

A Composição do Cosmos: A Revolução de Cecilia Payne-Gaposchkin e a Termodinâmica das Atmosferas Estelares

The Composition of the Cosmos: The Revolution of Cecilia Payne-Gaposchkin and the Thermodynamics of Stellar Atmospheres

Irandery Fernandes de Fernandes *

Departamento de Física – UEFS

Av. Transnordestina, s/n, Campus UEFS, Feira de Santana – BA – 44036-900

(SUBMITTED: [16/06/2026] – ACCEPTED: [18/08/2026] – PUBLISHED ONLINE: [01/09/2026])

A tese de doutorado de Cecilia Payne-Gaposchkin (1925) redefiniu a composição química do universo, consolidando a astrofísica moderna. Este estudo reconstrói os fundamentos termodinâmicos e estatísticos que permitiram identificar hidrogênio e hélio como elementos estelares dominantes, derrubando a suposição de que as estrelas espelhavam a crosta terrestre. Aplicando as equações de Boltzmann e Saha a dados espectroscópicos de Harvard, demonstra-se que a intensidade das linhas depende da temperatura e de estados quânticos acessíveis, não da concentração bruta. O artigo contextualiza a resistência acadêmica enfrentada por Payne, a validação posterior por Henry Norris Russell e a significância historiográfica do episódio. Integrando física, história e filosofia, posiciona-se a trajetória de Payne como ferramenta didática para ilustrar como o rigor matemático e a persistência analítica superam consensos arraigados e barreiras institucionais.

Palavras-chaves: Cecilia Payne-Gaposchkin; composição estelar; história da ciência.

Cecilia Payne-Gaposchkin's 1925 doctoral thesis fundamentally redefined the chemical composition of the universe, marking the consolidation of modern astrophysics. This study reconstructs the thermodynamic and statistical foundations that allowed her to identify hydrogen and helium as the dominant stellar elements, overturning the prevailing assumption that stars mirrored Earth's crust. By applying the Boltzmann excitation and Saha ionization equations to Harvard College Observatory spectroscopic data, the analysis demonstrates that spectral line intensity depends on temperature and accessible quantum states rather than raw elemental concentration. The article also contextualizes the academic resistance Payne faced, the subsequent validation of her methods by Henry Norris Russell, and the historiographical significance of this episode. Integrating physics, history, and philosophy, the work positions Payne's trajectory as a didactic tool for illustrating how mathematical rigor and analytical persistence overcome entrenched scientific consensus and institutional barriers.

Keywords: Cecilia Payne-Gaposchkin; stellar composition; history of science.

I. INTRODUÇÃO

A compreensão da composição estelar passou por uma transformação radical na virada para o século XX. Antes desse período, a astronomia focava quase que inteiramente em mapear posições e calcular órbitas planetárias. Auguste Comte, em sua obra *Cours de Philosophie Positive*, chegou a afirmar, em 1835, que nunca saberíamos a composição química dos astros porque não podíamos tocá-los ou extrair amostras físicas de suas superfícies [1].

No entanto, o aperfeiçoamento da espectroscopia resolveu esse problema prático: ao decompor

a luz, os astrônomos passaram a ler as assinaturas dos elementos diretamente nos fótons que viajavam pelo espaço. Quem transformou essa técnica descritiva em astrofísica quantitativa rigorosa foi Cecilia Payne. Em sua tese de doutorado de 1925, *Stellar Atmospheres: A Contribution to the Observational Study of High Temperature in the Reversing Layers of Stars*, ela contrariou o consenso da época, que supunha um universo rochoso e metálico semelhante à crosta da Terra. Para provar que o hidrogênio e o hélio dominam a massa cósmica, Payne não olhou apenas para a intensidade visual das linhas escuras nas chapas fotográficas de Harvard; ela aplicou rigorosamente os formalismos da mecânica estatística. Aplicando a Equação de Ex-

* E-mail: ifferrandes@uefs.br

citação de Boltzmann para calcular as populações nos diferentes níveis quânticos [2] e a Equação de Ionização de Saha [3] para modelar a perda de elétrons em função da temperatura cinética (T) e da densidade eletrônica (N_e), relacionada à pressão parcial por $P_e = N_e k_B T$, ela demonstrou matematicamente que a ausência de linhas de hidrogênio em estrelas muito quentes não significava falta do elemento, mas sim que este gás estava completamente ionizado em prótons livres [4]. A aplicação da mecânica quântica à espectroscopia permitiu que o trabalho de Payne estabelecesse as bases para a compreensão contemporânea da composição físico-química do universo.

Este artigo examina a Física e a história por trás das descobertas espectroscópicas de Payne, propondo seu uso como material didático para o Ensino Médio e Superior. Detalhamos o emprego integrado das equações de Boltzmann e Saha no estudo de plasmas, estendendo a análise até a complexidade das estrelas Wolf-Rayet. Utilizando o conceito de transposição didática [5], convertamos esse rigor matemático em uma ferramenta prática para ensinar física moderna. A proposta é utilizar a resiliência de Payne frente ao conservadorismo para mostrar ao leitor que o avanço científico é inseparável do confronto empírico e da superação de barreiras institucionais acadêmicas, evidenciando que a adoção de novos formalismos matemáticos costuma preceder a aceitação de novos paradigmas observacionais.

II. CONTEXTO HISTÓRICO E FORMAÇÃO CIENTÍFICA

II.1. A Formação de Cecilia Payne na Era Clássica

O percurso de Cecilia Payne evidencia as barreiras institucionais de gênero que moldaram as ciências exatas no início do século XX. O ambiente acadêmico europeu e norte-americano das primeiras décadas do século XX era marcado por restrições institucionais ao acesso feminino aos departamentos de ciências exatas, condição que influenciou diretamente a trajetória profissional de Cecilia Payne. Nascida em 1900 em Wendover, Inglaterra, Payne demonstrou desde cedo interesse pelas ciências naturais. Ao ingressar no Newnham College, instituição feminina vinculada à Universidade de Cambridge, no outono de 1919, Payne encontrou a Física em um intenso período de transição metodológica, que descreveria mais tarde como a “bifurcação dos caminhos” em sua autobiografia [6]. O determinismo da mecânica newtoniana e do eletro-

magnetismo maxwelliano cedia espaço à incipiente mecânica quântica e à física relativística, impulsionadas por experimentos realizados por J.J. Thomson e Ernest Rutherford, em Cambridge.

Payne matriculou-se inicialmente em botânica, química e física, mas redirecionou seu foco acadêmico após assistir a uma conferência do astrofísico Arthur Eddington. Na ocasião, o astrofísico apresentou os dados da expedição britânica do eclipse solar de 1919, com registros obtidos na Ilha do Príncipe e em Sobral, no Brasil, comprovando o desvio da luz estelar previsto pela Relatividade Geral de Einstein [7]. O rigor daquela constatação observacional convenceu a jovem Payne a redirecionar seus estudos para a física e a astronomia. Payne descreveu esse intervalo como um período de intensa reflexão e insônia, conforme documentado em sua autobiografia, *The Dyer's Hand* [6].

Contudo, mesmo cumprindo todas as exigências acadêmicas em 1923, a Universidade de Cambridge recusou-se a lhe conceder o grau de bacharel, amparada por uma política de exclusão feminina que só seria revogada em 1948 [8; 9]. Diante da restrição que a limitaria ao magistério secundário em escolas femininas no Reino Unido, Payne buscou alternativas no exterior onde a pesquisa astrofísica estivesse sendo realizada.

A oportunidade ocorreu em 1923, após um encontro com Harlow Shapley, recém-nomeado diretor do Harvard College Observatory, que visitava Londres. Payne pleiteou e obteve uma bolsa de estudos para integrar a equipe em Massachusetts [9]. Há um elemento histórico peculiar nessa mudança: sua ida foi viabilizada pela Pickering Fellowship for Women. Criada para honrar o antigo diretor do observatório de Harvard, a bolsa visava manter a tradição de empregar astrônomas na instituição, mão de obra altamente qualificada, porém sistemicamente subremunerada [8; 10]. Shapley possuía um programa ambicioso de expansão da pesquisa estelar. Ao cruzar o Atlântico, Payne passou a ter acesso ao maior repositório mundial de placas fotográficas e dados espectroscópicos da época, o laboratório de dados que fundamentaria sua revolução analítica.

III. O OBSERVATÓRIO DE HARVARD E A CATALOGAÇÃO ESPECTRAL EMPÍRICA

Ao ingressar no Harvard College Observatory, Cecilia Payne deparou-se com o acervo observacional consolidado de um grupo de pesquisadoras que ficou historicamente conhecido como as “Computadoras de Harvard” (Harvard Computers). Nas

décadas anteriores, sob a direção de Edward Charles Pickering, o observatório havia contratado dezenas de mulheres, incluindo pesquisadoras de impacto histórico para a astronomia, como Annie Jump Cannon, Williamina Fleming (Mina Fleming), e Antonia Maury, para processar, classificar e calcular parâmetros astronômicos a partir de milhares de placas fotográficas de vidro. Essas placas registravam espectros estelares com resolução adequada aos espectrógrafos de fenda da época, nos quais as linhas de absorção se manifestavam como finas faixas escuras quase imperceptíveis a olho nu, mas essenciais para a análise quantitativa [8; 9; 10].

Essas pesquisadoras executavam análise espectroscópica contínua, contudo recebiam remuneração inferior e ocupavam cargos de menor prestígio institucional em comparação aos pares masculinos. Apesar das barreiras estruturais, a classificação taxonômica desenvolvida por esse grupo reestruturou a astronomia estelar. Annie Jump Cannon inspecionou visualmente e classificou os espectros de mais de 225.000 estrelas individualmente (chegando a aproximadamente 350.000 ao longo de sua carreira), estabelecendo o Catálogo Henry Draper [11; 12].

TABELA I – Sistema de Classificação Espectral de Harvard e Padrões Morfológicos.

