34]

Figura 22 – Fenômeno de microlente gravitacional de apenas uma estrela e de um sistema planetário.



Fonte: Adaptado de [29].

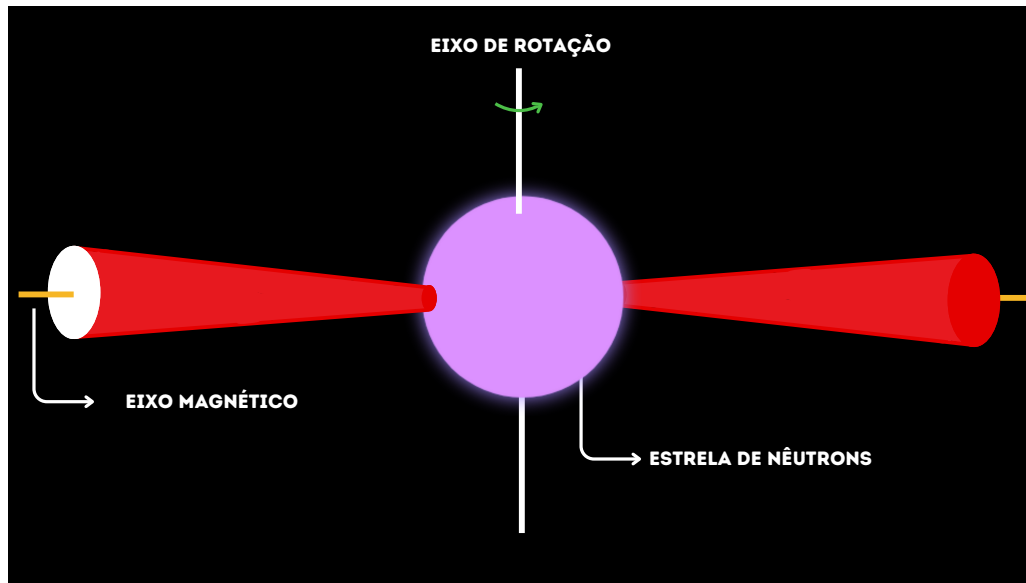
Para que esse fenômeno aconteça é necessário que o sistema planetário esteja no mesmo plano do observador e da estrela distante, isso quer dizer para o fenômeno ocorrer deve haver um alinhamento. A ocorrência desse fenômeno é muito rara, tendo que se observar uma quantidade elevada de estrelas continuamente, é por isso que esse método é mais adequado para se observar entre a Terra e o centro da galáxia, pois há uma maior quantidade de estrelas e conseqüentemente uma maior chance de ocorrência de microlentes gravitacionais [29].

2.3.5 Cronometria da chegada de pulsos (Pulsar Timing)

Esse método se baseia na detecção de variações de pulsos de pulsares que chegam a Terra. Pulsares são estrelas de nêutrons com velocidade de rotação muito alta, emitindo pulsos de radiação em cada um dos seus polos magnéticos, a Figura 23 mostra a representação de um pulsar, no qual possui um eixo de rotação e um eixo magnético. A radiação é detectada quando um dos polos magnéticos estiver alinhado com a fonte de detecção, se essa fonte estiver em uma localização alvo da radiação, então a radiação detectada será periódica, conforme a Figura 24 [29].

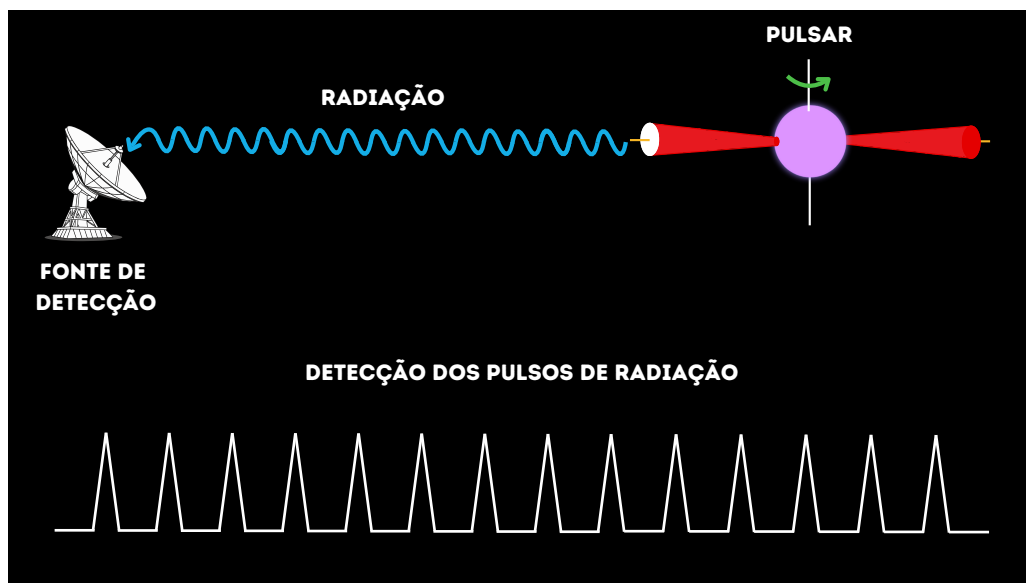
Quando existe um exoplaneta orbitando o pulsar, o centro de massa do sistema muda, ocasionando um movimento de órbita do pulsar em torno do centro de massa, pelo fato da massa do pulsar ser elevada, esse movimento se trata de pequenas oscilações do pulsar, portanto o pulsar se distancia e se aproxima da fonte de detecção. Isso significa que haverá feixes de radiação que serão emitidos em distâncias maiores e também em distâncias menores, ocorrendo uma pequena variação na detecção dos pulsos [35].

Figura 23 – Representação de um pulsar.



Fonte: Adaptado de [29].

Figura 24 – Representação da detecção de radiação de um pulsar.

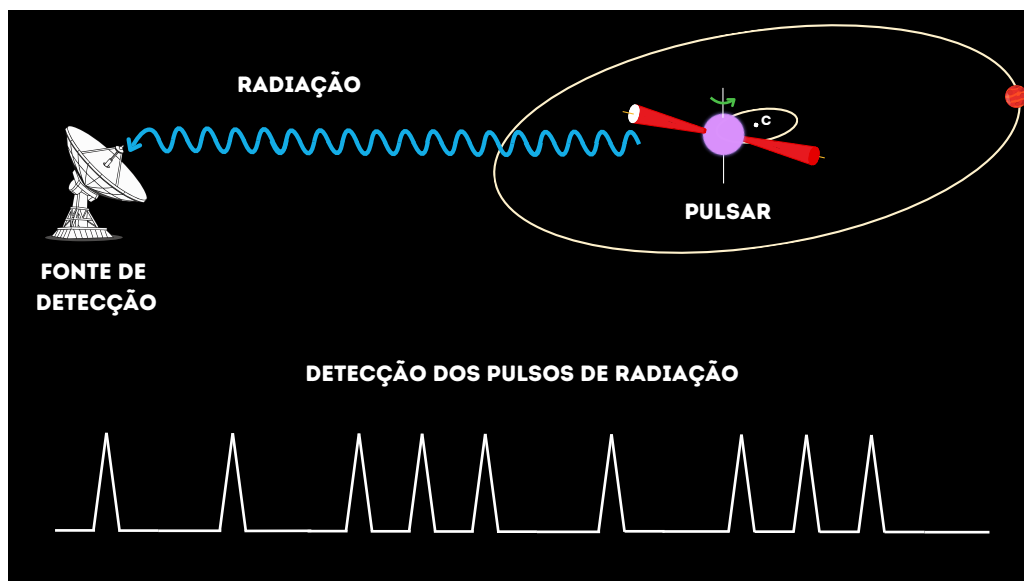


Fonte: Adaptado de [29].

Isso ocorre pelo motivo da radiação percorrer uma distância maior quando o pulsar se distancia, atrasando a chegada do feixe. Já quando o pulsar se aproxima, o feixe de radiação percorre uma distância menor, adiantando a chegada da radiação. A [Figura 25](#) ilustra o exemplo de um pulsar sendo orbitado por um exoplaneta, e a forma da detecção dos pulsos [35].

Os pulsos mais espaçados são devido o afastamento do pulsar, e os menos espaçados são devido a aproximação do pulsar, como os pulsares giram com velocidades altas, a detecção dos pulsos é feita na faixa dos micro segundos. É importante ressaltar que a variação da detecção dos pulsos não indica necessariamente um exoplaneta, mas sim um

Figura 25 – Representação da detecção de radiação de um pulsar sendo orbitado por um exoplaneta.



Fonte: Autor.

objeto qualquer, sendo necessário outro método para a confirmação do exoplaneta [35].

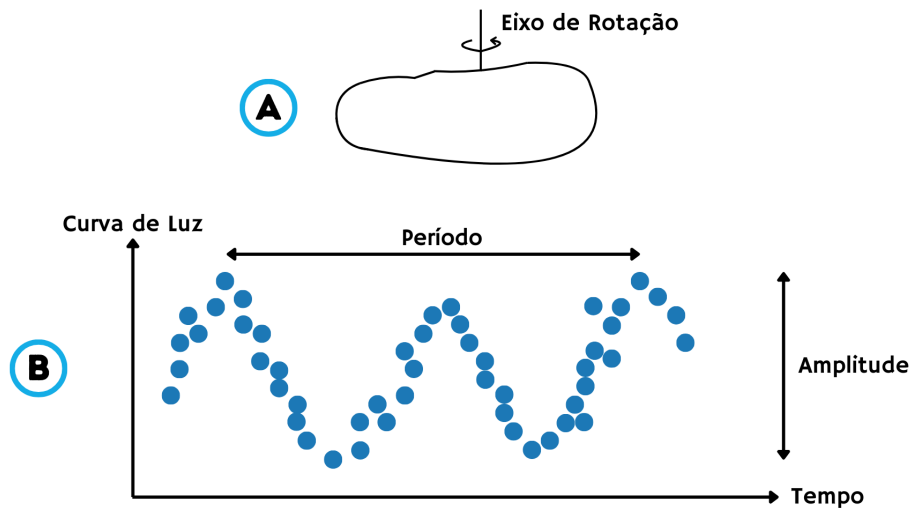
Utilizar novos métodos para análise de dados ampliam as possibilidades de melhorias na obtenção e precisão das informações a partir da luz. Malik, Moster & Obermeier [4] (2021) utilizam uma nova técnica baseada em aprendizado de máquina para detectar exoplanetas utilizando o método de trânsito, o objetivo é explorar alguns métodos para melhorar as formas de abordagens que se baseiam em algoritmos atuais para detecção de exoplanetas investigados em astrofísica.

2.4 A luz no estudo de asteroides

A partir de análises gráficas de curvas de luz, é possível obter características importantes sobre um determinado corpo celeste. Curvas de luz de asteroides possibilitam a obtenção do período de rotação da direção do eixo de rotação. A figura 26 mostra a curva de luz de um asteroide. Na imagem B, o eixo horizontal representa o período de rotação, e o eixo vertical representa a amplitude da curva. Baseando-se na estrutura do asteroide da figura e considerando que a sua rotação seja apenas em torno do eixo apresentado, é perceptível que do ponto de vista do observador será notado que a região da superfície irá diminuir e aumentar devido à rotação do asteroide. Ao ser analisada a curva de luz desse asteroide, a luminosidade é máxima quando a maior parte do asteroide está a vista, e mínima quando a menor parte aparece. Observa-se que a rotação completa do asteroide corresponde a dois máximos e 2 mínimos da amplitude da curva de luz. O fator mais importante para a função da curva de luz é a forma do asteroide, outros fatores como

variação de albedo⁷ e rugosidade da superfície são de menor importância [36].

Figura 26 – A: Direção de rotação; B: Gráfico da Amplitude do brilho *versus* Período de rotação do asteroide.



Fonte Autor.

Outra característica que pode-se obter do asteroide através da amplitude de sua curva de luz é o seu formato, caso o asteroide esteja girando conforme mostrado na Figura 26, quanto maior a amplitude, maior será o seu comprimento, e quanto menor for o ponto mínimo da amplitude, menor será seu diâmetro [36].

Através da análise do espectro é possível identificar a composição química do asteroide. O fluxo detectado da superfície do asteroide é composto por duas contribuições: uma parte se deve a radiação solar refletida e a outra parte se deve a radiação absorvida que convertida em calor é emitida em radiação térmica [37].

A análise espectral é feita na região do infravermelho utilizando instrumentos de observação terrestres, isso é possível devido à baixa absorção dos raios infravermelhos pela atmosfera. Enquanto os raios-x e os raios ultravioleta são capturados pelo ozônio e oxigênio, os raios infravermelhos são capturados principalmente pela água e o dióxido de carbono, dependendo das bandas de absorção no espectro, é possível determinar sua composição química [37].

⁷ Fração de radiação solar refletida por uma superfície ou objeto, expressada em porcentagem.

3 METODOLOGIA

Até aqui foi realizado o levantamento bibliográfico sobre as ideias da natureza da luz, bem como os métodos de obtenção de sua velocidade no decorrer da história, além disso, também foi discutido a importância da luz na Astronomia e Astrofísica.

A seguir será demonstrado o método que Ole Roemer utilizou para calcular a velocidade da luz, observando um atraso no eclipse do satélite natural de Júpiter, Io. Esse experimento será reproduzido utilizando o programa que simula o mapa celeste, conhecido como Stellarium.

O Stellarium é um software gratuito¹ que simula o mapa celeste e permite ao observador ter o controle do espaço e do tempo, essas características são fundamentais para reproduzir o experimento de Roemer, pois podemos escolher qualquer data, além de poder contornar alguns impasses que atrapalhariam a medição em situações reais.

O Stellarium permite realizar algumas variações do experimento de Roemer, tendo sempre como fator principal o atraso do período de Io. No nosso caso, será o atraso da emergência de Io (final do eclipse).

Após instalado o Stellarium, será necessário configurá-lo.

3.1 Configurações básicas

Aqui serão apresentadas as configurações básicas necessárias para a realização da medição da velocidade da luz.

