

**UNIVERSIDADE TECNOLÓGICA FEDERAL DO PARANÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA E ASTRONOMIA**

EVALDO VICTOR LIMA BEZERRA

**MANIPULANDO A LUZ DAS ESTRELAS: AMPLIANDO AS
FRONTEIRAS DA OBSERVAÇÃO ASTRONÔMICA DE ESTRELAS
DUPLAS E SEUS COMPANHEIROS COM UMA MÁSCARA DE
PUPILA ADAPTATIVA**

DISSERTAÇÃO

CURITIBA

2023

EVALDO VICTOR LIMA BEZERRA

**MANIPULANDO A LUZ DAS ESTRELAS: AMPLIANDO AS
FRONTEIRAS DA OBSERVAÇÃO ASTRONÔMICA DE
ESTRELAS DUPLAS E SEUS COMPANHEIROS COM UMA
MÁSCARA DE PUPILA ADAPTATIVA**

**Manipulating Starlight: Expanding the Frontiers of Astronomical
Observation of Binary Stars and their Companions with an Adaptive
Pupil Mask**

Dissertação apresentada como requisito para
obtenção do grau de Mestre em Física e
Astronomia da Universidade Tecnológica
Federal do Paraná (UTFPR).

Orientador: Prof. Dr. Alexandre Jose Tuoto
Silveira Mello

CURITIBA

2023



[4.0 Internacional](https://creativecommons.org/licenses/by/4.0/)

Esta licença permite compartilhamento, remixe, adaptação e criação a partir do trabalho, mesmo para fins comerciais, desde que sejam atribuídos créditos ao(s) autor(es).

Conteúdos elaborados por terceiros, citados e referenciados nesta obra não são cobertos pela licença.



EVALDO VICTOR LIMA BEZERRA

MANIPULANDO A LUZ DAS ESTRELAS: AMPLIANDO AS FRONTEIRAS DA OBSERVAÇÃO ASTRONÔMICA DE ESTRELAS DUPLAS E SEUS COMPANHEIROS COM UMA MÁSCARA DE PUPILA ADAPTATIVA

Trabalho de pesquisa de mestrado apresentado como requisito para obtenção do título de Mestre Em Física da Universidade Tecnológica Federal do Paraná (UTFPR). Área de concentração: Física .

Data de aprovação: 06 de Dezembro de 2023

Dr. Alexandre Jose Tuoto Silveira Mello, Doutorado - Universidade Tecnológica Federal do Paraná

Dr. Felipe Braga Ribas, Doutorado - Universidade Tecnológica Federal do Paraná

Dr. Tarcio De Almeida Vieira, Doutorado - Universidade de São Paulo (Usp)

Documento gerado pelo Sistema Acadêmico da UTFPR a partir dos dados da Ata de Defesa em 06/12/2023.

AGRADECIMENTOS

Ao longo desta jornada dedicada a esta dissertação, muitas almas generosas contribuíram direta ou indiretamente para a sua realização, como estrelas que iluminam a escuridão da noite.

Primeiramente, agradeço a Deus, que permitiu que eu trilhasse este importante caminho do conhecimento, como um rio que serpenteia pelo vale da sabedoria. Aos meus pais, cujo apoio constante é como o Sol que aquece o coração, sempre me incentivando a seguir adiante, torcendo pelo meu sucesso e felicidade. À minha querida esposa e filhos, que se sacrificaram como bravos guerreiros, permitindo que eu tivesse o tempo necessário para mergulhar nas profundezas deste oceano de estudo e escrita.

Ao ilustre professor Dr. Alexandre José Tuoto Silveira Mello, meu guia e mentor, cujo conhecimento é como uma brisa suave que acaricia a jornada, agradeço por sua participação ativa, compartilhando sua sabedoria e experiência, orientando-me a moldar este trabalho de maneira harmoniosa.

Aos professores Dr. Felipe Braga Ribas e Dr. Tércio de Almeida Vieira, expresso minha gratidão, como um jardineiro agradece à chuva que faz florescer os campos. Suas considerações e sugestões enriqueceram e organizaram as palavras que aqui compartilho.

Ao programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, nas mãos do Prof. Dr. Felipe Braga Ribas, agradeço por criar um ambiente de aprendizado onde o conhecimento floresce como flores na primavera, cheio de atividades inspiradoras que enriqueceram meu percurso.