Classe Espectral	Temperatura (K)	Principais Características Espectrais	Exemplos Estelares
O	> 30.000	Hélio ionizado (He II), linhas de H muito fracas	Alnitak, Naos
B	10.000–30.000	Hélio neutro (He I), linhas de H moderadas	Rigel, Spica
A	7.500–10.000	Linhas de Hidrogênio (Série de Balmer) em intensidade máxima	Sirius, Vega
F	6.000–7.500	Metais ionizados (Ca II, Fe II) ganhando proeminência	Procyon, Canopus
G	5.200–6.000	Metais ionizados (Ca II, H e K) dominantes, metais neutros presentes	Sol, α -Centauri A
K	3.700–5.200	Metais neutros abundantes, bandas moleculares (CH, CN)	Arcturus, Aldebaran
M	2.400–3.700	Bandas moleculares fortes (TiO), metais neutros	Antares, Betelgeuse

O sistema de classificação adotado por Cannon baseava-se em critérios empíricos e morfológicos. As estrelas foram categorizadas conforme a intensidade e a presença de linhas de absorção específicas, resultando na sequência O, B, A, F, G, K e M. Historicamente, as letras originais seguiam a ordem alfabética (A, B, C...) com base apenas na intensidade visual das linhas de hidrogênio. A contribuição metodológica de Cannon consistiu em reordenar as classes e eliminar redundâncias para criar uma sequência térmica contínua, popularizada pelo mnemônico “*Oh, Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me*” [11]. A Tabela I sintetiza os parâmetros macroscópicos que Cannon correlacionou empiricamente. As estrelas do tipo A, por exemplo, caracterizam-se por apresentar as linhas de absorção de hidrogênio (série de Balmer) com intensidade máxima, enquanto as estrelas dos tipos O e M exibem assinaturas discretas desse elemento, quase inexistentes, sendo dominadas por linhas de hélio ionizado ou bandas moleculares, respectivamente.

Sob a interpretação astrofísica e pré-quântica vigente nas primeiras décadas do século XX, essa ausência de linhas levou ao equívoco de que as estrelas quentes (Tipo O) não continham hidrogênio, interpretação que seria corrigida pela aplicação da termodinâmica estatística na tese de Payne.

Embora a comunidade astronômica suspeitasse que a classificação de Cannon representasse uma sequência de temperaturas superficiais decrescentes, a fundamentação física que regia essa transição de uma classe espectral para outra permanecia indefinida. O catálogo documentava com precisão o fluxo macroscópico de fótons emergentes e a intensidade relativa das linhas, mas não estabelecia uma relação analítica entre esses dados observacionais e os processos atômicos microscópicos. Falta um modelo que vinculasse a intensidade das bandas de absorção às seções de choque atômicas e às frações populacionais dos níveis de energia, regi-

das pelas condições de Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) no plasma estelar. Essa lacuna exigia a transposição da mecânica quântica e da termodinâmica estatística para o domínio da astrofísica observacional, formalismo que seria aplicado por Payne.

Como a Universidade de Harvard não conferia títulos de doutorado a mulheres nos departamentos de física ou astronomia, Payne foi matriculada formalmente no Radcliffe College, instituição associada de artes liberais para mulheres, operando suas pesquisas a partir do observatório dirigido por Shapley [6]. Seu objetivo científico consistia em aplicar os princípios da mecânica quântica e da termodinâmica estatística ao extenso acervo espectroscópico do Catálogo Henry Draper, visando determinar não apenas a temperatura absoluta da atmosfera de cada estrela, mas, sobretudo, sua composição elementar intrínseca.

IV. FUNDAMENTAÇÃO FÍSICA DA ESPECTROSCOPIA ESTELAR

IV.1. O Paradoxo da Composição Solar e o Consenso Terrestre

Para compreender o impacto dos resultados do trabalho de Payne, é necessário reconstituir o paradigma científico que predominava na astrofísica observacional até 1925. Quando os pioneiros da espectroscopia do século XIX, como Joseph von Fraunhofer, Gustav Kirchhoff e Robert Bunsen, iniciaram a catalogação das faixas escuras de absorção no espectro solar, observaram que o comprimento de onda dessas linhas coincidia com precisão com as emissões de elementos químicos vaporizados em fornos térmicos e tubos de descarga elétrica em laboratórios terrestres [13].

O espectro solar exibia linhas de absorção pronunciadas correspondentes a metais como cálcio, ferro, titânio, sódio, magnésio e silício, que deixavam assinaturas profundas na radiação da nossa estrela. As linhas associadas ao hidrogênio estavam presentes, mas não ostentavam a intensidade esperada para um elemento que constituiria a maior parte da massa estelar. O hélio, descoberto previamente em 1868 por meio de uma linha de emissão amarela não identificada durante um eclipse solar e posteriormente isolado na Terra [14; 15], também apresentava assinaturas discretas na maioria das classes espectrais analisadas [4; 12].

Diante dessas evidências ópticas, a comunidade astronômica adotou o pressuposto de que a intensidade das linhas espectrais refletia diretamente a abundância elementar na atmosfera estelar. Esse

raciocínio linear fundamentou a hipótese da composição terrestre do universo.

Físicos influentes, como o norte-americano Henry Rowland e, posteriormente, Henry Norris Russell, diretor do Observatório de Princeton, sustentavam essa teoria. Russell defendia, com base em publicações desde a década de 1910, que existia uma conformidade quase que absoluta entre a lista de elementos da crosta terrestre e a composição solar. O astrofísico postulava que ao aquecer a crosta terrestre até atingir a temperatura da fotosfera solar, cerca de 5.800 K, a superfície radiante geraria um espectro de absorção semelhante ao observado no Sol [11]. Este raciocínio se baseava nos princípios da termodinâmica clássica então disponíveis. A limitação residia na ausência de modelos quânticos que relacionassem espectros a estados de ionização e excitação.

A física pré-quântica vigente assumia uma proporcionalidade direta entre a contagem atômica de um elemento e sua capacidade de absorção radiativa. O consenso “terrestre” ou “metálico” consolidou-se como referência na astrofísica das duas primeiras décadas do século XX. Segundo esse paradigma, a composição cósmica refletiria a da crosta terrestre, sendo dominada por metais, silicatos, carbono e oxigênio. Desta forma, não passava de uma extensão química macroscópica do que se encontrava nas jazidas minerais do nosso planeta.

A revisão desse modelo exigiu demonstrar que a intensidade das linhas espectrais não refletia diretamente a abundância elementar, mas sim a fração de átomos em estados quânticos específicos. Conforme a termodinâmica estatística, a probabilidade de excitação e ionização varia exponencialmente com a temperatura [3; 16]. Desta forma, espécies de baixa abundância com níveis de excitação acessíveis podem gerar absorção mais intensa do que elementos majoritários cujos elétrons permanecem no estado fundamental, fora da faixa de detecção óptica da época. A determinação da abundância química dos elementos dependia, portanto, da relação entre radiação e estados quânticos da matéria [4; 11].

IV.2. Espectroscopia Estelar e o Átomo de Bohr

A transposição das descobertas de Cecilia Payne para as salas de aula do Ensino Médio ou para disciplinas de Física Moderna requer a revisão dos conceitos de absorção radiativa e termodinâmica estatística. O interior estelar constitui um meio de alta densidade e opacidade, no qual as interações térmicas da matéria produzem um campo de ra-

dição eletromagnética contínua, próximo ao equilíbrio termodinâmico local [17]. À medida que essa radiação se propaga das zonas radiativas e convectivas até as camadas mais externas da fotosfera, os fótons que se deslocam em direção ao espaço interestelar começam a interagir com os átomos do

gás presentes nessa região. Na literatura do início do século XX, essa região superficial era frequentemente chamada de *reversing layer* (camada de reversão); hoje sabemos que não se trata de uma camada isolada, mas sim do gradiente de temperatura da própria fotosfera.

TABELA II – Linhas de Absorção Espectral da Série de Balmer para o Hidrogênio.

Transição Quântica	Nome da Linha (Série de Balmer)	Comprimento de Onda (λ)	Cor / Região Espectral
$n = 2 \rightarrow n = 3$	H_α (H-Alfa)	656,3 nm	Vermelho
$n = 2 \rightarrow n = 4$	H_β (H-Beta)	486,1 nm	Azul-esverdeado
$n = 2 \rightarrow n = 5$	H_γ (H-Gama)	434,0 nm	Azul-violeta
$n = 2 \rightarrow n = 6$	H_δ (H-Delta)	410,2 nm	Violeta

A interpretação desse processo fundamenta-se no modelo atômico proposto por Niels Bohr em 1913. Na física quântica, os elétrons ligados ao núcleo não ocupam órbitas arbitrárias, mas estados de energia discretos, indexados por um número quântico principal n e associados a uma energia E_n [18]. Para o átomo de hidrogênio, esses níveis de energia são descritos pela expressão:

$$E_n = -13,6 \frac{\text{eV}}{n^2}, \quad (1)$$

onde o sinal negativo indica o estado ligado do elétron ao núcleo atômico.

A energia de um fóton é dada pela relação de Planck-Einstein ($E_\gamma = \frac{hc}{\lambda}$, onde h é a constante de Planck, c é a velocidade da luz e λ o comprimento de onda) [19; 20]. A absorção ocorre exclusivamente quando o fóton possui energia igual à diferença entre dois níveis atômicos: $E_\gamma = E_{\text{final}} - E_{\text{inicial}}$. Nesse processo, o fóton é absorvido e sua remoção do fluxo contínuo deixa uma marca escura, uma linha de absorção, no espectro registrado por equipamentos na Terra.

O átomo mais rudimentar da natureza, o hidrogênio, possui apenas um próton e um elétron. Suas transições originam diferentes conjuntos de linhas espectrais. Na faixa visível do espectro eletromagnético, as transições absorvidas ou emitidas pelo hidrogênio formam a famosa Série de Balmer, cujos comprimentos de onda e transições quânticas correspondentes estão descritos na Tabela II [13; 21].

Conforme a Tabela II, a formação de uma linha de Balmer observável exige que uma fração significativa dos átomos de hidrogênio possua elétrons no primeiro estado excitado ($n = 2$). Caso os elétrons

estejam no estado fundamental ($n = 1$), a absorção ocorre apenas na Série de Lyman, situada no ultravioleta distante [22], faixa bloqueada pela atmosfera terrestre. Do ponto de vista da física atômica, essa dependência do estado inicial $n = 2$ demonstra que a intensidade de uma linha espectral não reflete diretamente a abundância atômica total, mas sim a população de átomos preparados para interagir com a radiação na faixa do visível.