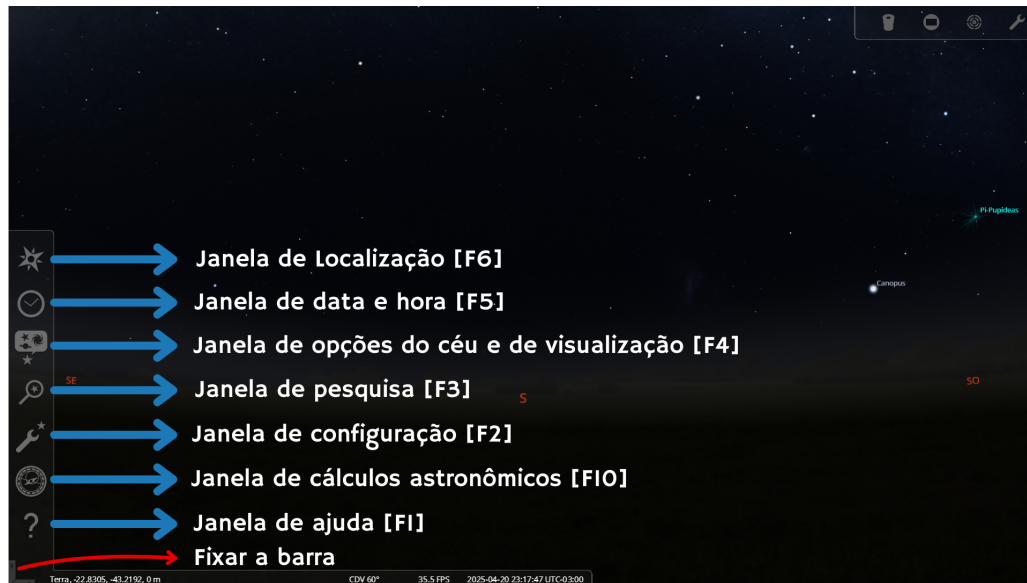
3.1.1 Janela de localização

Com o software aberto, o primeiro passo é definir a localização do observador pela janela de localização. A janela de localização pode ser aberta apertando a tecla **F6** ou movendo o cursor do mouse para a lateral esquerda até que a barra de ferramentas apareça, clicando no primeiro ícone conforme a [Figura 27](#).

Com a janela de localização aberta, o observador deverá pesquisar pela cidade na lista disponibilizada pelo próprio software, caso a cidade pesquisada não esteja disponível, o usuário pode inserir as informações da localização como mostrado na [Figura 28](#).

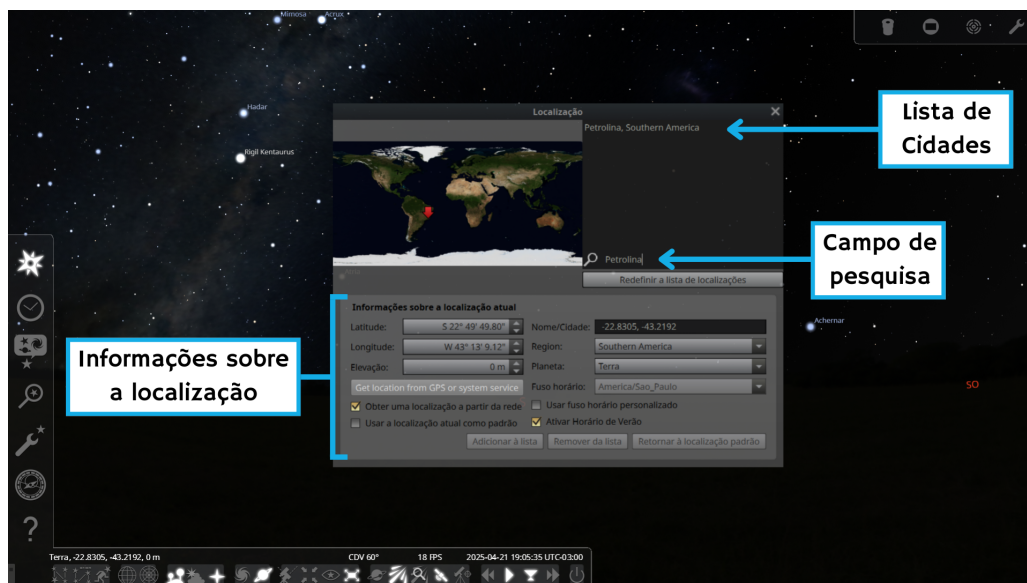
¹ Disponível em <<https://stellarium.org/pt/>>

Figura 27 – Ferramentas laterais do Stellarium.



Fonte: Autor.

Figura 28 – Janela de localização.



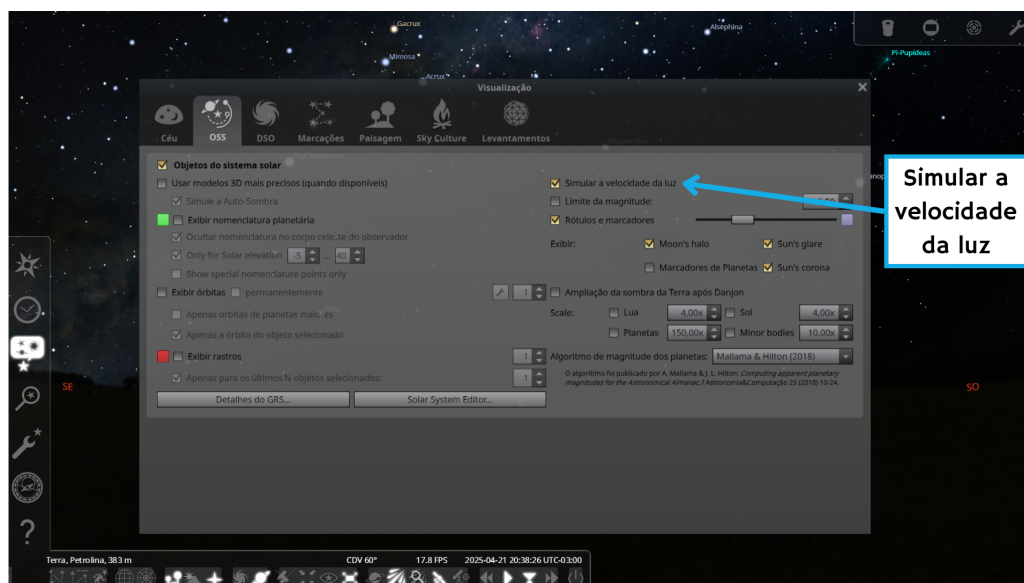
Fonte: Autor.

3.1.2 Janela de opções do céu e de visualização

O segundo passo é verificar se a opção simular a velocidade da luz está ativada, pois essa opção é fundamental para realizar a medição do atraso, sem ela o atraso não acontece e consequentemente inviabiliza a medição.

Essa opção se encontra na janela de opções do céu e de visualização, na qual pode ser aberta apertando **F4** ou clicando no ícone na barra lateral. Com a janela aberta, na sua parte superior há um ícone escrito OSS (Objetos do Sistema Solar), ao clicar nesse ícone aparecerá a opção de simular a velocidade da luz, conforme a [Figura 29](#).

Figura 29 – Janela de opções do céu e de visualização.



Fonte: Autor.

3.1.3 Janela de data e hora

A janela de data e hora não necessita de uma pré-configuração, mas como será uma das janelas mais utilizadas é importante descrever o funcionamento da mesma. A janela pode ser aberta apertando a tecla **F6** ou clicando no ícone na barra lateral de ferramentas.

Com a janela de data e hora o observador pode escolher a hora, os minutos e os segundos de qualquer dia do ano, seja no passado, presente ou futuro. Essa janela também mostra a data e hora escolhido pelo observador em dias julianos² e dias julianos modificados³, como mostrado na Figura 30.

3.1.4 Janela de pesquisa

A janela de pesquisa permite encontrar qualquer objeto celeste apenas pesquisando pelo nome conforme a Figura 31. A janela pode ser aberta apertando a tecla **F3** ou clicando no ícone na barra lateral.

3.1.5 Superfície e atmosfera

As opções de superfície e atmosfera reduzem as combinações e quantidades possíveis de medidas no experimento de Roemer, visto que não há possibilidade de observar Io

² O dia juliano é um método de contar os dias sequencialmente, diferente do calendário gregoriano, em que os dias são contados de forma contínua, sem a separação em semanas, meses ou anos. Sua contagem começa ao meio dia de 1° de janeiro de 4713 a.C. Utilizar os dias julianos é vantajoso para saber intervalos de tempo entre duas datas, pois não é necessário realizar várias conversões de unidades.

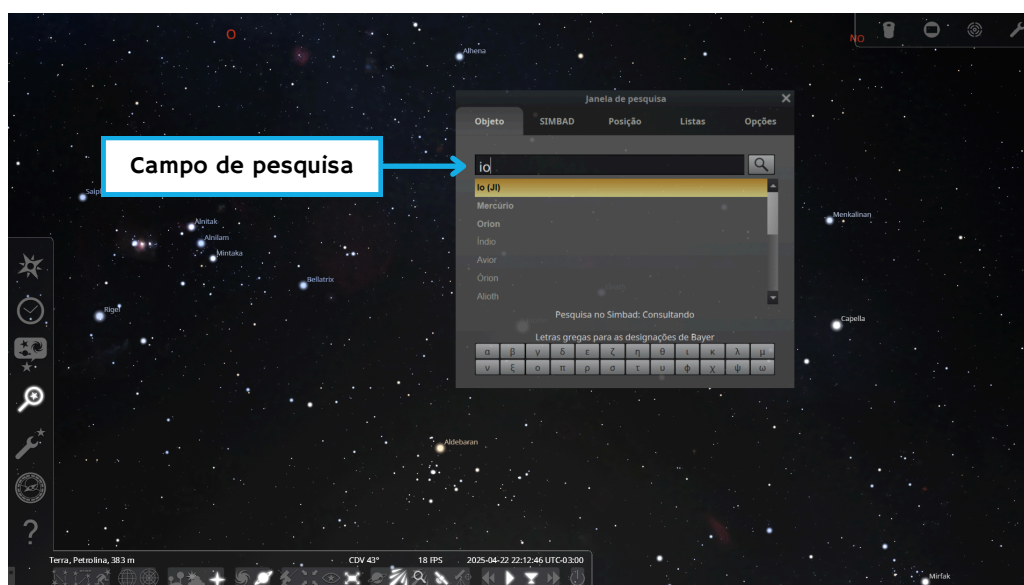
³ Os dias julianos modificados é a contagem de dias que se inicia a meia-noite de 17 de novembro de 1858.

Figura 30 – Janela de data e hora.



Fonte: Autor.

Figura 31 – Janela de pesquisa.



Fonte: Autor.

quando Júpiter está do lado oposto da Terra (abaixo do horizonte) e nem durante o dia⁴, como mostrado na Figura 32.

Essas opções podem ser desativadas apertando as teclas **G** e **A** ou clicando nos ícones na barra inferior como mostrado na Figura 33.

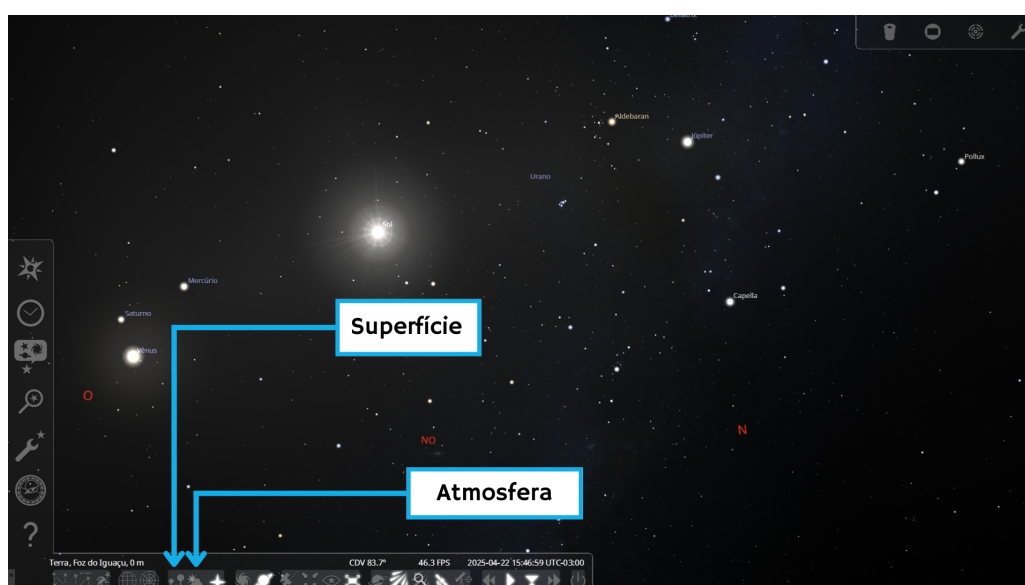
⁴ No Stellarium até que é possível observar, mas a nitidez não é uma das melhores.

Figura 32 – Opções de atmosfera e superfície ativas.



Fonte: Autor.

Figura 33 – Opções de atmosfera e superfície desativadas.