Aos notáveis professores, Dr. Rubens Eduardo Garcia Machado, Dr. Pedro Zambianchi Junior, Dra. Keli Fabiana Seidel, Dra. Rita de Cássia dos Anjos, Dr. Marcelo Emílio, Dr. Julio Ignacio Bueno de Camargo, Dr. Ricardo Lourenço Correia Ogando e Dr. Roberto Vieira Martins, manifesto minha profunda gratidão pelas preciosas contribuições que cada um, em sua respectiva especialidade, semeou em meu coração.

E àqueles cujos nomes, como estrelas cadentes, escaparam da minha memória, saibam que residem eternamente na minha gratidão, como constelações no céu noturno.

“Seeing is in some respect an art, which must be
learnt. Ver é, de certa forma, uma arte, que deve
ser aprendida.”

(Sir William Herschel, 1782).

RESUMO

BEZERRA, Evaldo Victor Lima. **Manipulando a Luz das Estrelas: Ampliando as Fronteiras da Observação Astronômica de Estrelas Duplas e seus Companheiros com uma Máscara de Pupila Adaptativa**. 2023. 134 f. Dissertação (Mestrado em Física e Astronomia) – Universidade Tecnológica Federal do Paraná. Curitiba, 2023.

Grande parte do conhecimento que possuímos sobre as estrelas duplas, foi obtido da luz do espaço que chega aos nossos telescópios. As informações que essas ondas eletromagnéticas nos fornecem, são essenciais no estudo de objetos astrofísicos. Para aprimorar o acervo dessa fonte, diversos instrumentos e técnicas estão em desenvolvimento para resolver os problemas inerentes a captação dessa luz. A luz incidente em telescópios refletores, por exemplo, além de passarem por difração *Fraunhofer*, sofrem espalhamento devido a obstruções presentes na sua estrutura, bloqueando parte da luz. Se desejamos estudar objetos próximo de estrelas, como exoplanetas, estrelas companheiras ou o material circunstelar, esse espalhamento é um grande problema. Além dos problemas técnicos, existem fatores naturais que degradam a qualidade da imagem, como a turbulência atmosférica. Se esse fator não for mitigado, não adiantará continuarmos a aumentar a abertura do telescópio, pois a verdadeira limitação da resolução angular para os telescópios terrestres é a atmosfera. As variações do índice de refração na atmosfera turbulenta distorcem a frente de onda, fazendo com que a função de propagação do ponto (PSF) de exposição curta pareça pontilhada. Essas manchas (*speckles*), em um regime de longa exposição, formam um grande halo em torno de um núcleo central, perdendo as informações astrométricas. A formação dessas manchas dependerá da força da turbulência, com pior *seeing* resultando em um halo maior. Um sistema em óptica adaptativa (AO) pode ser usado para reduzir a variação de fase em uma frente de onda, aumentando a fração de energia em um núcleo de difração limitado. No entanto, nenhum sistema de AO é perfeito e sempre haverá variância de fase residual. Este trabalho, investiga um método para atenuar o efeito dessa variância, utilizando uma máscara de pupila adaptativa (APM). Ela poderá trabalhar sozinha ou em conjunto com o sistema de AO, reduzindo o halo da PSF e com isso melhorando o desempenho do telescópio na observação de estrelas duplas muito próximas, cuja resolução fique abaixo de $1/2$ segundo de arco, resolução essa onde o Gaia apresenta muitas soluções espúrias. Também esperamos com esse sistema ser possível melhorar o contraste da imagem, possibilitando a detecção de exoplanetas e companheiros fracos na órbita próxima dessas estrelas. Ao realizar o bloqueio ativo de áreas da frente de onda que estejam fora de fase, a APM nos possibilita manipular a PSF. Propomos uma simulação alternativa em AO, incluindo a máscara pupilar adaptativa, utilizando o software de simulação OOMAO (*Mathlab*). Propomos ainda a substituição do espelho deformável pela APM composta por espelhos MEMS, um dispositivo eletrônico mais acessível, uma vez que, os espelhos deformáveis piezoelétricos são onerosos. Com isso esperamos apresentar uma opção mais econômica, apesar de limitada, para o projeto ótico, considerando o melhor custo-benefício.

Palavras-chave: Astronomia Observacional. Estrelas Duplas. Turbulência Atmosférica. Óptica Adaptativa. Instrumentação Óptica.