IV.3. O Papel da Excitação Térmica e a Equação de Boltzmann

A probabilidade de um átomo de hidrogênio apresentar seu elétron no nível $n = 2$ não depende da natureza química do elemento, mas da temperatura cinética do meio. Sob a hipótese do Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL), válida para as camadas fotosféricas, a razão de populações entre dois estados energéticos é regida pela Equação de Excitação de Boltzmann [4], dada por:

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b}{g_a} \exp\left(-\frac{E_b - E_a}{k_B T}\right). \quad (2)$$

Nesta expressão, N_b e N_a representam o número de átomos (ou a densidade deles) ocupando os estados energéticos superior b e inferior a , enquanto g_b e g_a são as degenerescências estatísticas dos estados quânticos, ou seja, o número de microestados independentes que compartilham exatamente o mesmo nível de energia macroscópico. Para o hidrogênio, a degenerescência de um nível é dada por $g_n = 2n^2$, valor que, sob a ótica da mecânica quântica, reflete a multiplicidade de estados possíveis para um mesmo nível energético, considerando os números quânticos de momento angular e as duas orien-

tações possíveis de spin eletrônico [13]. A diferença ($E_b - E_a$) corresponde à diferença de energia entre dois níveis eletrônicos, k_B é a constante de Boltzmann ($8,617 \times 10^{-5}$ eV/K) e T é a temperatura do gás em Kelvin.

É necessário distinguir esta relação da Distribuição de Maxwell-Boltzmann. Enquanto esta última descreve o espectro contínuo de velocidades translacionais das partículas no plasma estelar, a Equação de Excitação de Boltzmann aplica-se estritamente à ocupação de estados quânticos discretos na eletrosfera atômica [13].

A título de ilustração, pode-se aplicar a equação à fotosfera solar que mantém uma temperatura de superfície em torno de $T \approx 5.800$ K. Neste regime, a energia térmica média das partículas, parametrizada por $k_B T$, é aproximadamente 0,5 eV. Contudo, a diferença de energia entre o estado fundamental ($n = 1$) e o primeiro estado excitado ($n = 2$), salto necessário para a formação da série de Balmer, é muito superior, totalizando 10,2 eV.

Calcula-se inicialmente a razão de degenerescência estatística por meio da relação $g_n = 2n^2$, obtendo-se $g_1 = 2(1)^2 = 2$ e $g_2 = 2(2)^2 = 8$, resultando em um peso estatístico

$$(g_2/g_1) = 4.$$

Substituindo os valores na equação, obtém-se:

$$\frac{N_2}{N_1} = 4 \exp\left(-\frac{10,2\text{eV}}{0,5\text{eV}}\right) = 4 \exp(-20,4) \approx 5,5 \times 10^{-9}.$$

O termo exponencial negativo reduz drasticamente a razão para um termo de ordem 10^{-9} . O resultado evidencia que, na temperatura solar, a grande maioria dos átomos permanece no estado fundamental, incapaz de gerar absorção na faixa visível.

Para cada átomo de hidrogênio com elétron em $n = 2$ no Sol, há aproximadamente 10^8 átomos no estado fundamental. Em outras palavras, para cada átomo de hidrogênio apto a absorver um fóton vermelho de Balmer (H_α), existem cerca de cem milhões de átomos “adormecidos” no estado fundamental, completamente indiferentes e transparentes à radiação visível [23].

Portanto, a ausência de linhas de hidrogênio proeminentes no espectro solar não indica escassez do elemento, mas sim que sua população atômica encontra-se majoritariamente em estados que absorvem apenas radiação ultravioleta extrema (Série de Lyman), faixa esta que era inacessível e não registrada pelas chapas fotográficas utilizadas na época pelas pesquisadoras de Harvard.

IV.4. O Paradoxo de Balmer e a Equação de Ionização de Saha

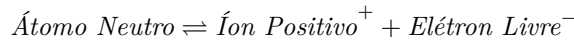
A partir da Equação de Excitação de Boltzmann, torna-se intuitivo supor que o aumento progressivo da temperatura do gás eleva a população de átomos de hidrogênio no nível $n = 2$, intensificando as linhas de absorção de Balmer. Esse comportamento é confirmado observacionalmente em estrelas da classe A (como Sirius e Vega), com temperaturas fotosféricas ~ 10.000 K, que apresentam as linhas de Balmer mais intensas da sequência espectral.

Contudo, estrelas mais quentes das classes B e O (com temperaturas entre 15.000 K e 40.000 K) exibem um comportamento oposto: a intensidade das linhas de Balmer diminui progressivamente com o aumento da temperatura, tornando-se quase indetectáveis nas estrelas do tipo O. Essa atenuação contradiz a expectativa inicial de que o aumento da energia térmica apenas elevaria a população de elétrons excitados, exigindo um modelo que integrasse excitação e perda eletrônica.

A explicação para esse fenômeno foi formalizada em 1920 pelo físico Meghnad Saha. Em seu artigo publicado na revista científica inglesa *Philosophical Magazine*, intitulado *Ionisation in the Solar Chromosphere*, e aperfeiçoado no trabalho subsequente *On a Physical Theory of Stellar Spectra* nos *Proceedings of the Royal Society of London*, Saha demonstrou analiticamente que, em altas temperaturas, as colisões térmicas não apenas excitam os elétrons, mas podem removê-los completamente do átomo. Quando a energia térmica média supera o potencial de ionização, o átomo neutro perde seu elétron periférico, gerando um íon positivo e um elétron livre [3; 24]. Esse processo transforma a atmosfera estelar em um plasma clássico não degenerado, cujas propriedades termodinâmicas são descritas pelas leis dos gases ideais [13; 25]. Distingue-se esse regime, entretanto, do estado de gás degenerado, que ocorre em ambientes de densidade extrema (como núcleos de anãs brancas ou estrelas de nêutrons), onde o Princípio de Exclusão de Pauli impõe restrições quânticas à distribuição de elétrons, exigindo o tratamento por estatísticas de Fermi-Dirac [26; 27; 28]. Sob tais condições, a energia de Fermi excede amplamente a escala térmica ($E_F \gg k_B T$), o que obriga o preenchimento sequencial dos estados quânticos até o nível de Fermi e gera uma pressão de degeneração essencialmente independente da temperatura, invalidando a descrição estatística clássica. Nas fotosferas de estrelas da sequência principal, incluindo as mais quentes, a densidade é suficientemente baixa para que a es-

tatística de Maxwell-Boltzmann permaneça válida e o material comporta-se como um plasma clássico não-degenerado, um gás ideal [13].

Saha modelou esse processo de ionização como uma reação de equilíbrio termodinâmico reversível, análoga à dissociação de moléculas em físico-química:



Nessa abordagem, as atmosferas estelares obede-

cem às mesmas leis de equilíbrio químico observadas nos laboratórios, onde o aumento da temperatura desloca a “reação” para o lado dos produtos, ou seja, para a formação de íons e elétrons livres [3]. Sob a ótica da termostatística macroscópica, essa dissociação atua como uma verdadeira transição de fase de primeira ordem no interior do plasma. O calor latente fornecido pela estrela é integralmente consumido para romper as ligações elétricas de valência, garantindo o equilíbrio coexistente entre o gás neutro e o gás ionizado [29].

TABELA III – Descrição dos Termos Analíticos da Equação de Ionização de Saha.

Termo Analítico	Significado Físico no Contexto da Astrofísica
N_{i+1} e N_i	Densidade de íons no estado superior de ionização frente ao estado de ionização inferior (ou estado neutro basal).
N_e	Densidade volumétrica de elétrons livres no plasma (diretamente conectada à pressão eletrônica parcial, P_e).
Λ_{th}	Comprimento de onda térmico de de Broglie associado ao elétron livre ($\Lambda_{th} = h/\sqrt{2\pi m_e k_B T}$) [13; 30].
Z_{i+1} e Z_i	Funções de partição estatística (soma ponderada dos microestados excitados acessíveis ao íon e ao átomo neutro).
χ_i	Energia ou Potencial de Ionização da espécie; trabalho necessário, em elétron-volts, para remover o elétron mais externo da camada de valência.

Combinando princípios de mecânica estatística com as contribuições de van t'Hoff e Nernst, Saha derivou a Equação de Ionização Térmica, posteriormente refinada por Fowler e Milne [16; 31; 32]. Esta expressão descreve a razão de populações de partículas gasosas submetidas a estados de ionização adjacentes:

$$\frac{N_{i+1}N_e}{N_i} = \frac{2}{\Lambda_{th}^3} \left(\frac{Z_{i+1}}{Z_i} \right) \exp \left(-\frac{\chi_i}{k_B T} \right). \quad (4)$$

O numerador contém o fator 2, que é a degenerescência de spin do elétron livre ($g_e = 2$). Como a massa do íon é praticamente idêntica à do átomo neutro, as funções de partição translationais se cancelam na razão, restando apenas a contribuição do elétron ejetado.

Essa formulação resolve o paradoxo das classes de estrelas O e B. À medida que a temperatura (T) assume valores críticos superiores a 15.000 K, o crescimento do termo pré-exponencial térmico ($\propto T^{3/2}$) combinado com a elevação do fator $\exp(-\chi_i/k_B T)$ faz com que a razão $\frac{N_{i+1}}{N_i}$ aumente abruptamente, levando o plasma à ionização quase completa. Para o hidrogênio, cujo potencial de ionização (χ_i) é de 13,6 eV, o plasma atinge a ionização quase completa nessa temperatura nas classes

B e O. A redução drástica na população de átomos neutros (N_i) diminui proporcionalmente o número de átomos disponíveis no nível $n = 2$, suprimindo as linhas de Balmer. Conclui-se, portanto, que o desaparecimento dessas linhas não indica ausência de hidrogênio, mas sua conversão quase total em íons (prótons).

A definição rigorosa e o significado físico de cada componente analítico dessa formulação encontram-se detalhados na Tabela III.