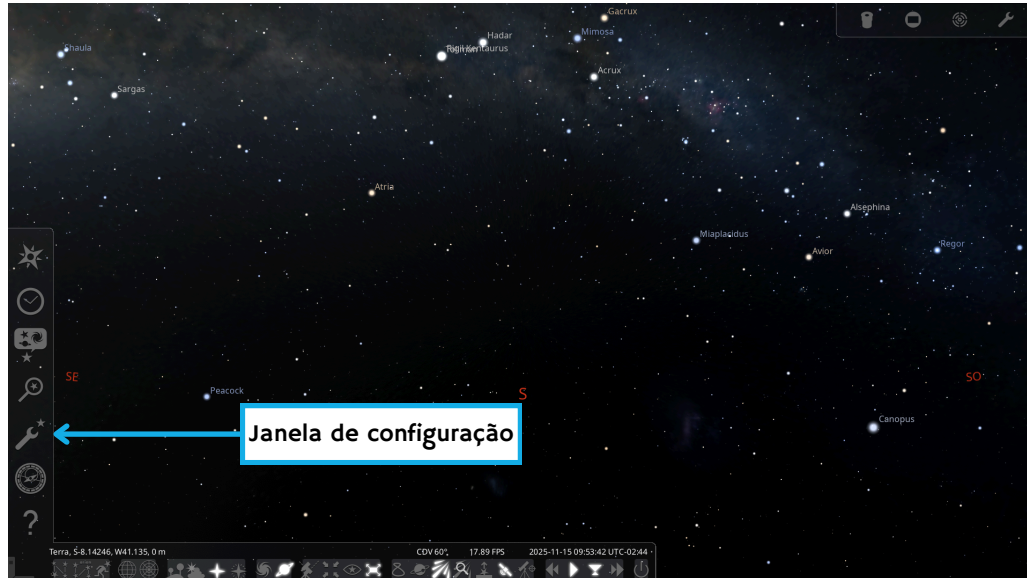
Fonte: Autor.

3.1.6 Análise de observabilidade e equação do tempo

O Stellarium possui várias extensões de ferramentas que podem ser ativadas nas configurações e utilizadas para uma melhor experiência no software. Duas dessas ferramentas serão importantes para facilitar a medição da velocidade da luz, a primeira delas será a análise de observabilidade que nos informará a data de maior distância do sol ao objeto selecionado, que nesse caso será Júpiter, e a segunda será a equação do tempo, que será comentada ao decorrer da metodologia. É importante que a versão do Stellarium seja a mais atualizada possível, pois em versões antigas essas extensões não estão disponíveis.

Na tela inicial, aperte **F2** ou clique na opção janela de configuração na barra lateral esquerda, conforme a Figura 34.

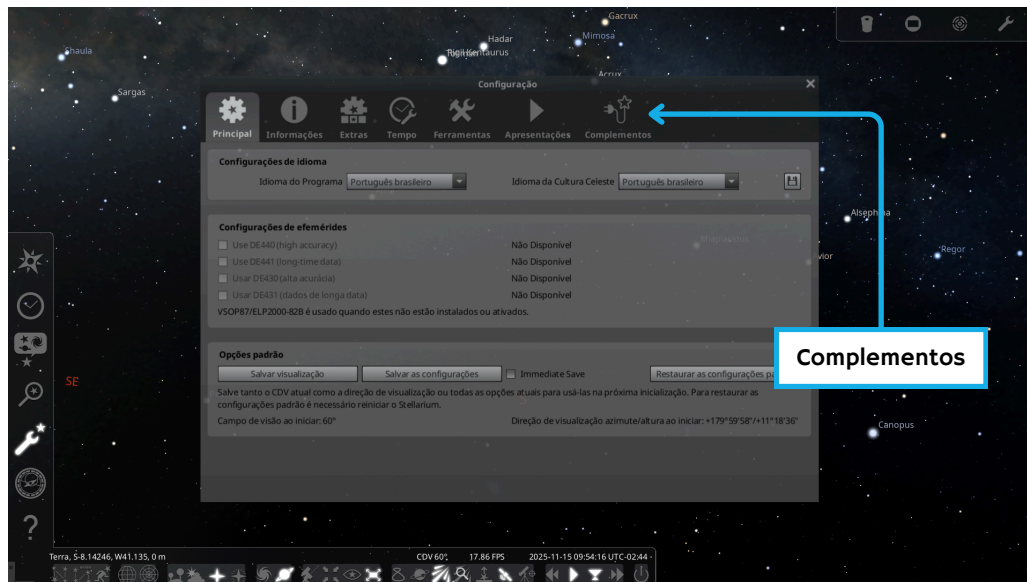
Figura 34 – Opção da janela de localização.



Fonte: Autor.

Com a janela aberta, clique em complementos (Figura 35).

Figura 35 – Localização da aba complementos na janela de configuração.

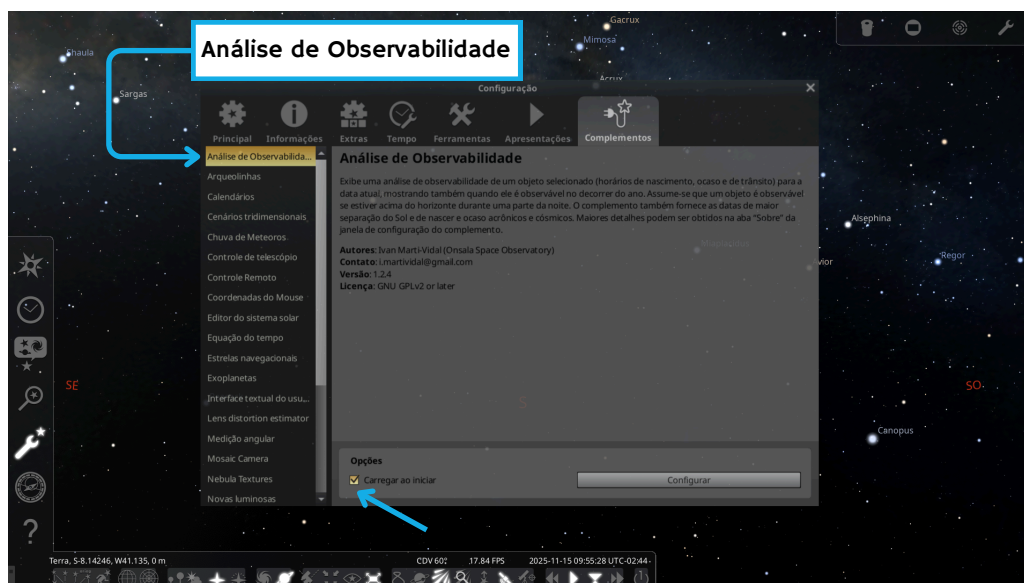


Fonte: Autor.

Depois clique em análise de observabilidade e aperte em carregar ao iniciar (Figura 36).

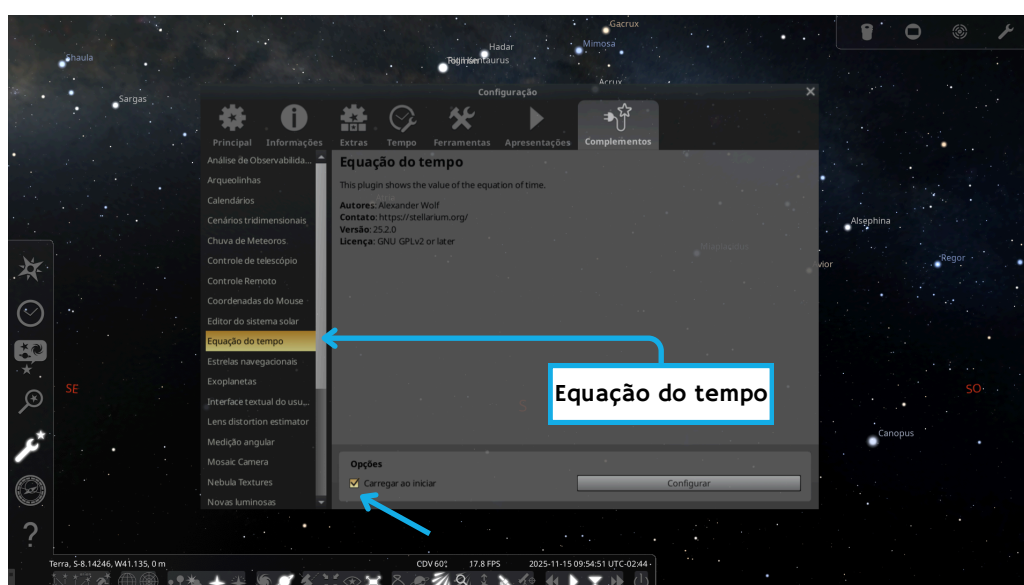
Para ativar a extensão da equação do tempo basta seguir os mesmos passos até os complementos, após isso clique em equação do tempo e aperte em carregar ao iniciar (Figura 37).

Figura 36 – Janela da opção da análise de observabilidade.



Fonte: Autor.

Figura 37 – Janela da opção da equação do tempo.



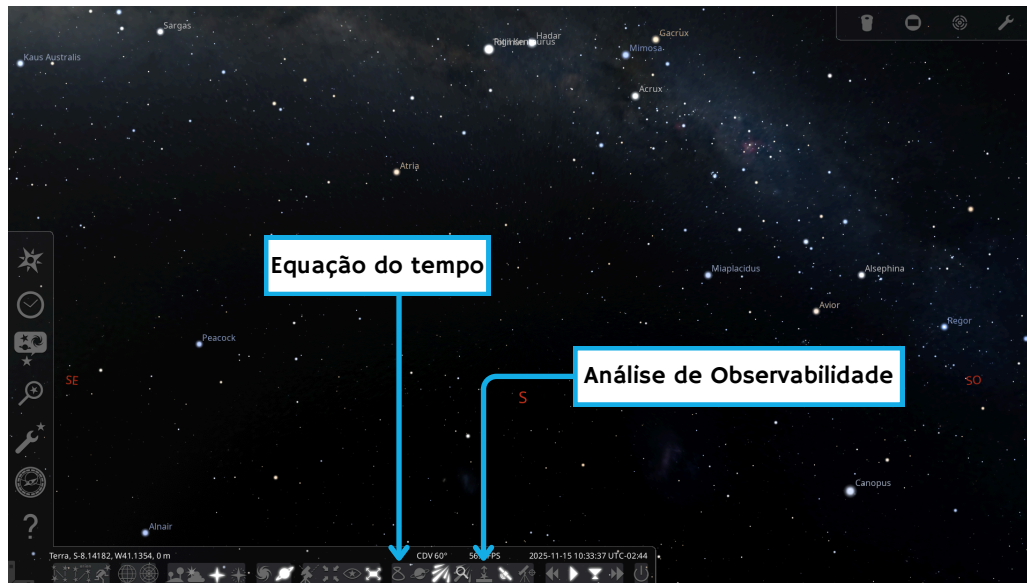
Fonte: Autor.

Ativadas as duas extensões feche e abra o Stellarium, ao iniciar aparecerão dois novos ícones na barra inferior de ferramentas, como mostrado na [Figura 38](#).

Quando ativadas as duas opções aparecerão em dois conjuntos de informações na tela, a primeira é a análise de observabilidade, que se encontra no canto inferior esquerdo, onde a seta verde indica a data na qual o objeto selecionado está mais distante do Sol no respectivo ano. A segunda é a equação do tempo que se encontra na região central superior da tela ([Figura 39](#)).

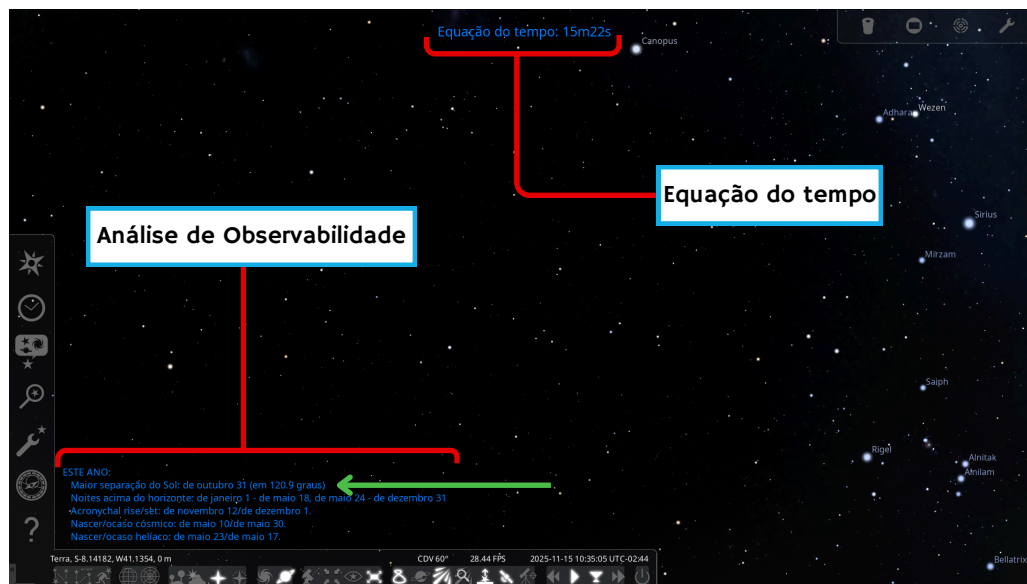
A [Figura 40](#) mostra as datas da análise de observabilidade do planeta Júpiter no

Figura 38 – Ícones da análise de observabilidade e equação do tempo.



Fonte: Autor.

Figura 39 – Informações da análise de observabilidade e equação do tempo.



Fonte: Autor.

ano de 2026, o único problema é a sobreposição das informações do planeta na informações da análise de observabilidade, mas que ainda é possível visualizar.

Após configurado o Stellarium, o observador está pronto para realizar as medições.

Figura 40 – Informações da análise de observabilidade de Júpiter.



Fonte: Autor.

3.2 Medição da velocidade da luz

Como mencionado no início desse capítulo, o Stellarium permite reproduzir variações⁵ do experimento de Roemer, no exemplo a seguir será calculado a velocidade da luz através do atraso de emergência completa⁶ de Io.

Nessa seção serão enumerados e detalhados os passos a serem seguidos para medir a velocidade da luz.

1. Encontrar a data da oposição entre a Terra e Júpiter.

O primeiro passo é descobrir a data de oposição⁷ ou conjunção⁸ de Júpiter, na qual pode ser encontradas pelas informações da análise de observabilidade. No caso da versão do Stellarium ser antiga e não possuir essa extensão, a data pode ser encontrada em calendários de eventos astronômicos anuais ou manualmente no próprio programa. Nesse caso como será medido o atraso, a data escolhida será a de oposição pois a partir dessa data a Terra começa a se afastar de Júpiter.