ABSTRACT

BEZERRA, Evaldo Victor Lima. **Manipulating Starlight: Expanding the Frontiers of Astronomical Observation of Binary Stars and their Companions with an Adaptive Pupil Mask**. 2023. 134 p. Dissertation (Master's Degree in Physics and Astronomy) – Universidade Tecnológica Federal do Paraná. Curitiba, 2023.

Much of our knowledge about double stars was obtained from the light from space that reaches our telescopes. The information provided by these electromagnetic waves is essential in the study of astrophysical objects. To improve the resources from this source, various instruments and techniques are under development to address the inherent challenges of capturing this light. Incident light in reflecting telescopes, for example, not only undergoes *Fraunhofer* diffraction but also scatters due to obstructions in their structure, blocking a portion of the light. If we wish to study objects near stars, such as exoplanets, companion stars, or circumstellar material, this scattering becomes a significant problem. In addition to technical issues, there are natural factors that degrade image quality, such as atmospheric turbulence. If this factor is mitigated, increasing the telescope's aperture will be of little use, as the actual limitation of angular resolution for terrestrial telescopes is the atmosphere. Variations in the refractive index in turbulent atmospheres distort the wavefront, causing the point spread function (PSF) of short exposure to appear speckled. These speckles, in a long exposure regime, form a large halo around a central core, losing astrometric information. The formation of these speckles depends on the strength of turbulence, with worse seeing resulting in a more giant halo. An adaptive optics (AO) system can reduce the phase variation in a wavefront, increasing the energy fraction in a diffraction-limited core. However, no AO system is perfect, and there will always be residual phase variance. This work investigates a method to mitigate the effect of this variance using an adaptive pupil mask (APM). It can work alone or in conjunction with the AO system, reducing the PSF halo and thus improving the telescope's performance in observing very close binary stars with a resolution below $1/2$ arcseconds, a resolution where Gaia presents many spurious solutions. We also hope this system can improve image contrast, enabling the detection of exoplanets and faint companions in the close orbits of these stars. By actively blocking areas of the wavefront that are out of phase, the APM allows us to manipulate the PSF. We propose an alternative AO simulation, including the adaptive pupil mask, using the OOMAO simulation software (*Mathlab*). Additionally, we suggest replacing the deformable mirror with the APM composed of MEMS mirrors, a more affordable electronic device, given that piezoelectric deformable mirrors can be costly. This is aimed at providing a more economical, albeit limited, option for the optical project, considering the best cost-benefit ratio.

Keywords: Observation Astronomy. Double Stars. Atmospheric Turbulence. Adaptive Optics. Optical Instrumentation.

LISTA DE ILUSTRAÇÕES

Figura 1 – Deus mostra as estrelas a Abraão.	18
Figura 2 – Hiparco é representado segurando seu globo celeste, enquanto Ptolomeu, à sua frente, segura a esfera terrestre.	19
Figura 3 – Galileu apresenta o telescópio ao Duque Leonardo Donato.	20
Figura 4 – Datado entre 1780 e 1800, este micrômetro de ocular filar foi fabricado pelo astrônomo William Herschel para os telescópios que ele utilizou.	21
Figura 5 – Interferômetro estelar que Michelson usou em 1920 para fazer a primeira medição do diâmetro de uma estrela.	23
Figura 6 – Layout da matriz CHARA.	25
Figura 7 – Concepção artística da matriz MROI.	25
Figura 8 – Exemplo da órbita num sistema binário.	28
Figura 9 – Albireo (β Cygni) tirada na Namíbia por Kfir Simon.	29
Figura 10 – O sistema eclipsante de Algol (β Persei).	31
Figura 11 – Seção transversal de superfícies equipotenciais no plano orbital de um binário.	32
Figura 12 – Curvas de luz representativas de (a) estrelas binárias destacadas, (b) semi-destacadas e (c) de contato.	32
Figura 13 – Desenho esquemático dos diferentes tipos de sistemas binários.	33
Figura 14 – Diagrama do posicionamento de binárias.	34
Figura 15 – Observações da estrela dupla Krueger 60.	35
Figura 16 – Fotografias de Krueger 60, AB e C.	35
Figura 17 – Plano orbital e plano tangente ao céu ilustrando o significado dos elementos orbitais.	37
Figura 18 – Sistema binário observado numa linha de visada perpendicular ao plano da órbita terrestre.	39
Figura 19 – Trajetórias traçadas por componentes de estrela dupla no referencial do centro de massa. As posições simultâneas dos corpos são marcadas pelos mesmos números.	40
Figura 20 – Raios vetores, vetor posição do centro de massa.	41
Figura 21 – Distâncias d_1 e d_2 ao centro de massa.	43
Figura 22 – Imagem CCD do par SKF-10.	46
Figura 23 – Usando um par de calibração para determinar a orientação da imagem.	50
Figura 24 – Utilizando um par de calibração para definir a orientação da imagem.	51
Figura 25 – A transformação composta de 50 fotografias <i>speckle</i> do binário visual <i>Kappa Ursae Majoris</i>	54
Figura 26 – O princípio da interferometria <i>speckle</i> e o procedimento de autocorrelação.	56
Figura 27 – Sequência de fotos de uma estrela.	61
Figura 28 – Espaçamentos do disco de <i>Airy</i> próximo ao critério de Rayleigh.	63
Figura 29 – Um sistema de óptica adaptativa. A frente de onda distorcida Σ_1 é analisada e reconfigurada. A frente de onda planar corrigida Σ_2 é enviada para os instrumentos científicos.	66
Figura 30 – Princípio de funcionamento de um sensor de frente de onda.	67
Figura 31 – Correção da frente de onda pelo espelho deformável.	68
Figura 32 – Diagrama de blocos do sistema APM.	71
Figura 33 – Diagrama de classes do OOMAO.	73