IV.5. Funções de Partição e Opacidade

O cálculo preciso das populações atômicas via equações de Boltzmann e Saha exige o conhecimento das Funções de Partição (Z), que representam a soma ponderada de todos os estados de energia acessíveis ao sistema:

$$Z(T) = \sum_{j=1}^{\infty} g_j \exp \left(-\frac{E_j}{k_B T} \right), \quad (5)$$

onde E_j representa a energia do j -ésimo estado de excitação medido a partir do estado fundamental. Um problema técnico fundamental discutido na literatura é a divergência da função de partição para

átomos isolados (como o hidrogênio), uma vez que existe um número infinito de níveis de Rydberg convergindo para o limite de ionização [17]. Esta divergência ocorre porque, à medida que o número quântico principal (n) se aproxima do infinito, a energia atinge um limite superior constante, fazendo com que o fator de decaimento exponencial na Equação de Boltzmann deixe de decair. Simultaneamente, a degenerescência estatística dos orbitais ($g_n = 2n^2$) cresce quadraticamente, forçando a somatória da função de partição a tender ao infinito [29]. Em atmosferas estelares reais, essa divergência é contornada pelos efeitos de pressão e densidade do plasma. Interações com partículas vizinhas e microcampos elétricos locais (efeito Stark) provocam o fenômeno conhecido como abaixamento do potencial de ionização (*Ionization Potential Depression*, IPD), que trunca efetivamente a série de estados de Rydberg acessíveis [13; 33]. O critério quantitativo de truncamento, formalizado pelo limite de Inglis-Teller, compara o raio da órbita de Bohr do estado excitado ($r_n \propto n^2$) com a distância média entre as partículas (raio da esfera de Debye). Quando o orbital eletrônico excede o espaço disponível, o estado funde-se ao contínuo, tornando-se fisicamente inviável. Esse fenômeno limita o número de linhas da série de Balmer observáveis em uma atmosfera estelar, funcionando como um diagnóstico direto da densidade e pressão superficiais [13]. Na prática observacional, estrelas anãs, com altas pressões superficiais, exibem menos linhas visíveis na série do que estrelas gigantes, cujas atmosferas rarefeitas permitem a existência de orbitais mais elevados antes do truncamento.

Com o modelo matemático ajustado aos efeitos de pressão, a interpretação termodinâmica torna-se consistente. O potencial de ionização do hidrogênio fixa-se em 13,6 eV. Nas atmosferas de estrelas das classes B e O, a energia térmica média supera consistentemente esse limiar. A Equação de Saha indica que o hidrogênio atinge um estado de ionização quase completa, com a remoção sistemática de seus elétrons. O meio resultante consiste em um plasma composto majoritariamente por prótons e elétrons livres. Como o próton destituído carece completamente de uma estrutura de orbitais eletrônicos ao seu redor, ele não apresenta transições atômicas discretas na faixa óptica. Apesar de sua predominância na composição estelar, o hidrogênio tornava-se opticamente indetectável nas faixas do visível, limitando sua identificação espectroscópica direta [4; 11].

Sob uma perspectiva astrofísica contemporânea, a aplicação rigorosa das estatísticas de Saha e Boltz-

mann por Payne pressupunha a validade do Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) em toda a atmosfera estelar. Embora essa premissa seja robusta nas camadas profundas e opacas da fotosfera, ela sofre um colapso teórico na camada de reversão (a região de baixa densidade onde as linhas de absorção se formam). Nessas camadas superiores, a atmosfera torna-se opticamente fina ($\tau_\nu < 1$) para determinadas frequências, permitindo que os fótons escapem para o espaço interestelar. Esse escape radiativo provoca o desacoplamento entre o campo de radiação médio (J_ν) e a função de Planck ($B_\nu(T)$), invalidando a suposição de que a temperatura cinética do gás, por si só, dita as populações dos níveis de energia [17]. A astrofísica moderna resolve essa quebra do ETL através da Equação de Transferência Radiativa, substituindo a dependência estrita da temperatura pela *Função Fonte* ($S_\nu = j_\nu/\kappa_\nu$), o que exige a resolução de equações de equilíbrio estatístico Não-ETL (NLTE) acopladas à opacidade. O triunfo metodológico de Payne reside no fato de que, para as linhas marginais e fracas que ela analisou, os desvios do ETL eram suficientemente pequenos para que sua aproximação termodinâmica clássica produzisse a resposta composicional correta, antecipando em décadas a complexidade da modelagem NLTE.

V. DETERMINAÇÃO DE ABUNDÂNCIAS E DIAGNÓSTICOS ESPECTROSCÓPICOS

V.1. O Paradoxo do Cálcio vs. Hidrogênio no Sol: O Teste de Payne

A análise contemporânea frequentemente utiliza o comportamento contrastante entre cálcio e hidrogênio no espectro solar como evidência empírica das conclusões de Payne. A classe G (que hospeda a nossa estrela, o Sol) exibe duas linhas de absorção proeminentes na região do violeta (396,8 nm e 393,3 nm), convencionalmente denominadas linhas H e K, nomenclatura histórica originada do mapeamento solar realizado por Joseph von Fraunhofer em 1814 [13]. Essas linhas resultam da intensa absorção por átomos de Cálcio II (o cálcio uma vez ionizado, com um elétron periférico arrancado). O espectro contínuo subjacente, sobre o qual as linhas de absorção se manifestam, é majoritariamente moldado pela opacidade do íon H^- (hidrogênio com um elétron adicional ligado por apenas 0,754 eV). Este mecanismo, identificado por Rupert Wildt em 1939, resolveu um enigma de décadas sobre a fonte de opacidade contínua na fo-

tosfera solar e demonstrou como a alta abundância de hidrogênio, estabelecida por Payne, é essencial não apenas para a composição estelar, mas também para a própria estrutura térmica e radiativa das atmosferas estelares [33; 34].

A interpretação baseada exclusivamente na intensidade dessas linhas levaria à conclusão errônea de que a composição solar seria dominada de forma absoluta por cálcio metálico. A resolução analítica desse paradoxo exige a comparação explícita entre a escala térmica fotosférica e os limiares atômicos. À temperatura solar de $T_{\odot} \approx 5.800$ K, a energia térmica média é $k_B T \approx 0,50$ eV. Aplicando a equação de Saha, nota-se que o potencial de ionização do cálcio neutro ($\chi_{\text{Ca I}} = 6,11$ eV) é suficientemente baixo para que o termo exponencial $\exp(-\chi/k_B T)$ favoreça a ionização quase completa ($> 99,9\%$ em Ca II). Em contraste, o hidrogênio possui $\chi_{\text{H I}} = 13,60$ eV e exige 10,20 eV apenas para promover o elétron ao nível $n = 2$, início da série de Balmer [4; 13].

Fisicamente, o elétron de valência remanescente no íon Ca II encontra-se no estado fundamental, estruturado em um poço de potencial cujas transições ressonantes correspondem precisamente à absorção de fótons de 393 nm e 396 nm [13; 33]. Como a quase totalidade do cálcio presente na fotosfera encontra-

se nesse estado de ionização único e acessível, o elemento atua como um absorvedor extremamente eficiente da radiação violeta contínua. A proeminência espectral do cálcio resulta, estritamente, das baixas energias de ionização e excitação de seus elétrons de valência.

A análise espectroscópica conduzida por Payne demonstrou conclusivamente que a intensidade das linhas H e K reflete as condições termodinâmicas locais e as baixas energias de excitação do cálcio, desvinculando o registro nas placas fotográficas da sua real e pequena abundância relativa no plasma estelar [23]. Conforme a Tabela 4, a diferença nos potenciais de excitação é marcante: o hidrogênio requer $\sim 10,2$ eV apenas para excitar elétrons ao nível $n = 2$ (e começar a absorver a radiação visível), enquanto o Ca II apresenta transições ressonantes acessíveis diretamente do seu estado fundamental. Essa comparação evidencia que a detectabilidade no espectro depende intrinsecamente da acessibilidade dos níveis de energia em relação à energia térmica disponível ($k_B T$). O hidrogênio, apesar de onipresente, permanece invisível à detecção espectral nesse regime de temperatura por não atingir o nível de excitação necessário. Os limiares de energia que explicam analiticamente esse comportamento estão sistematizados na Tabela IV.

TABELA IV – Potenciais de Ionização e Energias de Excitação de Amostras Críticas.

Elemento	Estado	Potencial de Ionização (eV)	Linha Observada	Energia de Excitação (eV)
Hidrogênio	H I	13,598	H_{α} (656,3 nm)	10,199 ($n = 1 \rightarrow n = 2$)
Hélio	He I	24,587	He I (587,6 nm)	20,964
Hélio	He II	54,416	He II (468,6 nm)	48,370
Cálcio	Ca I	6,113	Ca I (422,7 nm)	0,000
Cálcio	Ca II	11,871	Ca II K (393,3 nm)	0,000
Magnésio	Mg I	7,646	Mg I b_1 (518,3 nm)	2,712
Magnésio	Mg II	15,035	Mg II h (280,3 nm)	0,000

V.2. A Metodologia do Aparecimento Marginal (*Marginal Appearance*)

Com base nas formulações inauguradas por Saha e nos subsequentes refinamentos estatísticos desenvolvidos por Ralph Fowler e Edward Arthur Milne na Inglaterra [16], Payne analisou sistematicamente milhares de chapas fotográficas de Harvard. Foi a primeira a aplicar diretamente a Equação de Saha a dados observacionais para derivar abundâncias elementares estelares, integrando cálculos termodinâmicos aos registros fotográficos dos espectros.

Payne mapeou a abundância relativa de dezoito

elementos ao longo de toda a sequência espectral. Para contornar a dificuldade instrumental de calibrar linhas saturadas, ela converteu o limiar de detecção fotográfica em um parâmetro quantitativo rigoroso, desenvolvendo a técnica instrumental do *Marginal Appearance* (aparecimento e desaparecimento marginal do sinal). Nesse método, as abundâncias dos elementos são obtidas a partir dos pontos críticos do surgimento ou supressão das linhas espectrais ao longo das classes de temperatura. A estratégia operava com linhas suficientemente fracas para que a intensidade da absorção

fosse proporcional ao número de átomos absorvedores, evitando assim o regime de saturação que exigiria modelos complexos de transferência radiativa. Anos depois, esse problema da relação não-linear entre intensidade e abundância seria formalizado na teoria da curva de crescimento [35], que descreve como a largura equivalente de uma linha espectral varia com a abundância do elemento em três regimes distintos: linear (para linhas fracas), de saturação (devido ao alargamento Doppler térmico) e de amortecimento (devido às asas de Lorentz).