Ao encontrar a data de oposição, o observador deverá definir em qual data será feita a primeira medição da emersão de Io, podendo utilizar como referência a própria

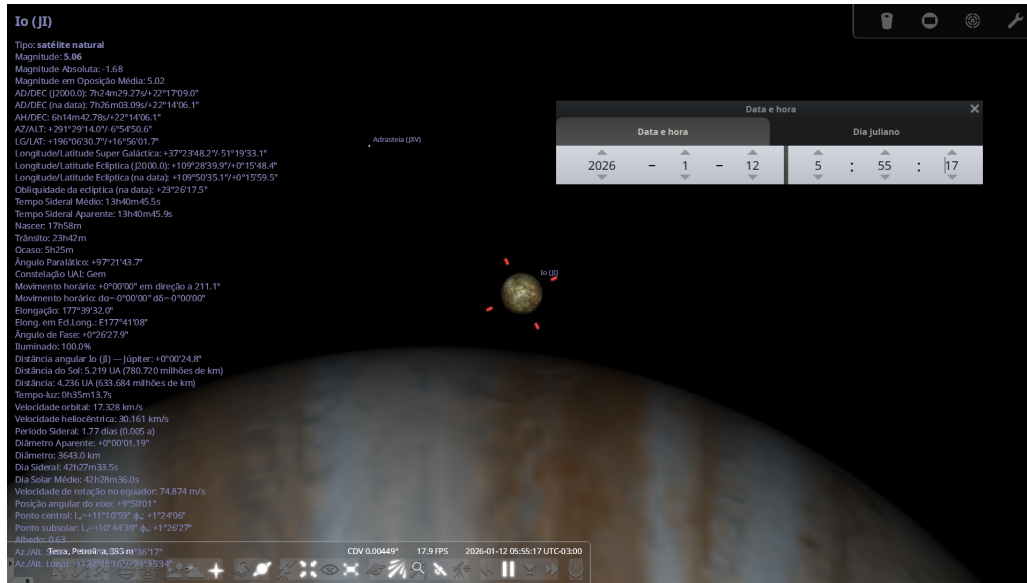
⁵ Variações como a antecipação da emergência ou imersão, atraso da emergência ou imersão, além de qualquer outro ponto da órbita de Io, desde que seja um referencial bem definido.

⁶ Esse referencial de medição será adotado por ser bem definido, mas o observador pode definir o ponto de medição quando emerge "metade" de Io.

⁷ Na oposição a Terra está no ponto mais próximo de Júpiter, no qual se forma um alinhamento Sol-Terra-Júpiter.

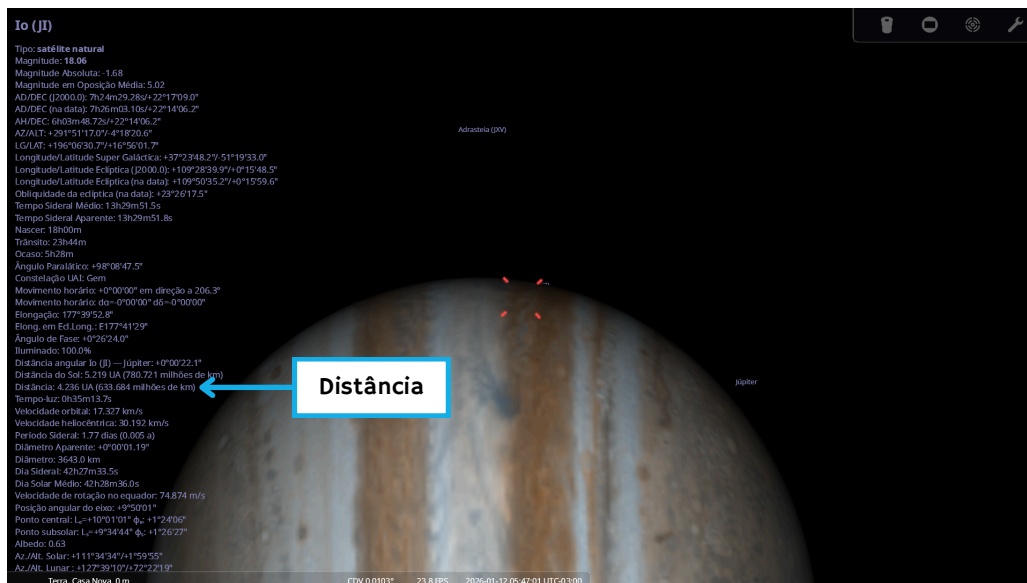
8 Na conjunção os planeta Terra está no ponto mais distante de Júpiter, formando um alinhamento Terra-Sol-Júpiter.

Figura 42 – Fim da ocultação de Io.



Fonte: Autor.

Figura 43 – Primeira medida da distância entre a Terra e Io.



Fonte: Autor.

A distância no tempo t_1 é

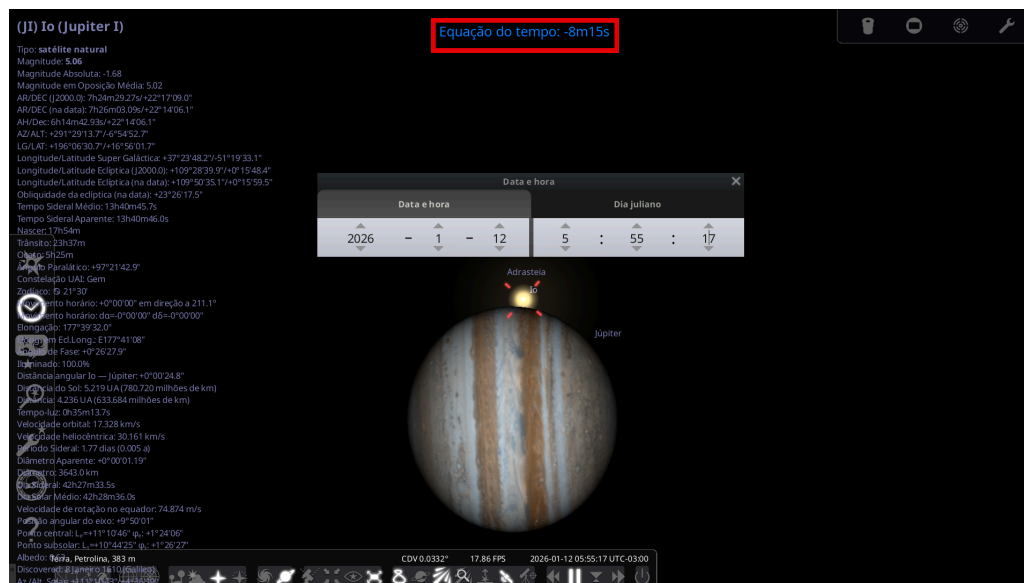
$$d_1 = 633,684 \cdot 10^6 \text{ km}.$$

4. Corrigir a data pela Equação do tempo.

Mensurado o tempo da primeira emersão de Io, é necessário fazer um ajuste através da equação do tempo⁹, essa correção deve ser feita para cada medição do tempo. O tempo de ajuste se encontra na região central superior da tela, conforme [Figura 44](#).

⁹ A equação do Tempo é a diferença entre o Tempo Solar Verdadeiro e o Tempo Solar Médio, tendo seu

Figura 44 – Valor da equação do tempo.



Fonte: Autor.

No caso de versões antigas do Stellarium, o tempo de ajuste pode ser obtido no site¹⁰ da *Global Monitoring Laboratory*, no qual deve ser informado a localização do observador (Latitude e Longitude) e a data medida, o valor da correção será dado em minutos conforme a Figura 45.

Figura 45 – Calculadora online da equação do tempo.

Fonte: Autor.

maior valor positivo por volta 16 minutos e seu maior valor negativo é cerca de 14 minutos. Esta é a diferença entre o meio dia verdadeiro (passagem meridiana do Sol), e o meio dia do Sol médio. Ao determinar a longitude de um local pela medida da passagem meridiana do Sol, se não for corrigida a hora local do centro do meridiano pela equação do tempo, pode-se introduzir um erro de até 4 graus na longitude.

¹⁰ <<https://gml.noaa.gov/grad/solcalc/>>

Para a data e horário de t_1 o tempo de correção é de $-8min15s$, portanto o tempo corrigido passa a ser

$$t_1 = 12/01/2026 \quad 05h47min02s$$

esse tempo será utilizado em dias julianos para evitar diversas conversões de unidades

$$t_1 = 2461052,86598 \text{ dias}$$

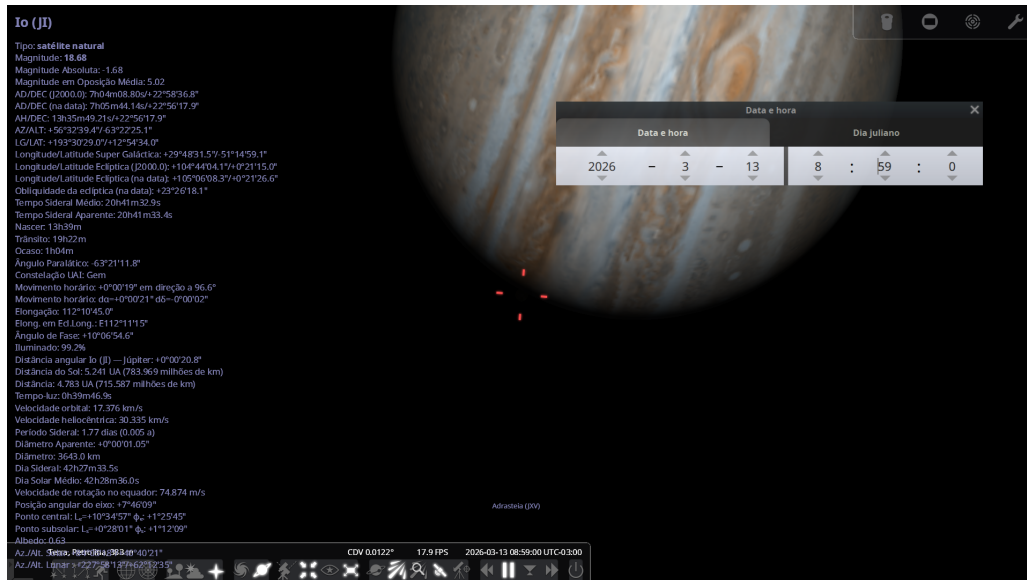
o tempo em dias julianos é mostrado na janela de data e hora (Figura 30).

5. Encontrar a data da segunda emersão de Io.

A etapa seguinte a ser realizada é encontrar a segunda medida para a emersão de Io. É válido ressaltar que a diferença de tempo entre as duas medidas deve ser de alguns meses, pois em intervalos muito curtos o tempo de atraso e a distância também será muito curto no qual o Stellarium não fornece os valores com essa precisão.

Será medido o tempo da segunda emersão após cerca de 2 meses, no dia 13 de Março de 2026. Existe um detalhe muito importante a se atentar na segunda medição: observe que na Figura 46 Io já emergiu, apesar de não estar visível, é possível afirmar pelas linhas vermelhas da mira, mas esse não é o ponto da segunda emersão.

Figura 46 – Emerção de Io na segunda data.

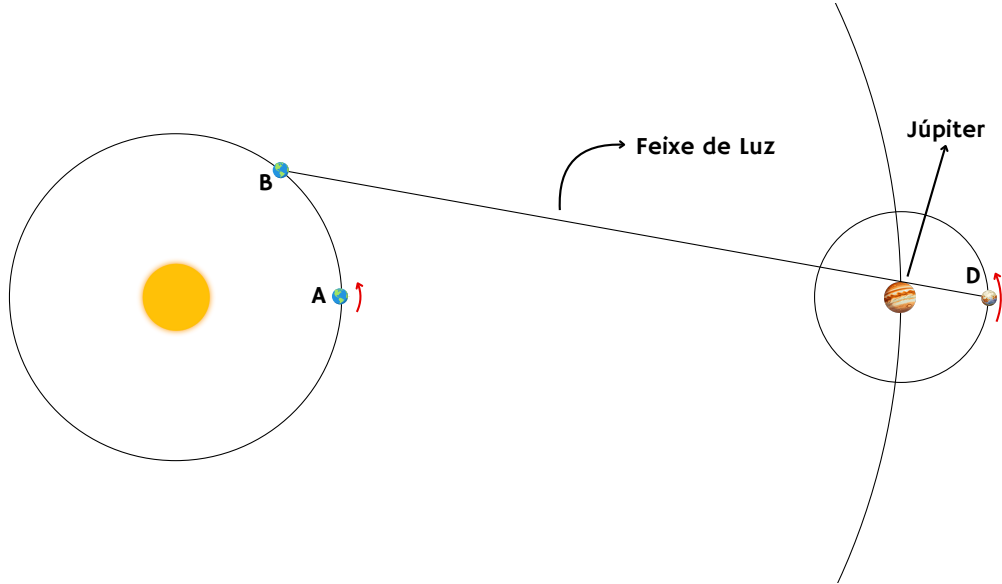


Fonte: Autor.

Conforme a Terra se afasta de Júpiter, ela se afasta tanto perpendicularmente como horizontalmente no plano da eclíptica devido a sua órbita, esse movimento horizontal resulta na mudança do ângulo de visão. A Figura 47 mostra um observador no ponto A que não consegue visualizar Io enquanto o mesmo observador no ponto B consegue. Para o observador no ponto B a órbita de Io seria menor em relação a órbita vista pelo observador

no ponto A, a consequência seria dois períodos orbitais diferentes para os pontos A e B, o que não pode ocorrer pois para a medição da velocidade da luz o período orbital de Io tem que ser constante.

Figura 47 – Ângulo de visão em dois pontos distintos da órbita da Terra.



Fonte: Autor.