Figura 34 – Sequência de <i>frames</i> destacando a eficácia da APM na correção da turbulência atmosférica. O parâmetro de corte foi ajustado em 2,3. À esquerda, sem correção, e à direita, com a atuação da APM.	86
Figura 35 – Variação de <i>Strehl</i> dos telescópios com e sem a APM.	89
Figura 36 – <i>Buffers</i> de imagem capturados pelas câmeras. As imagens à esquerda foram geradas sem correção de AO, enquanto as da direita com uso da APM. . . .	90
Figura 37 – Dois píxeis DMD (os espelhos aparecem transparentes).	93
Figura 38 – Modelos de Chips DLP® da TI.	94
Figura 39 – Jorge Polman.	107
Figura 40 – Clube Estudantil de Astronomia.	108
Figura 41 – Cometa Halley em sua redescoberta.	109
Figura 42 – Reportagem sobre o CEA.	110
Figura 43 – Cronometrando os trânsitos de um par amplo de estrelas para determinar o diâmetro do anel.	113
Figura 44 – Usando a parada ou anel de campo da ocular para medir um par de estrelas por trânsitos	114
Figura 45 – O retículo da ocular <i>Celestron Micro-Guide</i> . A espessura das linhas e círculos inscritos é de 15 μm	119
Figura 46 – O retículo da ocular astrométrica <i>Meade</i>	120
Figura 47 – O ângulo de posição pode ser encontrado desligando o acionamento do relógio do telescópio (<i>Tracking</i>) até que o par se desloque para a escala do transferidor, onde o ângulo é anotado.	121
Figura 48 – O método de alta precisão de Teague: (a) medindo θ_1 , (b) medindo θ_2	122
Figura 49 – O micrômetro de Townley (1667) foi baseado no micrômetro de Gascoigne e é mostrado aqui como desenhado por Robert Hooke.	125
Figura 50 – A disposição dos fios em um micrômetro filar.	125
Figura 51 – Exemplo de micrômetros caseiros para uso no telescópio.	126
Figura 52 – Método de distância dupla para determinar a separação.	130
Figura 53 – Micrômetro de grade utilizado por Colin Pither.	131
Figura 54 – Os dois alinhamentos usados para resolver o ângulo de posição e a separação de A e B.	133
Figura 55 – Grade convencional e a grade interrompida para uso em duplas fracas. . . .	134

LISTA DE TABELAS

Tabela 1 – As primeiras dez descobertas telescópicas de estrelas duplas.	19
Tabela 2 – Principais descobridores de estrelas duplas.	23
Tabela 3 – Algumas estrelas duplas do Hemisfério Sul.	44
Tabela 4 – Limites de resolução das oculares especializadas.	45
Tabela 5 – Conversão de quadrante em ângulo de posição.	48
Tabela 6 – Valores típicos para as dependências de um sistema adaptativo.	70
Tabela 7 – Comparativo das razões de <i>Strehl</i> entre telescópios.	88
Tabela 8 – Tabela de preços de espelhos deformáveis por número de atuadores.	95
Tabela 9 – Como atribuir um ângulo de posição ao quadrante correto.	116
Tabela 10 – Separações associadas as grades de difração.	132