A fuga pragmática de Payne do regime de saturação da curva de crescimento também contornou uma limitação física fundamental da década de 1920: a ausência do conceito de microturbulência (v_{turb}). Na época da redação de *Stellar Atmospheres*, assumia-se que o alargamento Doppler das linhas espectrais era ditado exclusivamente pela agi-

tação térmica dos átomos. No entanto, a saturação anômala de linhas fortes observadas em espectros de alta resolução não podia ser explicada apenas pela termodinâmica clássica. Foi somente no final da década de 1920 e início dos anos 1930 que astrônomos como Otto Struve introduziram o parâmetro de microturbulência, movimentos macroscópicos de pequena escala no plasma estelar que adicionam um componente de velocidade não-térmico à largura equivalente das linhas [33]. Ao restringir sua análise empírica aos limiares de aparecimento marginal (regime linear), Payne resguardou seus cálculos de abundância contra as incertezas da microturbulência e do amortecimento de Lorentz, uma intuição metodológica que preservou a integridade de suas conclusões sobre o hidrogênio e o hélio muito antes que a física dos ventos e da convecção estelar fosse formalizada matematicamente.

TABELA V – Indicadores Térmicos e Populações Iônicas na Sequência Espectral [4].

Sequência Espectral	Faixa Térmica Média (K)	Ionização e Excitação Predominantes na Atmosfera
O	> 25.000 K	Hélio Ionizado (He II) dominante. Hidrogênio neutro suprimido. Linhas metálicas enfraquecidas por ionização múltipla.
B	11.000–25.000 K	Hélio Neutro (He I) domina. Linhas de Hidrogênio ganham força progressiva na base da escala.
A	7.500–11.000 K	Apogeu das Linhas de Hidrogênio (Balmer máximo a ~ 9.900 K). Primeiros vestígios de metais uma vez ionizados (Mg II, Ca II).
F	6.000–7.500 K	Atenuação da série de Balmer. Intensificação progressiva de metais ionizados (Fe II, Ca II, Ti II).
G (Sol)	5.000–6.000 K	Predominância das linhas H e K do Ca II. Fortes assinaturas de metais neutros e ionizados.
K	3.500–5.000 K	Dominação de metais neutros e surgimento dos primeiros espectros estáveis de cadeias moleculares (CH, CN).
M	< 3.500 K	Estrelas frias com assinatura fortíssima da molécula de Óxido de Titânio (TiO). Hidrogênio invisível opticamente.

O método consistia em identificar na sequência espectral o ponto exato em que uma linha de absorção específica se tornava detectável ou deixava de ser observável, o que corresponde ao limite térmico em que a população iônica do elemento se torna significativa ou irrelevante. Na prática analítica, a identificação exata desse limite térmico contornava as limitações computacionais da década de 1920, período em que códigos numéricos de transferência radiativa não existiam.

Ao concentrar a análise no limiar de detecção fotográfica, Payne simplificou o problema de opacidade, permitindo que as equações de equilíbrio

termodinâmico fornecessem o cálculo direto da abundância química dos elementos. Combinando os limiares observacionais com as frações de população calculadas pelas equações de Boltzmann e Saha, Payne derivou retroativamente a abundância mínima necessária para que um elemento produzisse o sinal fotográfico registrado nas chapas do Observatório de Harvard [11; 12]. Em termos didáticos, o procedimento equivale a ajustar um receptor até localizar o limiar exato em que um sinal emerge do ruído de fundo: uma vez identificado o ponto de surgimento ou desaparecimento da linha espectral, as relações termodinâmicas permitem determinar

a concentração elementar mínima responsável pela observação. As faixas térmicas associadas a esses limiares se encontram sistematizadas na Tabela V.

V.3. Estrelas Wolf-Rayet: Laboratórios de Abundâncias Extremas

O estudo das abundâncias estelares desdobrou-se para o entendimento de objetos evoluídos que divergem da sequência principal, como as estrelas Wolf-Rayet (WR). As WR são estrelas massivas, exibindo frequentemente massas iniciais superiores a $25 M_{\odot}$, onde $M_{\odot} \approx 1,989 \times 10^{30}$ kg representa a massa solar, em estágios evolutivos avançados, que perderam a maior parte de seu envelope de hidrogênio por meio de ventos estelares intensos [36]. A dinâmica dessa perda de massa é impulsionada pelo mecanismo de ventos dirigidos por linhas (*line-driven winds*), no qual a pressão de radiação é transferida para o gás não apenas pelo espalhamento Thomson no contínuo, mas principalmente pela absorção ressonante em milhões de li-

nhas espectrais de metais (o chamado *iron opacity bump*). Esse acoplamento entre a composição química e a perda de massa ejeta material para o meio interestelar a velocidades supersônicas, expondo progressivamente as camadas internas e os produtos da nucleossíntese [13; 37]. Seus espectros são caracterizados por linhas de emissão largas de hélio, nitrogênio, carbono e oxigênio. A intensidade desses ventos depende diretamente da proximidade do *limite de Eddington*, o limiar teórico no qual a pressão de radiação exercida sobre os elétrons e íons atmosféricos iguala ou supera a atração gravitacional ($L_{Edd} = 4\pi GMc/\kappa$). Estrelas Wolf-Rayet, por suas massas elevadas e alta opacidade (amplificada pelo *iron opacity bump*), operam próximas ou além deste limite, o que explica as taxas de perda de massas extremas ($\dot{M} \sim 10^{-5}$ a $10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$) que caracterizam esta fase evolutiva.

A classificação das estrelas WR baseia-se na predominância iônica observada em suas atmosferas, conforme detalhado na Tabela 6, que segue a classificação para a sequência WN [38] e para a sequência WC [39].

TABELA VI – Subclasses de estrelas Wolf-Rayet e processos físicos de nucleossíntese, seguindo o sistema de classificação revisado por Smith, Shara & Moffat [38] para estrelas WN e Crowther, de Marco & Barlow [39] para estrelas WC.

WR	Sub-tipo	Indicador de Diagnóstico Espectral	Processo Físico Subjacente
WN	WN2–WN11	Dominam N III, N IV, N V e He II	Exposição dos produtos do ciclo CNO; queima de H em camadas profundas
WC	WC4–WC11	Dominam C II, C III, C IV e O III–V	Exposição dos produtos do processo triplo-alfa; queima de He
WO	WO1–WO4	Dominam O VI, ausência de C III	Estágio final de queima de He/C; precursor de supernova

Diferentemente da maioria das estrelas, onde o hidrogênio é termodinamicamente ofuscado pela ionização (como demonstrado por Payne), as estrelas Wolf-Rayet fazem o oposto: revelam diretamente os produtos da nucleossíntese de suas camadas internas após a remoção prévia de seu envelope atmosférico [36; 40]. Essa característica permite que funcionem como laboratórios observacionais para testar modelos de evolução estelar avançada e a dinâmica em galáxias com alta taxa de formação estelar [40; 41]. As subdivisões WN, WC e WO indicam qual elemento (nitrogênio, carbono ou oxigênio) domina a assinatura espectral no plasma atmosférico [42]. O carbono observado nas estrelas da sequência WC, por exemplo, é oriundo do processo triplo- α , que se refere à fusão sequen-

cial de três núcleos de hélio-4 (partículas α) para formar carbono-12. Essa reação nuclear ocorre em temperaturas centrais superiores a 100 milhões de Kelvin, sendo típica de fases avançadas da evolução estelar.

A viabilidade desse mecanismo astrofísico, no entanto, é mediada por restrições rigorosas de física nuclear. O processo triplo-alfa não é uma colisão simultânea de três corpos, mas uma cascata em duas etapas. Inicialmente, a fusão de duas partículas α gera berílio-8 (${}^8\text{Be}$). A extrema instabilidade deste isótopo impõe uma janela de tempo na ordem de $\sim 10^{-16}$ s para que uma terceira partícula α colida com o sistema [43; 44; 45]. O sucesso dessa captura e a consequente formação do carbono-12 ocorrem exclusivamente graças a uma ressonância

nuclear precisa, o chamado Estado de Hoyle, que atua como um catalisador quântico para a evolução química da galáxia [46].

A análise espectroscópica desses objetos requer a adaptação dos métodos de Payne para regimes de não-equilíbrio termodinâmico local (não-ETL), já que a expansão rápida dos ventos impede o equilíbrio térmico, e para atmosferas opticamente espessas. O perfil de linha P-Cygni, frequentemente observado, evidencia velocidades de vento que podem ultrapassar 3.000 km/s [13; 17]. O modelo evolutivo proposto por Conti [47] sugere uma transição de estrelas O massivas para o estágio WN e, subsequentemente, para WC/WO, antes do colapso em supernovas dos tipos Ib ou Ic. O perfil P-Cygni é a assinatura observacional direta de ventos estelares densos em expansão. Fisicamente, sua componente de absorção deslocada para o azul resulta da interação dos fótons da fotosfera com o material do vento que se move em direção ao observador (efeito Doppler), enquanto a componente de emissão quase-central origina-se dos fótons reemitidos isotropicamente pelo envelope circun-estelar em todas as direções [17; 48].

VI. DESDOBRAMENTOS HISTORIOGRÁFICOS, ASTROFÍSICOS E PEDAGÓGICOS

VI.1. A Tese de 1925 e o Conflito com a Ortodoxia Acadêmica

Entre 1924 e 1925, os cálculos realizados por Payne revelaram resultados incompatíveis com o paradigma vigente. Ao analisar elementos pesados como silício, ferro, magnésio e cálcio por meio do método espectroscópico de Saha, as proporções inferidas alinharam-se perfeitamente com a composição conhecida de meteoritos e da crosta terrestre. Diante desses resultados, concluía-se que a composição química dos elementos pesados era essencialmente padronizada nas estrelas analisadas, independentemente de sua classe espectral ou posição no céu, corroborando a hipótese de uniformidade composicional vigente na época.