Eis a importância de definir corretamente o referencial de medição, pois para esse exemplo Io completa sua órbita sempre que ele se torna visível para o observador¹¹. Ou seja, a emergência de Io vai acontecer no tempo (Figura 48)

$$t_2 = 13/03/2026 \quad 10h11min29s.$$

6. Anotar a distância entre a Terra e Io.

A distância da Terra até Io no tempo t_2 é de

$$d_2 = 715,668 \cdot 10^6 \text{ km}.$$

7. Corrigir a data pela Equação do tempo.

A correção pela equação do tempo para essa medição é de $-9min25s$, portanto a medição do tempo é

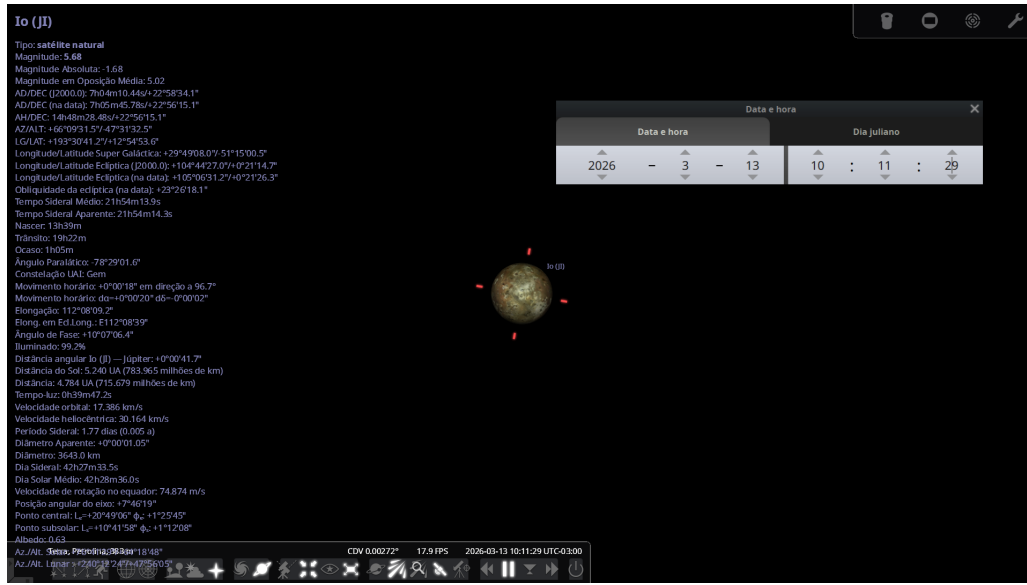
$$t_2 = 13/03/2026 \quad 10h2min4s,$$

em dias julianos

$$t_2 = 2461113,04310 \text{ dias}.$$

¹¹ Para realizar essa medição essa afirmação é válida, visto que para intervalo de tempo estipulado para fazer as medições, Júpiter se move muito pouco na sua órbita.

Figura 48 – Segunda emersão de Io.



Fonte: Autor.

8. Calcular o intervalo de tempo entre as duas emersões.

A próxima etapa é calcular o intervalo de tempo entre as duas medições:

$$\Delta T_1 = t_2 - t_1$$

$$\Delta T_1 = 60,17712 \text{ dias.}$$

9. Calcular o número de revoluções que Io realizou nesse intervalo.

Agora deve-se calcular o tempo ΔT_2 entre essas duas emersões se a luz fosse instantânea, para isso deve-se calcular primeiro o número de revoluções que Io realizou durante o período de tempo ΔT_1 :

$$n_r = \frac{\Delta T_1}{P_{Io}} = \frac{60,17712}{1,77} = 33,99837 \simeq 34 \text{ revoluções.}$$

Onde P_{Io} é o período orbital de Io em dias terrestres, podendo ser obtido nas informações do objeto selecionado.

10. Calcular o intervalo de tempo da luz baseada no número de revoluções.

O tempo ΔT_2 é calculado pelo produto do período de Io e o número de revoluções:

$$\Delta T_2 = P_{Io} \cdot n_r = 1,77 \cdot 34 = 60,18 \text{ dias.}$$

Essa medida é referente a situação hipotética na qual a luz fosse instantânea e não ocorreria o atraso da emersão de Io. Pela lógica do experimento de Roemer ΔT_1 deveria ser

maior que ΔT_2 , já que nessa situação a Terra está se afastando de Júpiter. Isso acontece devido as medidas serem muito sensíveis a oscilações na faixa de minutos, mas isso não será um grande problema pois a diferença entre os dois tempos corresponderá ao tempo de atraso da emergência de Io.

11. Calcular o atraso da luz.

O atraso deve ser calculado pelo módulo da diferença dos dois tempos

$$\Delta T = |\Delta T_2 - \Delta T_1| = 0,00288 \text{ dias} = 248,83 \text{ s}.$$

12. Calcular a velocidade da luz.

Por fim, para medir a velocidade da luz basta calcular a diferença entre as distâncias e dividir pelo tempo de atraso

$$v = \frac{d_2 - d_1}{\Delta T} = 329.478 \text{ km/s}.$$

4 Resultados

Além do resultado obtido anteriormente, foram realizadas mais quatro medições da velocidade da luz, cujas informações se encontram na [Tabela 3](#). Os dados sobre as medidas do tempo foram dispostas em dias julianos para uma melhor organização, onde t_i e d_i são as primeiras medições do tempo e da distância, e t_f e d_f as segundas, além dos tempos já estarem com as devidas correções da equação do tempo. Também foi calculado a média e o desvio padrão para o valor final da velocidade da luz.

Tabela 3 – Medidas da velocidade da luz.

t_i (dias)	d_i (10^6 km)	t_f (dias)	d_f (10^6 km)	Velocidade (km/s)
2461052,86598 12/01/2026	633,684	2461113,04310 13/03/2026	715,668	329.475,323
2465440,34903 16/01/2038	636,322	2465532,39409 18/04/2038	793,342	359.162,281
2457902,49069 28/05/2017	718,664	2457964,43392 29/07/2017	855,648	234.189,518
2461137,82786 07/04/2026	774,095	2461167,92089 07/05/2026	843,783	266.196,055
2461116,58366 16/03/2026	723,678	2461178,54101 17/05/2026	865,675	223.603,243
Média				282.525,284
Desvio-Padrão				59.481,788
Erro				26.601,064

Produzido pelo autor.

O desvio-padrão em relação ao valor médio da velocidade (282.525,284 km/s) e o erro padrão foram calculados pelas seguintes equações [38]:

$$\sigma_v = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^5 (v_i - \langle v \rangle)^2}{n - 1}},$$

$$\xi = \frac{\sigma_v}{\sqrt{n}},$$

onde v_i são as medições da velocidade, $\langle v \rangle$ o valor médio da velocidade e n o número de medidas. O valor obtido foi de 59.481,788 km/s, uma diferença de cerca de 21,05% em relação ao valor médio. Em relação ao erro, a diferença foi de 9,42%, portanto a velocidade obtida foi de $v = (282.525,284 \pm 26.601,064)$ km/s.

Esse resultado parece estranho, pois mesmo utilizando uma ferramenta para obter valores mais precisos da medição o erro foi relativamente alto. Isso acontece devido a

principal grandeza medida, o tempo, ser extremamente sensível. Observe o que aconteceria se realizássemos a segunda medida do tempo um minuto atrasado da primeira medição da velocidade:

O tempo t_2 passaria a ser

$$t_2 = 2461113,04378 \text{ dias}$$

e a diferença entre os tempos ΔT_1 passaria a ser

$$\Delta T_1 = 60,17780 \text{ dias}.$$

O número de revoluções n_r continuaria a ser

$$n_r \approx 34$$

e o intervalo ΔT_2 também seria

$$\Delta T_2 = 60,18 \text{ dias}.$$

Por fim, o atraso ΔT seria

$$\Delta T = 0,00222 \text{ dias} = 191,808 \text{ s}$$

e a velocidade da luz seria de

$$v = 429.229,833 \text{ km}.$$

Esse resultado mostra a necessidade de muita atenção no momento da medição dos dados desse experimento.

Está disponibilizado um roteiro no [Anexo A](#) para a realização passo a passo desse experimento, podendo ser utilizado nas disciplinas de Física Experimental como nas oficinas. Algumas imagens do roteiro serão repetidas da metodologia, mas isso foi feito para que esse roteiro esteja pronto para ser utilizado, bastando o professor imprimir apenas o intervalo de páginas referente ao roteiro.

5 Conclusão

Ao longo deste trabalho, foi possível observar o quanto a luz é uma peça fundamental para descoberta e compreensão do universo, as suas características são responsáveis por quase todas as informações que podemos obter de objetos astronômicos, sejam eles estrelas, planetas ou asteroides. O objetivo foi mostrar o quanto a luz é um instrumento poderoso para estudar objetos que emitam ou reflitam a luz.

Também foram discutidos os métodos de obtenção da velocidade da luz ao longo da história, mostrando que a construção da informação sobre determinado fenômeno não é imediata, mas sim um processo colaborativo de ideias que são melhoradas ao longo do tempo, resultando em uma melhor compreensão. É válido ressaltar a diversidade criativa durante a história sobre a medição da velocidade da luz, expondo diferentes formas de pensar baseada na tecnologia disponível em cada época e conseqüentemente diferentes soluções para resolver um determinado problema.

Além disso foi descrito um método e desenvolvido um roteiro para se calcular a velocidade da luz através de um experimento histórico de Ole Roemer, conhecido por ter sido a primeira medição da velocidade da luz. Esse método pode colaborar para as disciplinas de física experimental pois necessita apenas de um notebook ou computador para ser realizado, com possibilidade de repetição, contribuindo para as medidas de média, desvio-padrão e teoria dos erros.

Por fim, esse roteiro contribui com a instalação de experimentos envolvendo astronomia na disciplina de física experimental, um tópico que é bastante ausente quando se trata dessa disciplina, além de resgatar um acontecimento histórico importante para a ciência.

Referências

- [1] SARAIVA, M. d. F. O. *Astronomia & Astrofísica*. [S.l.]: Editora Livraria da Física, 2004. Citado 16 vezes nas páginas [21](#), [22](#), [35](#), [36](#), [37](#), [38](#), [41](#), [42](#), [43](#), [44](#), [45](#), [47](#), [48](#), [50](#), [51](#) e [52](#).
- [2] TYSON, N. d. *Astrofísica para apressados*. [S.l.]: Editora Planeta do Brasil, 2017. Citado na página [21](#).
- [3] SALVETTI, A. R. *A história da luz*. [S.l.]: Editora Livraria da Física, 2008. Citado 2 vezes nas páginas [21](#) e [23](#).
- [4] MALIK, A.; MOSTER, B. P.; OBERMEIER, C. Exoplanet detection using machine learning. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford University Press, v. 513, n. 4, p. 5505–5516, 2022. Citado 2 vezes nas páginas [21](#) e [59](#).
- [5] LAPORTE, R. S. *Ole Roemer e a velocidade da luz: explorando aspectos da natureza da ciência em uma proposta de ensino*. Dissertação (Mestrado) — Universidade de São Paulo, 2017. Citado 3 vezes nas páginas [23](#), [28](#) e [29](#).
- [6] FORATO, T. C. d. M. *A natureza da ciência como saber escolar: um estudo de caso a partir da história da luz*. Tese (Doutorado) — Universidade de São Paulo, 2009. Citado na página [23](#).
- [7] SILVA, R. M. M. d. Experiências históricas para a determinação da velocidade da luz. Universidade do Porto. Reitoria, 2002. Citado 3 vezes nas páginas [23](#), [27](#) e [28](#).
- [8] SILVA, M. P. C.; HETEM, J. G. O estudo da luz: uma proposta para o ensino de astronomia. *Latin-American Journal of Physics Education*, Instituto Politécnico Nacional, v. 16, n. 3, p. 10, 2022. Citado na página [23](#).
- [9] BOYER, C. B. Early estimates of the velocity of light. *Isis*, Saint Catherine Press Ltd., v. 33, n. 1, p. 24–40, 1941. Citado na página [24](#).
- [10] RODRIGUES, G. da S. Um teste independente de modelo da variabilidade da velocidade da luz com observações cosmológicas. Observatorio Nacional, 2022. Citado na página [24](#).
- [11] CASTAÑEDA, E. A. M. et al. Medición de la velocidad de la luz. 2016. Citado 3 vezes nas páginas [24](#), [25](#) e [26](#).
- [12] BEECKMAN, I. Isaac beeckman. *Wikimonde*, 2023. Citado na página [24](#).
- [13] STERKEN, C. Ole roemer and the light-time effect. In: *The Light-Time Effect in Astrophysics: Causes and cures of the OC diagram*. [S.l.: s.n.], 2005. v. 335, p. 181. Citado na página [26](#).
- [14] SHEA, J. H. Ole ro/mer, the speed of light, the apparent period of io, the doppler effect, and the dynamics of earth and jupiter. *American Journal of Physics*, American Association of Physics Teachers, v. 66, n. 7, p. 561–569, 1998. Citado na página [26](#).