LISTA DE ABREVIATURAS, SIGLAS E ACRÔNIMOS

ABREVIATURAS

AEC	Antes da Era Comum
Ari.	Áries
Cnc.	Câncer
Dr.	Doutor
Dra.	Doutora
EC	Era Comum
Mon.	Unicórnio
Per.	Perseus
Prof.	Professor
Sco.	Escorpião
Sgr.	Sagitário
UMa.	Ursa Maior

SIGLAS

AO	Ótica Adaptativa, do inglês <i>Adaptive Optics</i>
APM	Máscara de Pupila Adaptativa, do inglês <i>Adaptive Pupil Mask</i>
AP	Ângulo de Posição
AR	Ascensão Reta
AsO	Ocultações de asteroides, do inglês <i>Asteroid Occultations</i>
AVC	Acidente Vascular Cerebral
CCD	Dispositivo Acoplado de Carga, do inglês <i>Charge-Coupled Device</i>
CM	Centro de Massa
DM	Espelho Deformável, do inglês <i>Deformable Mirror</i>
DMD	Dispositivo de microespelho digital, do inglês <i>Digital Micromirror Device</i>
DLP	Processamento de Luz Digital, do inglês <i>Digital Light Processing</i>
DR2	Segundo lançamento de dados do Gaia, do inglês <i>Gaia second Data Release</i>
DR3	Terceiro lançamento de dados do Gaia, do inglês <i>Gaia third Data Release</i>
EMCCD	Dispositivo de carga acoplada com multiplicação de elétrons, do inglês <i>Electron Multiplying Charge-Coupled Device</i>
EUA	Estados Unidos da América
FOV	Campo de Visão, do inglês <i>Field Of View</i>
LBI	Interferometria de linha de base longa, do inglês <i>Long Baseline Interferometry</i>
LGS	Estrela-guia laser, do inglês <i>Laser Guide Star</i>
LO	Ocultação Lunar, do inglês <i>Lunar Occultation</i>
NGS	Estrela-guia natural, do inglês <i>Natural Guide Star</i>
NMT	Instituto de Mineração e Tecnologia do Novo México, do inglês <i>New Mexico Tech</i>

OOMAO	Óptica Adaptativa <i>Matlab</i> Orientada a Objetos, do inglês <i>Object-Oriented Matlab Adaptive Optics</i>
PSF	Função de Propagação de Ponto, do inglês <i>Point Spread Function</i>
S/R	Relação sinal-ruído, do inglês <i>Signal-to-noise Ratio</i>
SAAO	Observatório Astronômico Sul-Africano, do inglês <i>South African Astronomical Observatory</i>
TI	<i>Texas Instruments</i>
UTFPR	Universidade Tecnológica Federal do Paraná
VLT	Telescópio muito grande, do inglês <i>Very Large Telescope</i>
WDS	Catálogo Washington de Estrelas Duplas, do inglês <i>Washington Double Star Catalog</i>
WFS	Sensor de frente de onda, do inglês <i>WaveFront Sensor</i>

ACRÔNIMOS

CEA	Clube Estudantil de Astronomia
CHARA	Centro de Astronomia de Alta Resolução Angular, do inglês <i>Center for High Angular Resolution Astronomy</i>
CHARM	Catálogo de Medições de Alta Resolução Angular, do inglês <i>Catalog of High Angular Resolution Measurements</i>
CMOS	<i>Complementary Metal–Oxide–Semiconductor</i>
Dec	Declinação
ESA	Agência Espacial Europeia, do inglês <i>European Space Agency</i>
ESO	Observatório Europeu do Sul, do inglês <i>European Southern Observatory</i>
FITS	Sistema flexível de transporte de imagens, do inglês <i>Flexible Image Transport System</i>
IOTA	Associação Internacional de Tempo de Ocultação, do inglês <i>International Occultation Timing Association</i>
LED	Diodo emissor de luz, do inglês <i>Light Emitting Diode</i>
MROI	Observatório Magdalena Ridge, do inglês <i>Magdalena Ridge Observatory Interferometer</i>
Matlab	<i>MATrix LABoratory</i>
MEMS	Sistemas microeletromecânicos, do inglês <i>MicroelectroMechanical Systems</i>
SAO DS9	Imagem do observatório astrofísico Smithsonian do espaço profundo v. 9, do inglês <i>Smithsonian Astrophysical Observatory image Deep Space 9</i>
USNO	Observatório Naval dos Estados Unidos, do inglês <i>United States Naval Observatory</i>