Contudo, a aplicação rigorosa das equações aos elementos leves revelou uma incompatibilidade quantitativa severa. Os cálculos de abundância para hidrogênio e hélio não se ajustavam ao modelo terrestre. Para conciliar as linhas espectrais observadas com uma composição dominada por metais, seria necessário assumir pressões e densidades atmosféricas fisicamente inviáveis. A única solução matematicamente consistente indicava que

o hidrogênio e o hélio eram ordens de magnitude mais abundantes que os elementos pesados.

Em sua tese, Payne concluiu que o universo era predominantemente composto por hidrogênio, com massa pelo menos um milhão de vezes (10^6) superior à soma de todos os metais [4]. O hélio apresentava abundância cerca de mil vezes maior que a do silício. As atmosferas estelares revelaram-se, portanto, constituídas por um plasma de hidrogênio e hélio, com elementos pesados restritos a frações residuais. Embora a superabundância do hidrogênio fosse matematicamente direta em seus dados, a consolidação do hélio exigiu mais tempo. Devido às altíssimas energias de excitação do He I e à ausência de elétrons no He III, a confirmação espectroscópica do hélio dependeu de modelos de ionização mais refinados, desenvolvidos na década seguinte por físicos como Bengt Strömgren [13]. A composição química da Terra, até então assumida como o padrão cósmico, mostrou-se uma anomalia local de alta metalicidade, incompatível com o universo observável. Historicamente, seria um anacronismo associar a descoberta de Payne à nucleossíntese primordial: seu trabalho é de 1925, anterior à hipótese de expansão cósmica de Lemaître (1927) e à confirmação do *redshift* por Hubble (1929) [49; 50].

Além disso, a hipótese da Nucleossíntese Primordial do *Big Bang*, que explicaria a origem cosmológica dessas abundâncias fundamentais, só seria formalizada em 1948 por Alpher, Bethe e Gamow [51].

À época, o modelo de Payne descrevia um universo rico em hidrogênio e hélio sob a premissa de um cosmos estático, anterior à confirmação da expansão métrica. A versatilidade da espectroscopia reside no fato de que as mesmas linhas de absorção serviram simultaneamente a dois propósitos distintos na década de 1920: o deslocamento Doppler dessas linhas mapeou a cinemática da expansão do universo (*redshift*), enquanto a modelagem termodinâmica de Payne sobre suas intensidades revelou a composição química do cosmos.

Este fenômeno, diferentemente do efeito Doppler convencional, manifesta-se como o estiramento dos comprimentos de onda das linhas espectrais devido à expansão métrica do espaço-tempo entre a emissão e a detecção do fóton, evidenciando a versatilidade da espectroscopia para investigar fenômenos em escalas físicas distintas [49; 50].

Em 1925, Payne redigiu sua tese de Ph.D. em Astronomia, o primeiro doutorado da história expedido na área sob os auspícios de Radcliffe/Harvard, consolidado no aclamado compêndio *Stellar Atmospheres*. Conforme as formalidades institucionais, o

diretor do observatório, Harlow Shapley, despachou a tese prévia para a leitura e revisão cega pelo corpo pericial da área de conhecimento. O manuscrito foi encaminhado para revisão a Henry Norris Russell, diretor do Observatório de Princeton e principal defensor do consenso da similaridade cósmica terrestre.

A reação de Russell ao ler as formulações sobre o hidrogênio ilustrou nitidamente a resistência a mudanças paradigmáticas na ciência [52]. Embora tenha reconhecido o rigor matemático que validava a proporção de elementos pesados, os quais corroboravam os valores da crosta terrestre, Russell rejeitou taxativamente a implicação de um universo preenchido por hidrogênio [6; 11]. Em sua avaliação documental devolvida ao observatório, declarou firmemente que a premissa quantitativa calculada tornava “claramente impossível que o hidrogênio fosse um milhão de vezes mais abundante que os metais” (“*clearly impossible*”). O cientista de Princeton desabonou a descoberta, classificando os resultados como “espúrios” (“*spurious*”) e sugerindo que a anomalia derivava de distorções estatísticas introduzidas pelas equações de Saha em ambientes estelares ainda desconhecidos, e não de uma propriedade física real. A objeção de Russell, embora conservadora, possuía fundamentação teórica nos modelos de estrutura estelar vigentes (baseados na equação de Lane-Emden e nos trabalhos de Eddington), que pressupunham um peso molecular médio (μ) elevado para a matéria estelar, análogo à crosta terrestre. Uma composição dominada por hidrogênio e hélio ($\mu \approx 0,6$) implicaria, segundo esses modelos, em estrelas com raios, massas e luminosidades incompatíveis com as observações fotométricas da época. O erro de Russell foi, portanto, de natureza teórica e estrutural, configurando um obstáculo robusto que só pôde ser superado com a revisão dos próprios modelos de evolução estelar que a descoberta de Payne viria a possibilitar.

Diante da hierarquia acadêmica, de sua posição vulnerável como pesquisadora em início de carreira e do risco premente de ver inviabilizado e reprovado o primeiro doutorado analítico de uma mulher naquela circunscrição, Payne optou por uma conciliação estratégica para garantir a aprovação institucional. Esse episódio evidencia as assimetrias de poder na avaliação científica da época, nas quais contestar um pesquisador sênior impunha riscos significativos à progressão profissional. Essa vulnerabilidade era agravada por sua condição de mulher em um ambiente academicamente segregado. Para preservar a validade da tese, inseriu no texto final uma ressalva formal, em preto, atenuando suas

próprias descobertas [4; 11]. O manuscrito impresso passou a conter a seguinte observação: “*The enormous abundance derived for [hydrogen and helium] in the stellar atmosphere is almost certainly not real*” (“A enorme abundância derivada para [hidrogênio e hélio] na atmosfera estelar é quase certamente irreal”) [4]. Sob a perspectiva do ensino de ciências, o caso ilustra perfeitamente como conflitos entre dados empíricos robustos e paradigmas estabelecidos por figuras de autoridade resultam, num primeiro momento, na atribuição da anomalia a erros metodológicos.

A tese foi publicada com a ressalva em virtude da retratação exigida por Russell. No entanto, a precisão do método termodinâmico empregado impôs uma reviravolta irônica no alvorecer da década seguinte. Buscando validar seus próprios modelos de opacidade, o próprio Henry Norris Russell reexaminou os espectros estelares e concluiu, em 1929, que a dominância do hidrogênio era observacionalmente inquestionável. Ele submeteu à prestigiada revista *Astrophysical Journal* (ApJ) o manuscrito *On the Composition of the Sun's Atmosphere* [53]. O estudo confirmou, por vias independentes, a exata conclusão de Payne: que a fração de massa de hidrogênio supera a dos elementos pesados em diversas ordens de magnitude.

Embora tenha incluído uma menção de cortesia, apenas de forma pontual, de que a determinação prévia sobre a abundância por meios astrofísicos passava formalmente pela senhorita Payne (“*the most important previous determination of the abundance of the elements by astrophysical means is that by Miss Payne*”) [53], a proeminência institucional de Russell fez com que a autoria principal e histórica da descoberta fosse frequentemente atribuída a ele durante a primeira metade do século XX. O obscurcimento sistemático da primazia metodológica de Cecilia Payne constitui um claro exemplo do Efeito Matilda (o viés sociológico pelo qual se confisca ou minimiza o crédito feminino sistematicamente no progresso científico, realocando-o a pesquisadores homens na superestrutura institucional) [54]. A recepção internacional dos resultados de Payne variou amplamente. Enquanto nos Estados Unidos a validação posterior por Russell conferiu uma legitimidade tardia, na Europa continental a aplicação das equações de Saha já avançava rapidamente em grupos de pesquisa como os de Utrecht e Göttingen [11; 55; 56]. Essa assimetria na difusão do conhecimento evidencia como as dinâmicas de poder institucionais e as redes de influência influem na aceitação e consolidação de paradigmas científicos [11; 57].

O resgate historiográfico de Payne exigiu algumas décadas para se consolidar. Com o progressivo reconhecimento de que os fundamentos da evolução estelar moderna derivam diretamente da sua tese, Cecilia assumiu seu lugar central na fundação da astrofísica quantitativa. No início da década de 1960, o renomado astrônomo Otto Struve reconheceu publicamente o legado científico da pesquisadora, outrora questionada por Princeton, com uma distinção acadêmica implacável. Struve registrou que a obra *Stellar Atmospheres* de Payne consistia, indubitavelmente, na “mais brilhante tese de Doutorado alguma vez redigida em toda a História da Astronomia” [10; 11; 58].

VI.2. Impacto na Astrofísica Moderna

A validação dos resultados obtidos por Payne em Cambridge, Massachusetts, estabeleceu as

abundâncias químicas fundamentais para a astrofísica contemporânea. Décadas mais tarde, a teoria da Nucleossíntese Primordial forneceu a explicação cosmológica para essas abundâncias, prevendo frações de massa primordiais de aproximadamente $X_p \approx 0,75$ para o hidrogênio e $Y_p \approx 0,25$ para o hélio-4 (Tabela 7). As abundâncias observadas atualmente no meio interestelar local da Via Láctea, aproximadamente 74% de hidrogênio e cerca de 24% de hélio, refletem a combinação desse legado primordial com o enriquecimento químico promovido por sucessivas gerações de estrelas ao longo de $\sim 13,8$ bilhões de anos de evolução cósmica [59]. Essa nova compreensão da composição cósmica viabilizou a transição da espectroscopia morfológica para uma astrofísica quantitativa, integrando dados observacionais a modelos rigorosos de evolução estelar e nucleossíntese.

TABELA VII – Parâmetros Fundamentais e Implicações da Nucleossíntese Primordial.

Parâmetro de Nucleossíntese	Valor na BBN	Implicação Física
Razão Nêutron-Próton (n/p)	$\sim 1/7$	Determina a quantidade máxima de hélio que pode ser formada
Abundância de ^4He (Y)	$\sim 0,25$	Concorda com observações de regiões H II extra-galácticas
Abundância de Hidrogênio (X)	$\sim 0,75$	Combustível primordial para a formação da primeira geração de estrelas
Razão Bárion-Fóton (η)	$\sim 6 \times 10^{-10}$	Parâmetro fundamental que vincula a densidade da matéria à radiação cósmica de fundo

Caso a composição estelar seguisse o modelo terrestre proposto por Russell baseado em massas geológicas compostas de titânio, silicato e ferro resfriado, os mecanismos de fusão nuclear não seriam sustentáveis.