- [15] HANSEN, J. M. V. Ole roemer. *Astronomical Society of the Pacific Leaflets*, Vol. 4, No. 187, p. 298, v. 4, p. 298, 1944. Citado na página 27.
- [16] RIVAL, M.; MAGALHÃES, L.; BARROS, H. L. de. *Os grandes experimentos científicos*. [S.l.]: J. Zahar, 1997. Citado 3 vezes nas páginas 29, 30 e 31.
- [17] NUSSENZVEIG, H. M. *Curso de física básica: Eletromagnetismo (vol. 3)*. [S.l.]: Editora Blucher, 2015. v. 3. Citado 4 vezes nas páginas 31, 33, 34 e 35.
- [18] MAXWELL, J. C. I. a dynamical theory of the electromagnetic field. *Proceedings of the Royal Society of London*, The Royal Society London, n. 13, p. 459–512, 1864. Citado na página 35.
- [19] SOBRINHO, J. Estrelas: espectros, luminosidades e massas. 2013. Citado 3 vezes nas páginas 38, 39 e 40.
- [20] VERTCHENKO, L.; SILVEIRA, T. d. A. Exercícios envolvendo a magnitude limite no ensino de astronomia. *Ensaio Pesquisa em Educação em Ciências (Belo Horizonte)*, SciELO Brasil, v. 12, n. 2, p. 239–256, 2010. Citado 2 vezes nas páginas 40 e 41.
- [21] BAHIANA, M. Radiação de corpo negro. *Instituto de Física da UFRJ*. Citado na página 42.
- [22] THIARA, A. C. et al. Transposição didática: A radiação do corpo negro nos livros didáticos do pnld 2018. *Latin-American Journal of Physics Education*, Instituto Politécnico Nacional, v. 16, n. 1, p. 8, 2022. Citado na página 43.
- [23] CLARO, P. R. Espectroscopia. *Revista de Ciência Elementar*, Casa das Ciências, v. 5, n. 4, 2017. Citado na página 45.
- [24] SANTOS, A. S. d. S. et al. Espectroscopia astronômica: Uma abordagem histórica para o ensino de física. Citado 2 vezes nas páginas 45 e 46.
- [25] DESCARTES, R. Espectros atômicos. Citado 2 vezes nas páginas 46 e 47.
- [26] GONÇALVES, R. B. Classificação de estrelas de alta massa com aprendizado de máquina não supervisionado. *Trabalho de conclusão de curso (Bacharelado em Astronomia)-Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, Rio de Janeiro*, 2022. Citado 2 vezes nas páginas 47 e 48.
- [27] KRAGH, H. The solar element: A reconsideration of helium’s early history. *Annals of Science*, Taylor & Francis, v. 66, n. 2, p. 157–182, 2009. Citado 2 vezes nas páginas 49 e 50.
- [28] ORTIGOSA, J. El diagrama hr. Dirección General de Divulgación de la Ciencia, 2004. Citado na página 51.
- [29] MEDEIROS, E. C. et al. Exoplanetas: classificação, habitabilidade e métodos de detecção. Brasil, 2019. Citado 7 vezes nas páginas 52, 53, 54, 55, 56, 57 e 58.
- [30] MAYOR, M.; QUELOZ, D. A jupiter-mass companion to a solar-type star. *nature*, Nature Publishing Group, v. 378, n. 6555, p. 355–359, 1995. Citado na página 53.

- [31] BARROSO, R. R.; OLIVEIRA, A. L. d.; JESUS, V. L. d. Simulação da detecção de exoplanetas pelo método do trânsito utilizando o pêndulo cônico e o smartphone. *Revista Brasileira de Ensino de Física*, SciELO Brasil, v. 42, p. e20200161, 2020. Citado na página 54.
- [32] SANTOS, W. C. d.; AMORIM, R. G. G. d. Descobertas de exoplanetas pelo método do trânsito. *Revista Brasileira de Ensino de Física*, SciELO Brasil, v. 39, p. e2308, 2017. Citado 2 vezes nas páginas 54 e 55.
- [33] ALMEIDA, L. d. *Estudo da topologia de microlentes gravitacionais e a descoberta de exoplanetas do tipo Terra na zona habitável*. Dissertação (Mestrado) — Brasil, 2017. Citado 2 vezes nas páginas 55 e 56.
- [34] SARMENTO, L. A. Lentes gravitacionais: teoria e aplicação. 2021. Citado na página 56.
- [35] DOMINGUES, D. L. V. et al. A física do processo de detecção de exoplanetas através da ciência de dados. Universidade Federal de Alagoas, 2022. Citado 3 vezes nas páginas 57, 58 e 59.
- [36] GUIMARÃES, T. A. Determinação do período de rotação de alguns asteróides através de observações fotométricas. *Trabalho de conclusão de curso (Bacharelado em Astronomia)-Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, Rio de Janeiro*, 2001. Citado na página 60.
- [37] VERA, A. V. O. *Clasificación taxonómica de asteroides cercanos a la tierra*. Tese (Doutorado) — Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, 2019. Citado na página 60.
- [38] MARTINS, M. E. G. Desvio padrão amostral. *Revista de ciência elementar*, Casa das Ciências, v. 1, n. 1, p. 20021, 2013. Citado na página 77.

Anexos

ANEXO A – ROTEIRO PARA REPRODUÇÃO DO EXPERIMENTO DE OLE ROEMER

A primeira medida da velocidade da luz, o experimento de Ole Roemer.

O experimento de Ole Roemer, como um dos primeiros a determinar a velocidade da luz, demonstrou que a luz tinha velocidade finita. Esse experimento consiste em calcular a velocidade da luz baseada no atraso da emergência de Io após imergir atrás de Júpiter, utilizando o Stellarium, simulador do mapa celeste.

Observando a [Figura 49](#), se um observador da Terra na posição L observou a primeira emergência de Io, para que o ele observe a segunda emergência deverá considerar a distância que a Terra se afasta de Júpiter. Se a após o período T o observador se encontrar na posição K , ele deve considerar o tempo que a luz demora para percorrer o intervalo de distância entre L e K , isto é, o tempo de eclipse passa a ser $T + t$ onde t é justamente o intervalo que a luz precisa percorrer o intervalo entre L e K . Nessa condição o observador verá o eclipse de Io atrasado. Agora, supondo que a Terra esteja se aproximando de Júpiter, e que o observador veja a primeira emergência de Io em F , e após o período T esteja em G , o observador já teria visto o eclipse, pois o tempo de eclipse nessa ocasião se torna $T - t$. Após essa descoberta sobre essa variação do período de eclipse de Io, Roemer concluiu que a velocidade da luz seria finita.

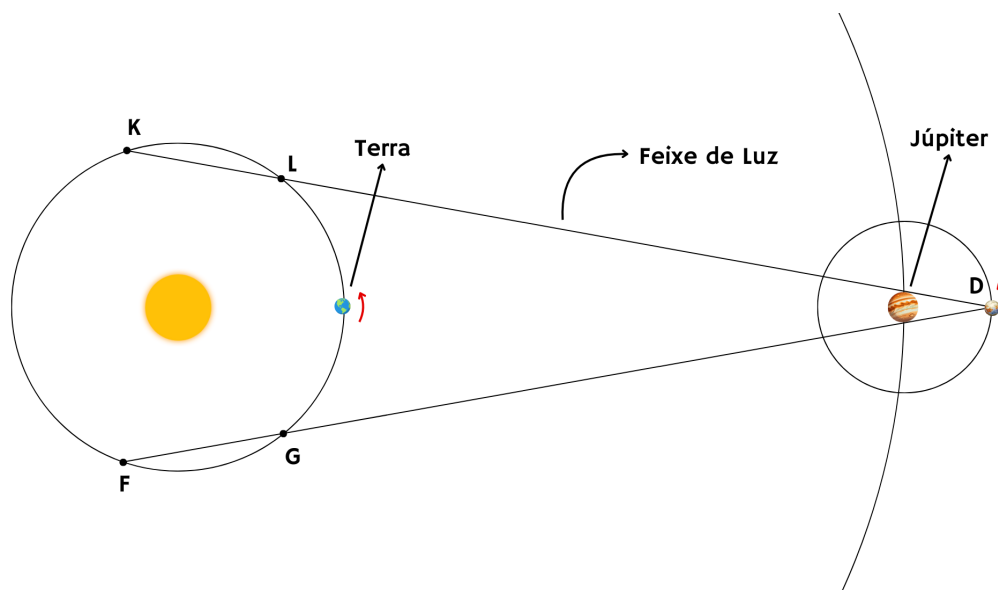
Para a reprodução do experimento de Ole Roemer, é necessário configurar Stellarium e conhecer algumas de suas ferramentas, como mostradas a seguir.

Janela de localização

Com o software aberto, o primeiro passo é definir a localização do observador pela janela de localização. A janela de localização pode ser aberta apertando a tecla **F6** ou movendo o cursor do mouse para a lateral esquerda até que a barra de ferramentas apareça, clicando no primeiro ícone conforme a [Figura 50](#).

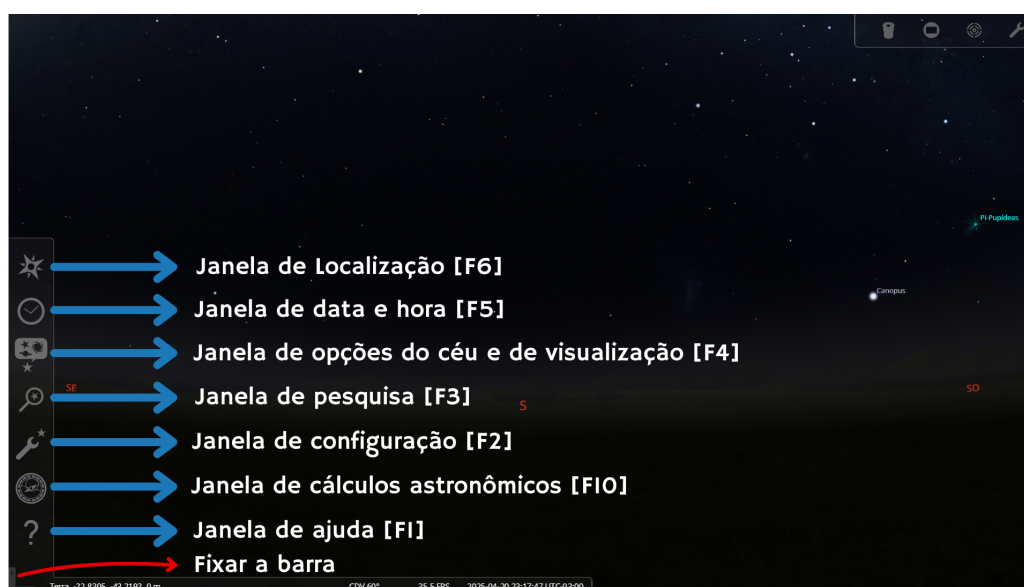
Com a janela de localização aberta, o observador deverá pesquisar pela cidade na lista disponibilizada pelo próprio software, caso a cidade pesquisada não esteja disponível,

Figura 49 – Hipótese de Roemer para o atraso do eclipse da lua Io de Júpiter.



Fonte: Autor.

Figura 50 – Ferramentas laterais do Stellarium.



Fonte: Autor.

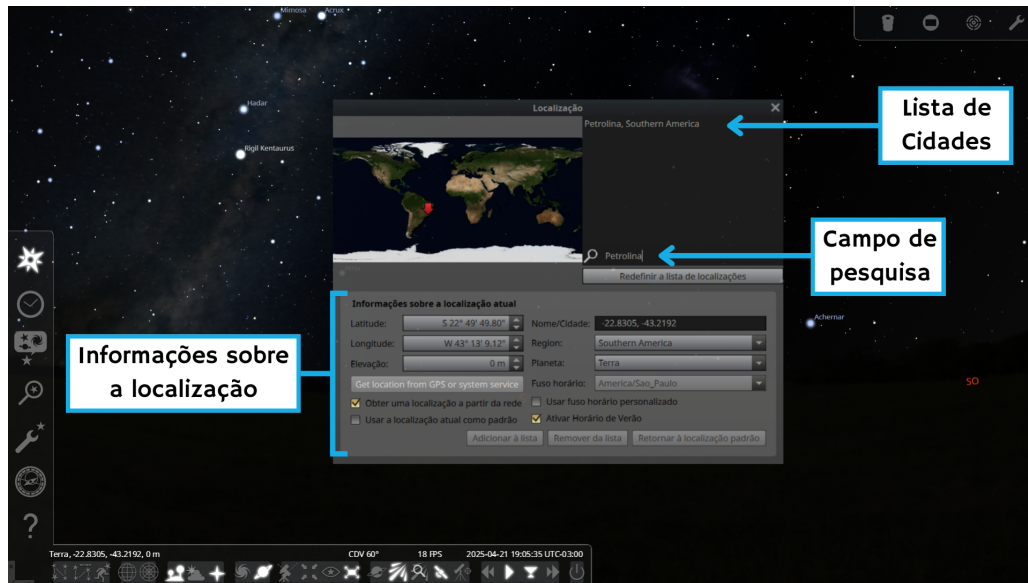
o usuário pode inserir as informações da localização como mostrado na [Figura 51](#).

Janela de opções do céu e de visualização

O segundo passo é verificar se a opção simular a velocidade da luz está ativada, pois essa opção é fundamental para realizar a medição do atraso, sem ela o atraso não acontece e consequentemente inviabiliza a medição.

Essa opção se encontra na janela de opções do céu e de visualização, na qual pode ser aberta apertando **F4** ou clicando no ícone na barra lateral. Com a janela aberta, na

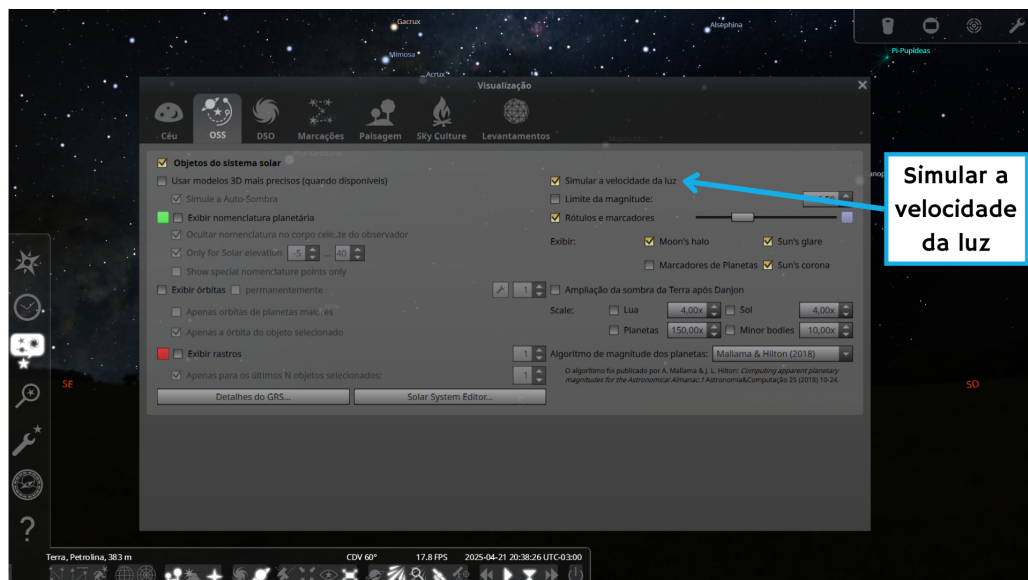
Figura 51 – Janela de localização.