O trabalho pioneiro do físico Hans Bethe no final dos anos 1930, que estabeleceu a cadeia de reação fundamental das etapas colisionais Próton-Próton (p-p) e o Ciclo CNO (Carbono-Nitrogênio-Oxigênio) como matrizes energéticas das estrelas, dependia diretamente da alta abundância de hidrogênio inferida por Payne [60]. O Ciclo CNO consiste em uma cadeia catalítica de reações de fusão nuclear na qual os núcleos de carbono, nitrogênio e oxigênio atuam como catalisadores para converter quatro prótons em um núcleo de hélio-4, sendo o processo dominante em estrelas com massas superiores a $\sim 1,3M_{\odot}$ e temperaturas centrais acima de 17 milhões de Kelvin [60]. A descoberta de que o hidrogênio e o hélio constituem $\sim 99\%$ da

massa bariônica visível do universo forneceu a base observacional para o desenvolvimento da cosmologia.

Nas décadas de 1940 e 1950, esses dados posicionais foram integrados aos modelos cosmológicos em expansão. Alpher, Bethe e Gamow [51] demonstraram que as abundâncias medidas por Payne não derivavam exclusivamente da nucleossíntese estelar, mas também de processos ocorridos nos primeiros minutos do universo, atualmente denominados Nucleossíntese Primordial (*Big Bang Nucleosynthesis* – BBN). Em 1948, Ralph Alpher e George Gamow (com a adição humorística de Hans Bethe para completar a sequência grega $\alpha\beta\gamma$ nas assinaturas) publicaram o artigo seminal *The Origin of Chemical Elements* [51]. As previsões teóricas da BBN, que indicam uma razão de massa próxima de 3 : 1 entre hidrogênio e hélio, confirmam empiricamente os resultados obtidos por Payne na década de 1920. Os parâmetros fundamentais destes

processos cosmológicos e suas implicações físicas encontram-se sumarizados na Tabela 7, com base em revisões contemporâneas da nucleossíntese primordial [59; 61; 62].

Dentre os parâmetros listados, destaca-se a razão bárion-fóton (η), grandeza adimensional que quantifica a proporção entre o número de bárions e o número de fótons da Radiação Cósmica de Fundo (RCF). Seu valor extremamente pequeno ($\eta \sim 10^{-10}$) reflete a assimetria matéria-antimatéria do universo primordial e determina diretamente a eficiência da síntese de deutério, hélio e lítio durante os primeiros minutos após o *Big Bang* [61; 62]. A convergência entre essas previsões cosmológicas, formalizadas por Alpher, Bethe e Gamow, e as determinações observacionais da astrofísica estelar, inauguradas por Payne, forneceu uma das evidências empíricas mais robustas para a consolidação do Modelo Padrão da Cosmologia. A abundância de hélio observada atualmente nas atmosferas estelares resulta, portanto, da superposição entre o hélio primordial, sintetizado nessa fase inicial, e aquele produzido por sucessivas gerações de estrelas ao longo da evolução galáctica.

A precisão espectroscópica consolidada a partir dos métodos de Payne permitiu, décadas depois, investigações dinâmicas em escalas galácticas. A análise de curvas de rotação de galáxias espirais, pioneiramente conduzida por Vera Rubin e William Ford [63], revelou discrepâncias entre a massa luminosa inferida pela emissão estelar e a massa dinâmica necessária para manter a coesão galáctica. Esses estudos consolidaram o modelo de matéria escura, demonstrando como a espectroscopia estelar evoluiu de ferramenta de classificação composicional para instrumento de investigação da estrutura cósmica em larga escala [63].

A abordagem histórica e técnica da tese de Payne constitui um material valioso para o ensino de mecânica quântica, termodinâmica ou evolução estelar. A análise do equívoco inicial na interpretação das linhas espectrais demonstra que dados observacionais exigem mediação teórica para serem compreendidos, em consonância com a epistemologia de Bachelard [64]. Ao demonstrar que o universo é estruturado em hidrogênio, e não em silicatos e metais terrestres, a trajetória de Payne evidencia que a validade de um modelo científico não reside na autoridade de quem fala, mas na solidez incontestável da evidência matemática diante da observação empírica.

O trabalho de Payne articula de forma indissociável a termodinâmica estatística, a física atômica e a astronomia observacional. Além disso, o contexto

institucional de sua pesquisa permite discutir a sociologia da ciência, destacando como vieses acadêmicos e assimetrias de poder influenciam a validação de novas descobertas. Resgatar a contribuição de Payne é, portanto, um ato de justiça que reforça ao estudante que a consolidação de um paradigma científico, embora possa ser temporariamente obscurecida por hierarquias institucionais, sustenta-se, em última instância, na reprodutibilidade rigorosa e na precisão do método analítico.

VI.3. Extragaláctica e Estrutura Galáctica: A Carreira Posterior de Payne

Após a revolução de 1925, Cecilia Payne-Gaposchkin continuou a contribuir para a astronomia em escalas maiores. Ela direcionou sua pesquisa para a fotometria de estrelas. Em colaboração com seu marido, Sergei Gaposchkin, ela realizou uma análise extensiva de estrelas variáveis e compilou mais de 2 milhões de estimativas fotométricas [9], fundamentais para o refinamento da relação período-luminosidade de Cefeidas e estrelas RR Lyrae. Esses objetos funcionam como indicadores de distância padrão, permitindo a determinação de distâncias galácticas e extragalácticas por meio da comparação entre magnitude absoluta e magnitude aparente.

Esses astros operam como “velas padrão”, análogos a faróis cuja luminosidade intrínseca (potência) é conhecida previamente; ao medir o enfraquecimento do fluxo luminoso recebido na Terra, é possível deduzir com alta precisão a distância real da galáxia hospedeira. Esse método de calibração de distância foi originalmente estabelecido décadas antes por Henrietta Swan Leavitt no início do século XX, outra pioneira invisibilizada do Observatório de Harvard integrante do grupo das “calculadoras de Harvard” [65]. Suas observações estenderam-se às Nuvens de Magalhães, as galáxias satélites da Via Láctea, onde o casal catalogou milhares de estrelas variáveis em ambientes com metalicidade distinta da Via Láctea [66]. A definição astrofísica de metalicidade (Z), que representa a fração de massa estelar de elementos mais pesados que o hélio, complementando as frações de hidrogênio (X) e hélio (Y) na relação $X + Y + Z = 1$, deriva conceitualmente da tese de Payne de 1925. Ela demonstrou que H e He são os componentes dominantes da matéria estelar, estabelecendo-os como a base em relação à qual os demais elementos são medidos. Em 1954, ela publicou *Variable Stars and Galactic Structure* [66], uma obra que correlacionou a distribuição e a cinemática de estrelas variáveis com a evolução estrutural das galáxias.

VI.4. Implicações Pedagógicas e Considerações Finais

O estudo da trajetória de Cecilia Payne-Gaposchkin oferece material concreto para o ensino de física e astronomia. A transposição didática de sua pesquisa envolve a crítica ao empirismo ingênuo, a integração interdisciplinar de conceitos físicos e a reflexão sobre vieses institucionais na produção científica.

O episódio histórico exemplifica a dependência estrutural entre observação e teoria na prática científica. A hipótese da composição terrestre atuou como um obstáculo epistemológico, nos termos de Bachelard, ao induzir a interpretação ingênua da intensidade das linhas espectrais como um reflexo direto da abundância química elementar. Esse fenômeno se manifesta claramente no paradoxo do cálcio no espectro solar. A tese de Payne operou uma verdadeira ruptura epistemológica ao demonstrar que o dado empírico não é autoexplicativo; sua decodificação exige a mediação da termodinâmica estatística, confirmando a premissa de que o conhecimento científico constrói seus objetos por intermédio de mediações conceituais e instrumentais [64].

A metodologia desenvolvida por Payne estabelece uma ponte conceitual entre disciplinas frequentemente compartimentadas nos currículos de física. A aplicação da equação de Boltzmann e da formulação de Saha a dados espectroscópicos reais ilustra como a física atômica e a termodinâmica estatística fundamentam a astrofísica observacional. Essa articulação valida o uso da História e Filosofia da Ciência como estratégia pedagógica para contextualizar conceitos abstratos e demonstrar a coerência interna do método científico [67].

Por fim, o contexto sociológico da produção científica de Payne oferece um caso paradigmático para discutir desigualdades de gênero e assimetrias de poder no ambiente acadêmico. A exigência de retratação imposta por Russell, as barreiras institucionais à sua formação e o subsequente apagamento de sua autoria na narrativa histórica constituem exemplos documentados do Efeito Matilda [54]. A incorporação dessas dimensões em práticas didáticas estimula a reflexão crítica sobre diversidade, equidade e os mecanismos de validação do conhecimento científico.

A ascensão posterior de Payne à cátedra em Harvard e seu trabalho com estrelas variáveis [8] confirmam que o rigor de seu método inicial não foi um evento isolado. Do ponto de vista da história da física, o episódio de 1925 ilustra como a termodinâmica estatística forçou a revisão de consensos ob-

servacionais. Para o ensino de física, o caso Payne oferece um material concreto: permite discutir em sala de aula como a matemática atua como o árbitro final entre o viés institucional e a realidade física do plasma estelar.