Fonte: Autor.

sua parte superior há um ícone escrito OSS (Objetos do Sistema Solar), ao clicar nesse ícone aparecerá a opção de simular a velocidade da luz, conforme a Figura 52.

Figura 52 – Janela de opções do céu e de visualização.



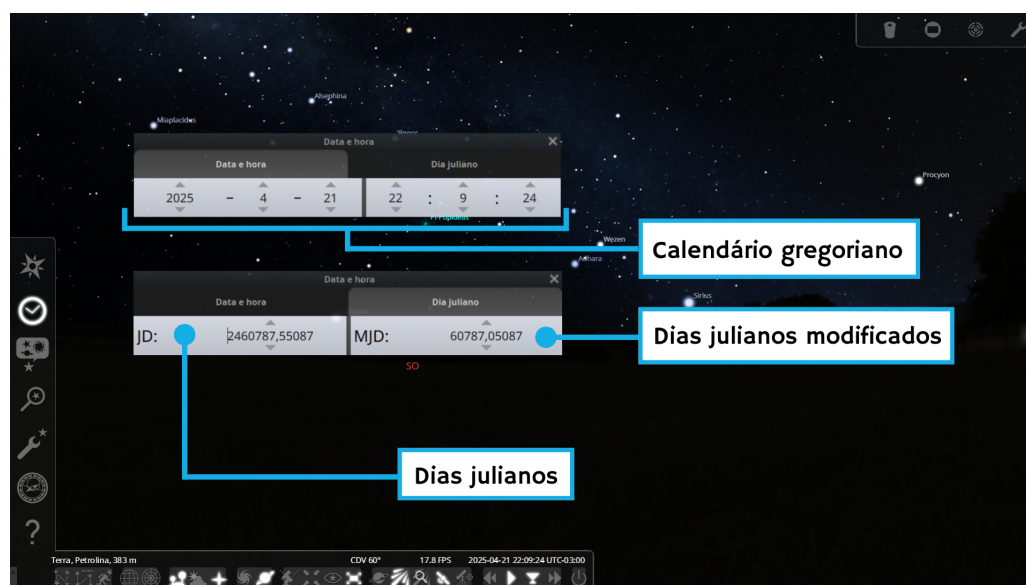
Fonte: Autor.

Janela de data e hora

A janela de data e hora não necessita de uma pré-configuração, mas como será uma das janelas mais utilizadas é importante descrever o funcionamento da mesma. A janela pode ser aberta apertando a tecla **F6** ou clicando no ícone na barra lateral de ferramentas.

Com a janela de data e hora o observador pode escolher a hora, os minutos e os segundos de qualquer dia do ano, seja no passado, presente ou futuro. Essa janela também mostra a data e hora escolhido pelo observador em dias julianos¹ e dias julianos modificados², como mostrado na Figura 53.

Figura 53 – Janela de data e hora.



Fonte: Autor.

Janela de pesquisa

A janela de pesquisa permite encontrar qualquer objeto celeste apenas pesquisando pelo nome conforme a Figura 54. A janela pode ser aberta apertando a tecla **F3** ou clicando no ícone na barra lateral.

Superfície e atmosfera

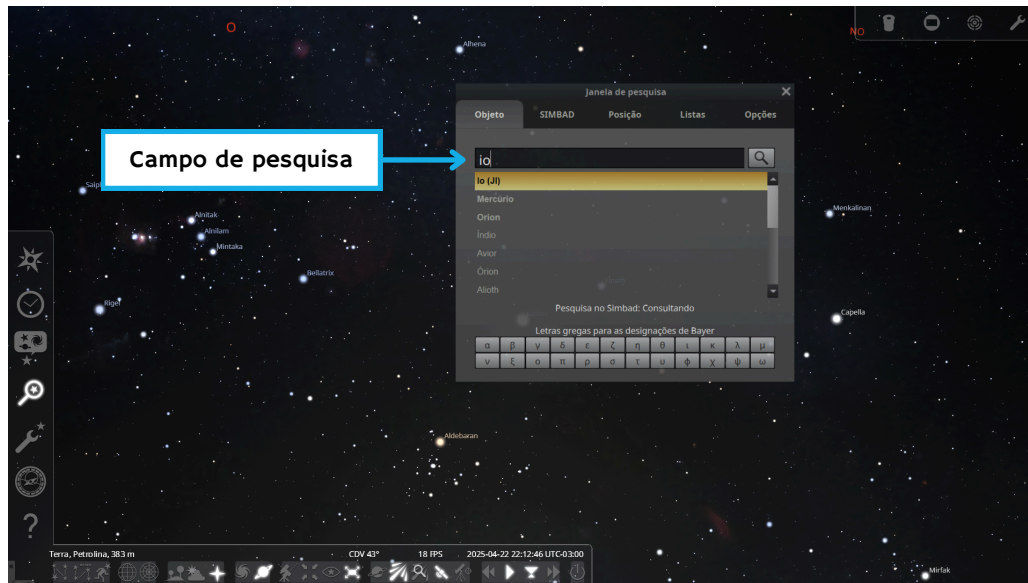
As opções de superfície e atmosfera reduzem as combinações e quantidades possíveis de medidas no experimento de Roemer, visto que não há possibilidade de observar Io quando Júpiter está do lado oposto da Terra (abaixo do horizonte) e nem durante o dia³, como mostrado na Figura 55.

¹ O dia juliano é um método de contar os dias sequencialmente, diferente do calendário gregoriano, em que os dias são contados de forma contínua, sem a separação em semanas, meses ou anos. Sua contagem começa ao meio dia de 1º de janeiro de 4713 a.C. Utilizar os dias julianos é vantajoso para saber intervalos de tempo entre duas datas, pois não é necessário realizar várias conversões de unidades.

² Os dias julianos modificados é a contagem de dias que se inicia a meia-noite de 17 de novembro de 1858.

³ No Stellarium até que é possível observar, mas a nitidez não é uma das melhores.

Figura 54 – Janela de pesquisa.



Fonte: Autor.

Figura 55 – Opções de atmosfera e superfície ativas.



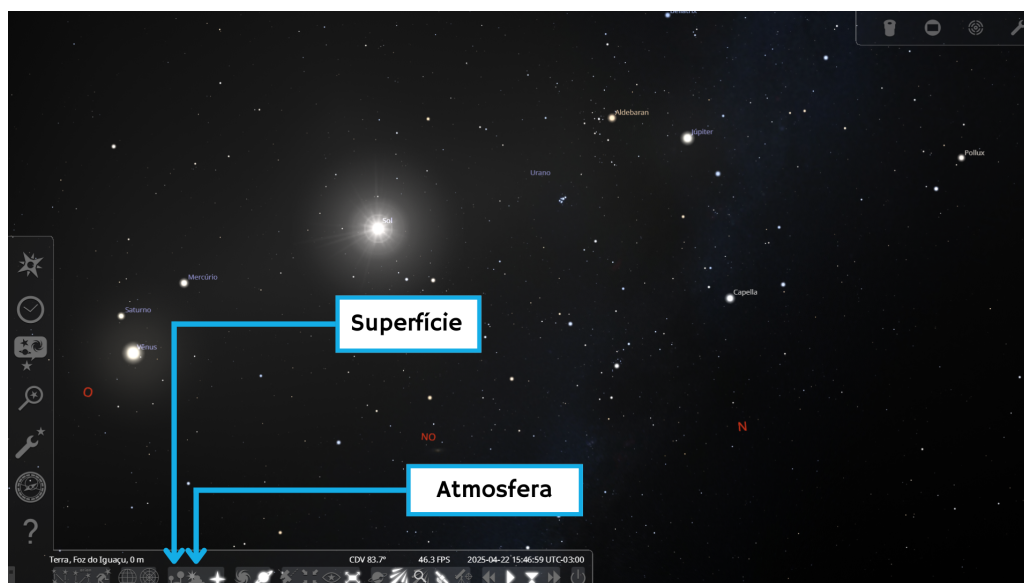
Fonte: Autor.

Essas opções podem ser desativadas apertando as teclas **G** e **A** ou clicando nos ícones na barra inferior como mostrado na [Figura 56](#).

Análise de observabilidade e equação do tempo

O Stellarium possui várias extensões de ferramentas que podem ser ativadas nas configurações e utilizadas para uma melhor experiência no software. Duas dessas ferramentas serão importantes para facilitar a medição da velocidade da luz, a primeira delas será a análise de observabilidade que nos informará a data de maior distância do

Figura 56 – Opções de atmosfera e superfície desativadas.

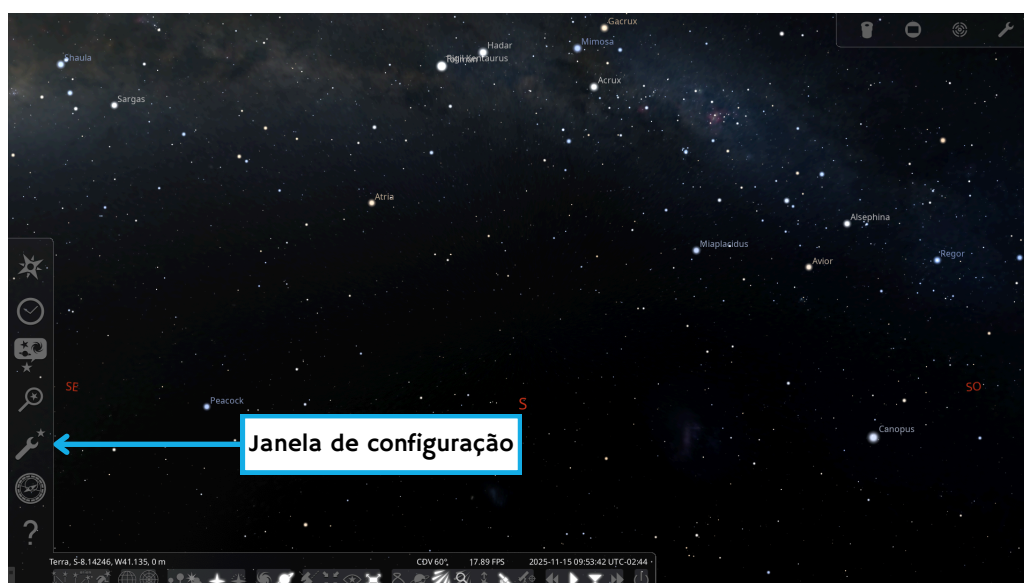


Fonte: Autor.

sol ao objeto selecionado, que nesse caso será Júpiter, e a segunda será a equação do tempo, que será comentada ao decorrer da metodologia. É importante que a versão do Stellarium seja a mais atualizada possível, pois em versões antigas essas extensões não estão disponíveis.

Na tela inicial, aperte **F2** ou clique na opção janela de configuração na barra lateral esquerda, conforme a Figura 57.

Figura 57 – Opção da janela de localização.

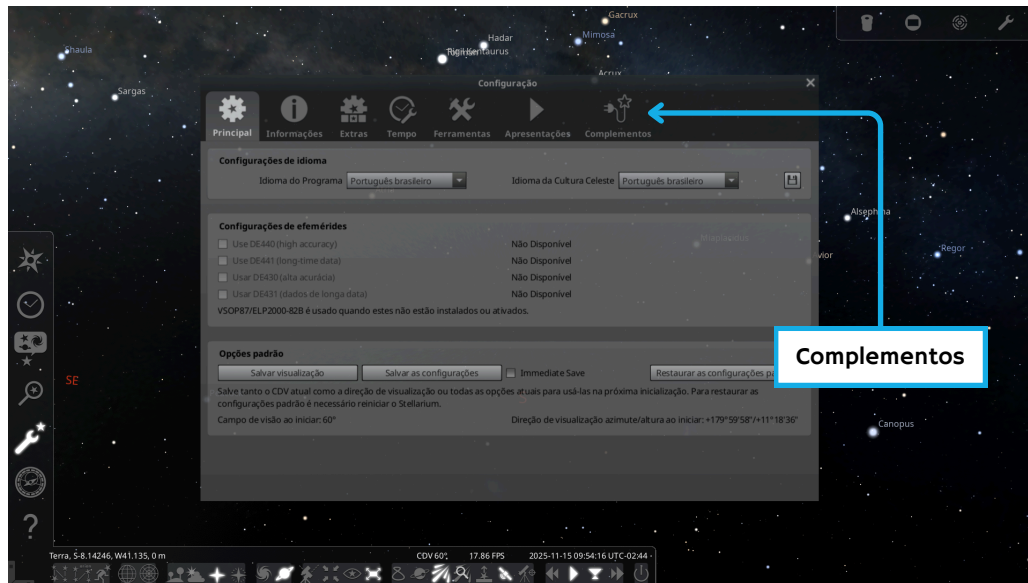


Fonte: Autor.

Com a janela aberta, clique em complementos (Figura 58).

Depois clique em análise de observabilidade e aperte em carregar ao iniciar (Fi-

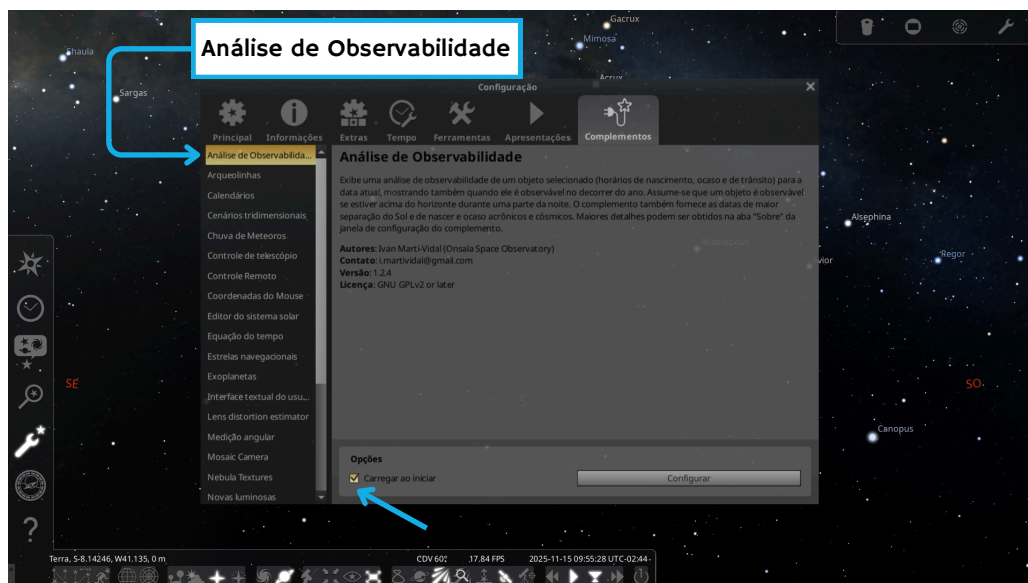
Figura 58 – Localização da aba complementos na janela de configuração.



Fonte: Autor.

gura 59).

Figura 59 – Janela da opção da análise de observabilidade.



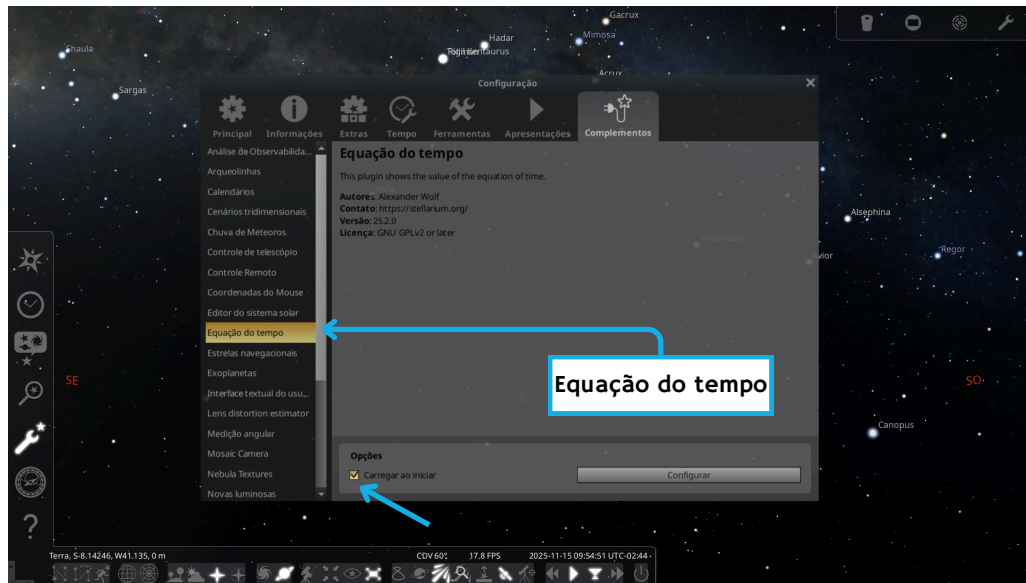
Fonte: Autor.

Para ativar a extensão da equação do tempo basta seguir os mesmos passos até os complementos, após isso clique em equação do tempo e aperte em carregar ao iniciar (Figura 60).

Ativadas as duas extensões feche e abra o Stellarium, ao iniciar aparecerão dois novos ícones na barra inferior de ferramentas, como mostrado na Figura 61.

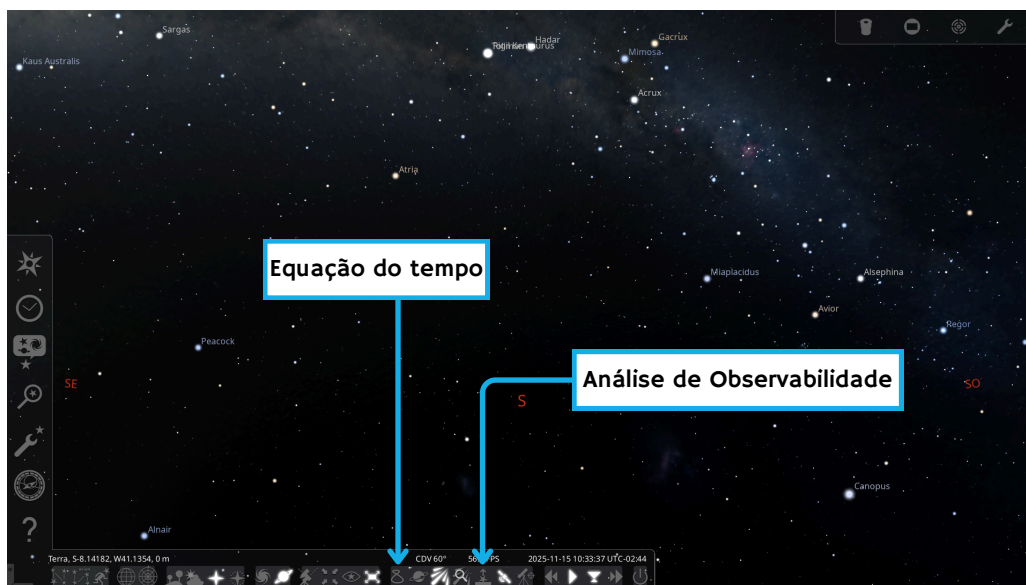
Quando ativadas as duas opções aparecerão em dois conjuntos de informações na tela, a primeira é a análise de observabilidade, que se encontra no canto inferior esquerdo,

Figura 60 – Janela da opção da equação do tempo.



Fonte: Autor.

Figura 61 – Ícones da análise de observabilidade e equação do tempo.



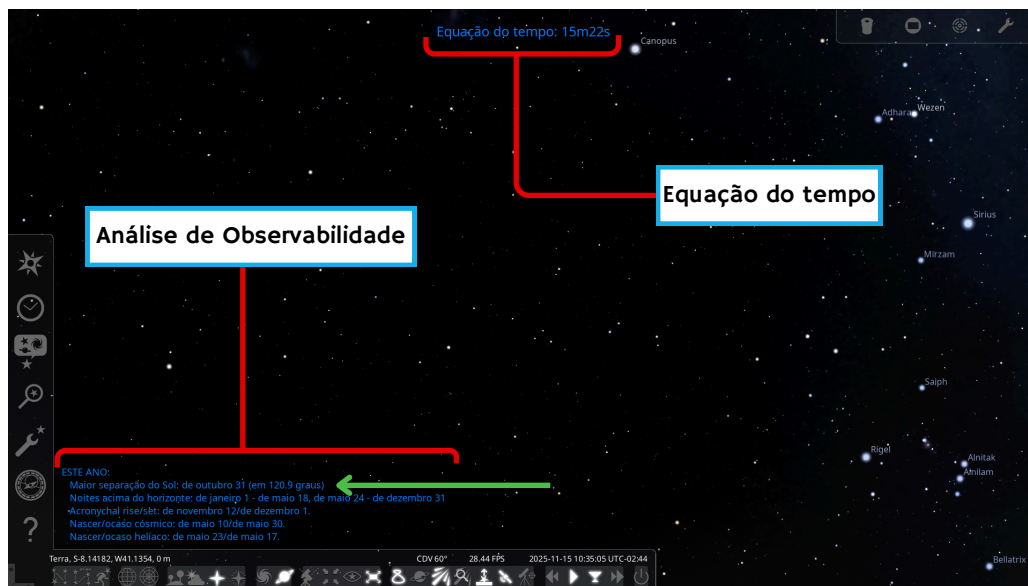
Fonte: Autor.

onde a seta verde indica a data na qual o objeto selecionado está mais distante do Sol no respectivo ano. A segunda é a equação do tempo que se encontra na região central superior da tela (Figura 62).

A Figura 63 mostra as datas da análise de observabilidade do planeta Júpiter no ano de 2026, o único problema é a sobreposição das informações do planeta na informações da análise de observabilidade, mas que ainda é possível visualizar.

Após configurado o Stellarium, o observador está pronto para realizar as medições.

Figura 62 – Informações da análise de observabilidade e equação do tempo.



Fonte: Autor.

Figura 63 – Informações da análise de observabilidade de Júpiter.



Fonte: Autor.

Com o software aberto e configurado, ative a opção da equação do tempo e a de análise de observabilidade na barra de ferramentas inferior e identifique a data de maior separação do Sol.

Utilizando a ferramenta de pesquisa (Aperte **F3**) pesquise por Io e centralize na tela apertando a tecla **Espaço**.

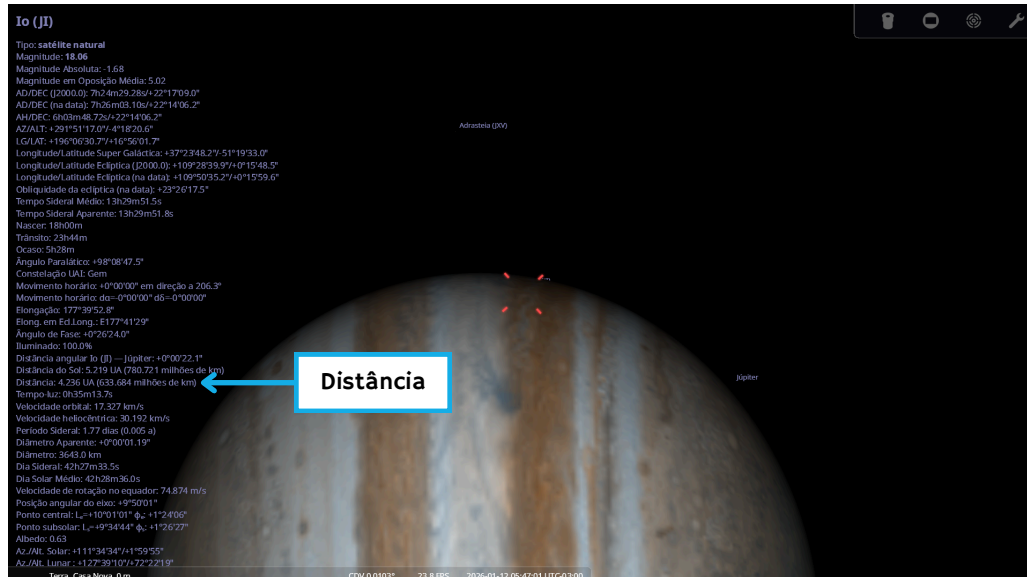
Agora abra a janela de data e hora (Aperte **F5**), e identifique a data da próxima emergência de Io (momento que Io sai por trás de Júpiter) após a data de maior separação do Sol, de preferência anote o horário assim que Io começar a brilhar após emergir:

$t_i =$ _____

Anote a distância Terra-Io, como o exemplo indicado na [Figura 64](#):

$d_i =$ _____

Figura 64 – Informação sobre a distância entre a Terra e Io.



Fonte: Autor.

Anote o valor da equação do tempo, que se encontra na região superior central da tela:

$\delta t_i =$ _____

Corrija o valor da primeira medição do tempo:

$t_i + \delta t_i =$ _____

Para a segunda coleta de dados do tempo e da distância, escolha uma data posterior a da primeira coleta. O intervalo não pode ser curto demais, a recomendação é que seja depois de dois meses, mas que deverá está contido em um intervalo de 6 meses tomando como referência a data de maior separação do sol.

Repetindo o procedimento anterior, encontre o horário da segunda emergência de Io:

$t_f =$ _____

Anote a segunda distância de Io:

$d_f =$ _____

Anote o valor da equação do tempo para a segunda medida do tempo:

$\delta t_f =$ _____

Corrija o valor da segunda medição do tempo:

$$t_f + \delta t_f = \underline{\hspace{10cm}}$$

O próximo passo é calcular a diferença entre o segundo tempo e o primeiro tempo:

$$\Delta T_i = (t_f + \delta t_f) - (t_i + \delta t_i) = \underline{\hspace{10cm}}$$

Com esse valor, pode-se calcular a o número de revoluções que Io realizou durante esse intervalo de tempo. O período de órbita de Io é de $P_{Io} = 1,77$ dias e o número de revoluções é dado pelo quociente entre o intervalo de tempo ΔT_i e o período P_{Io} :

$$n_r = \frac{\Delta T_i}{P_{Io}} = \underline{\hspace{10cm}}$$

Em seguida, aproxime o número de revoluções para o número inteiro mais próximo:

$$n_r \approx \underline{\hspace{10cm}}$$

O valor do intervalo de tempo ΔT_i refere-se ao tempo entre as revoluções considerando a velocidade da luz finita. Agora será calculado o intervalo de tempo ΔT_f , considerando a situação hipotética de que a luz possui velocidade infinita.

Calcule ΔT_f pelo produto do número inteiro de revoluções e o período orbital de Io:

$$\Delta T_f = n_r \cdot P_{Io} = \underline{\hspace{10cm}}$$

Agora calcule o módulo intervalo de tempo ΔT entre ΔT_i e ΔT_f :

$$\Delta T = |\Delta T_f - \Delta T_i| = \underline{\hspace{10cm}}$$

Converta para segundos:

$$\Delta T = \Delta T \cdot 86.400 = \underline{\hspace{10cm}}$$

Calcule a diferença entre a segunda distância e a primeira distância:

$$\Delta d = d_f - d_i = \underline{\hspace{10cm}}$$

Por fim, calcule a velocidade da luz:

$$v = \frac{\Delta d}{\Delta T} = \underline{\hspace{10cm}}$$

Repita o processo mais quatro vezes e preencha a [Tabela 4](#).

Tabela 4 – Medidas da velocidade da luz.

Medidas	Medida 1	Medida 2	Medida 3	Medida 4	Medida 5
$t_i + \delta t_i$ (dias)					
d_i (km)					
$t_f + \delta t_f$ (dias)					
d_f (km)					
ΔT_i (dias)					
n_r					
ΔT_f (dias)					
ΔT (segundos)					
Δd (km)					
Velocidade (km/s)					

Produzido pelo autor.