REFERÊNCIAS

- [1] A. Comte, *Cours de Philosophie Positive*. 1er Édition. Paris: Bachelier (1835).
- [2] L. Boltzmann, *Weitere Studien über das Wärmegleichgewicht unter Gasmolekülen*. Sitzungsber. Akad. Wiss. **66**, 275 (1872).
- [3] M.N. Saha, *On a Physical Theory of Stellar Spectra*. Proc. R. Soc. London, Ser. A **99**, (697) 135 (1921).
- [4] C.H. Payne, *Stellar Atmospheres: A Contribution to the Observational Study of High Temperature in the Reversing Layers of Stars*. PhD Thesis (Harvard). Cambridge: Harvard University Press (1925).
- [5] Y. Chevallard, *La transposition didactique: du savoir savant au savoir enseigné*. Grenoble: La Pensée Sauvage (1985).
- [6] C.H. Payne-Gaposchkin, *The Dyer's Hand: An Autobiography*. Private Edition (1979).
- [7] F.W. Dyson, A.S. Eddington, C. Davidson, *A Determination of the Deflection of Light by the Sun's Gravitational Field, from Observations Made at the Total Eclipse of May 29, 1919*. Philos. Trans. R. Soc. London, Ser. A **220**, 291 (1920).
- [8] P.A. Wayman, *Cecilia Payne-Gaposchkin: Astronomer Extraordinaire*. Astron. Geophys. **43**, (1) 1.27 (2002).
- [9] S.L. Boyd, *Portrait of a Binary: The Lives of Cecilia Payne and Sergei Gaposchkin*. Rockland: Penobscot Press (2014).
- [10] D. Sobel, *The Glass Universe: How the Ladies of the Harvard Observatory Took the Measure of the Stars*. New York: Viking (2016).
- [11] D.H. Devorkin, *Cecilia Payne-Gaposchkin and the Development of the Theory of Stellar Atmospheres*. J. Astron. Hist. Herit. **13**, (2) 139 (2010).
- [12] A.J. Cannon, E.C. Pickering, *The Henry Draper Catalogue*. Ann. Astron. Obs. Harv. Coll. **91-99**, 1918-1924.
- [13] B.W. Carroll, D.A. Ostlie, *An Introduction to Modern Astrophysics*. 2nd Edition. Cambridge: Cambridge University Press (2017).
- [14] P. Janssen, *Indication de quelques-uns des résultats obtenus à Gunttoor, pendant l'éclipse du mois d'août dernier, et à la suite de cette*

- éclipse*. C. R. Acad. Sci. **67**, 838 (1868).
- [15] B.B. Nath, *The Story of Helium and the Birth of Astrophysics*. New York: Springer (2013).
- [16] R.H. Fowler, E.A. Milne, *The intensities of absorption lines in stellar spectra, and the temperatures and pressures in the reversing layers of stars*. Mon. Not. R. Astron. Soc. **83**, 403 (1923).
- [17] D. Mihalas, *Stellar Atmospheres*. 2nd Edition. San Francisco: W.H. Freeman and Company (1978).
- [18] N. Bohr, *On the Constitution of Atoms and Molecules*. Philos. Mag. **26**, 1 (1913).
- [19] M. Planck, *Zur Theorie des Gesetzes der Energieverteilung im Normalspektrum*. Verh. Dtsch. Phys. Ges. **2**, 237 (1900).
- [20] A. Einstein, *Über einen die Erzeugung und Verwandlung des Lichtes betreffenden heuristischen Gesichtspunkt*. Ann. Phys. **322**, (6) 132 (1905).
- [21] J.J. Balmer, *Notiz über die Spectrallinien des Wasserstoffs*. Ann. Phys. **261**, (5) 80 (1885).
- [22] T. Lyman, *The Spectrum of Hydrogen in the Region of Extremely Short Wave-Lengths*. Astrophys. J. **23**, 181 (1906).
- [23] P.C. Vieira, N.T. Massoni, A. Alves-Brito, *O papel de Cecilia Payne na determinação da composição estelar*. Rev. Bras. Ens. Fis. **43**, e20210028 (2021).
- [24] M.N. Saha, *Ionisation in the Solar Chromosphere*. Philos. Mag., Ser. 6 **40**, (238) 472 (1920).
- [25] E. Böhm-Vitense, *Introduction to Stellar Astrophysics: Volume 2, Stellar Atmospheres*. Cambridge: Cambridge University Press (1989).
- [26] W. Pauli, *Über den Zusammenhang des Abschlusses der Elektronengruppen im Atom mit der Komplexstruktur der Spektren*. Z. Phys. **31**, 765 (1925).
- [27] E. Fermi, *Sulla quantizzazione del gas perfetto monoatomico*. Rend. Lincei **3**, 145 (1926).
- [28] P.A.M. Dirac, *On the Theory of Quantum Mechanics*. Proc. R. Soc. London, Ser. A **112**, (762) 661 (1926).
- [29] H.B. Callen, *Thermodynamics and an Introduction to Thermostatistics*. 2nd Edition. New York: John Wiley & Sons (1985).
- [30] L. de Broglie, *Recherches sur la théorie des quanta*. Thèse (Doctorat en Physique) – Faculté des Sciences de l'Université de Paris, Paris (1924).
- [31] J.H. van 't Hoff, *Études de dynamique chimique*. Amsterdam: Frederik Muller & Co. (1884).
- [32] W. Nernst, *Über die Berechnung chemischer Gleichgewichte aus thermodynamischen Messungen*. Nachr. Ges. Wiss. Göttingen **1906**, 1 (1906).
- [33] D.F. Gray, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*. 3rd Edition. Cambridge: Cambridge University Press (2005).
- [34] R. Wildt, *Negative ions of hydrogen and the opacity of stellar atmospheres*. Astrophys. J. **90**, 611 (1939).
- [35] M. Minnaert, *Die theoretische Intensitätsverteilung in den äußeren Flügeln der Fraunhoferlinien*. Z. Astrophys. **12**, 313 (1936).
- [36] A. Maeder, P.S. Conti, *Massive Star Populations in Galaxies*. Annu. Rev. Astron. Astrophys. **32**, 227 (1994).
- [37] J.I. Castor, D.C. Abbott, R.I. Klein, *Radiation-driven winds in Of stars*. Astrophys. J. **195**, 157 (1975).
- [38] L.F. Smith, M.M. Shara, A.F.J. Moffat, *A three-dimensional classification for WN stars*. Mon. Not. R. Astron. Soc. **281**, 163 (1996).
- [39] P.A. Crowther, O. De Marco, M.J. Barlow, *Revised optical spectral classification of WC and WO Wolf-Rayet stars*. Mon. Not. R. Astron. Soc. **296**, (2) 367 (1998).
- [40] I.F. Fernandes, R. de Carvalho, T. Contini, R.R. Gal, *Massive star populations in Wolf-Rayet galaxies*. Mon. Not. R. Astron. Soc. **355**, (3) 728 (2004).
- [41] D. Schaerer, W.D. Vacca, *New models for Wolf-Rayet and O star populations in young starbursts*. Astrophys. J. **497**, 618-644 (1998).
- [42] P.A. Crowther, *Physical Properties of Wolf-Rayet Stars*. Annu. Rev. Astron. Astrophys. **45**, 177-219 (2007).
- [43] D.D. Clayton, *Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*. Chicago: University of Chicago Press (1983).
- [44] R. Kippenhahn, A. Weigert, A. Weiss, *Stellar Structure and Evolution*. 2nd Edition. Berlin: Springer (2012).
- [45] C. Iliadis, *Nuclear Physics of Stars*. 2nd Edition. Weinheim: Wiley-VCH (2015).
- [46] F. Hoyle, *On Nuclear Reactions Occurring in Very Hot Stars. I. The Synthesis of Elements from Carbon to Nickel*. Astrophys. J. Suppl. Ser. **1**, 121 (1954).
- [47] P.S. Conti, *Evolutionary processes in young massive stars*. Mém. Soc. R. Sci. Liège **9**, 193 (1976).
- [48] H.J.G.L.M. Lamers, J.P. Cassinelli, *Introduc-*

- tion to Stellar Winds*. Cambridge: Cambridge University Press (1999).
- [49] G. Lemaître, *Un Univers homogène de masse constante et de rayon croissant rendant compte de la vitesse radiale des nébuleuses extra-galactiques*. Ann. Soc. Sci. Brux. **47**, 49 (1927).
 - [50] E. Hubble, *A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae*. Proc. Natl. Acad. Sci. **15**, (3) 168 (1929).
 - [51] R.A. Alpher, H. Bethe, G. Gamow, *The Origin of Chemical Elements*. Phys. Rev. **73**, (7) 803 (1948).
 - [52] T.S. Kuhn, *A Estrutura das Revoluções Científicas*. Trad. B.V. Boeira, N. Boeira. 9th Edition. São Paulo: Perspectiva (2006).
 - [53] H.N. Russell, *On the Composition of the Sun's Atmosphere*. Astrophys. J. **70**, 11 (1929).
 - [54] M.W. Rossiter, *The Matthew Matilda Effect in Science*. Soc. Stud. Sci. **23**, (2) 325 (1993).
 - [55] A. Pannekoek, *Ionization in stellar atmospheres*. Bull. Astron. Inst. Neth. **1**, (19) 107 (1922).
 - [56] A. Unsöld, *Über den Aufbau der Sternatmosphären*. Z. Astrophys. **1**, 1 (1930).
 - [57] B. Kuklick, *The Rise of American Philosophy: Cambridge, Massachusetts, 1860-1930*. Yale University Press (1977).
 - [58] O. Struve, V. Zebergs, *Astronomy of the 20th Century*. New York: Macmillan (1962).
 - [59] Planck Collaboration, *Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters*. Astron. Astrophys. **641**, A6 (2020).
 - [60] H.A. Bethe, *Energy Production in Stars*. Phys. Rev. **55**, (5) 434 (1939).
 - [61] G. Steigman, *Primordial Nucleosynthesis: Successes and Challenges*. Annu. Rev. Nucl. Part. Sci. **57**, 463 (2007).
 - [62] R.H. Cyburt, B.D. Fields, K.A. Olive, T.-H. Yeh, *Big Bang Nucleosynthesis: Present Status*. Rev. Mod. Phys. **88**, 015004 (2016).
 - [63] V.C. Rubin, W.K. Ford Jr., *Rotation of the Andromeda Nebula from a Spectroscopic Survey of Emission Regions*. Astrophys. J. **159**, 379 (1970).
 - [64] G. Bachelard, *A Formação do Espírito Científico: contribuição para uma psicanálise do conhecimento*. Rio de Janeiro: Contraponto (1996).
 - [65] H.S. Leavitt, E.C. Pickering, *Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud*. Harv. Coll. Obs. Circ. **173**, 1 (1912).
 - [66] C.H. Payne-Gaposchkin, *Variable Stars and Galactic Structure*. London: Athlone Press (1954).
 - [67] M.R. Matthews, *Science Teaching: The Contribution of History and Philosophy of Science*. 2nd Edition. New York: Routledge (2014).