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	14
1.1	OBJETIVOS E METODOLOGIA	16
1.2	BREVE HISTÓRIA DA OBSERVAÇÃO ESTELAR	17
1.3	A IDADE DOS DESCOBRIMENTOS E SEUS INSTRUMENTOS	20
1.4	O DESENVOLVIMENTO DAS OBSERVAÇÕES	24
2	SISTEMAS DE ESTRELA DUPLA	27
2.1	CLASSIFICAÇÃO DAS BINÁRIAS	28
2.1.1	Classificação quanto a observação	28
2.1.2	Classificação quanto a morfologia	31
2.2	ELEMENTOS ORBITAIS	33
2.3	MASSA DO SISTEMA BINÁRIO	37
2.4	A MASSA DOS COMPONENTES BINÁRIOS	40
3	TÉCNICAS DE OBSERVAÇÃO E MEDIÇÃO	44
3.1	O USO DA CÂMERA CCD PARA MEDIÇÕES	45
3.1.1	O método de “ajuste astrométrico”	46
3.1.2	O método “escala da placa e orientação da imagem”	48
3.2	INTERFEROMETRIA <i>SPECKLE</i>	52
3.2.1	Processo de imageamento	55
3.3	ESTUDO DE BINÁRIAS USANDO OCULTAÇÕES ESTELARES	58
4	ESTRELAS “AOS OLHOS” POR ÓPTICA ADAPTATIVA	61
4.1	PRINCÍPIOS ÓPTICOS	62
4.2	ÓPTICA ADAPTATIVA	65
4.3	PROJETO DE MÁSCARA DE PUPILA ADAPTATIVA	70
4.3.1	Configurando a simulação da APM	72
4.3.2	Seleção de componentes	76
4.3.3	Inicialização dos componentes	78
4.3.4	Calibrando a máscara	82
4.3.5	Ligação dos componentes a um sistema de controle	84
5	RESULTADOS E DISCUSSÃO	88
5.1	OPÇÕES DE MATERIAIS PARA FABRICAÇÃO DA MÁSCARA DE PUPILA ADAPTATIVA	92
5.1.1	Telas de cristal líquido como opção inicial	92
5.1.2	Alternativa: <i>Digital Micromirror Devices</i> (DMDs)	93
6	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	96
	REFERÊNCIAS	99

APÊNDICES **104**

APÊNDICE A – JORGE POLMAN: O HOLANDÊS OBSERVADOR . 105

A.1	O CLUBE ESTUDANTIL DE ASTRONOMIA	107
A.2	A ÚLTIMA BATALHA	110

**APÊNDICE B – MÉTODOS DE OBSERVAÇÃO E MEDIÇÃO DE
ESTRELAS DUPLAS PRÓXIMAS: UMA ABORDA-
GEM DETALHADA 112**

B.1	O MICRÔMETRO DE ANEL	112
B.2	O MÉTODO CRONOMÉTRICO	116
B.3	MÉTODO DA OCULAR ASTROMÉTRICA	118
B.4	MICRÔMETRO FILAR	123
B.4.1	Determinação da constante do parafuso	127
B.4.2	Trânsitos e pares de calibração	127
B.4.3	Observando com um micrômetro filar	128
B.5	MICÔMETRO DE GRADE	130
B.5.1	Fazendo uma observação	132
B.5.2	Precisão alcançada	134

1 INTRODUÇÃO

Se nos transportássemos de volta um século no tempo para explorar a prática da astronomia, ficaríamos intrigados com as marcantes diferenças em relação ao que hoje concebemos como a ciência dos astros. Naquela época, a astronomia observacional confiava principalmente na visão humana, mas hoje, apenas uma escassa minoria de astrônomos profissionais espreita pelos telescópios. O processo de coletar dados astronômicos era uma jornada demorada, frequentemente consumindo uma vida inteira em busca de uma descoberta significativa.

Atualmente, estamos numa época tecnológica, onde é possível recebermos mais dados do espaço do que conseguimos processar, sendo que, tanto a velocidade quanto o volume dessas informações continuam aumentando. O olho humano foi sendo, aos poucos, substituído por receptores de luz mais eficientes, tal como as emulsões fotográficas e as câmeras CCD, e o processamento dos dados foi atribuído aos computadores.

O estudo das binárias, sistemas de estrelas ligadas gravitacionalmente, são de grande importância na astrofísica estelar, revelando muito sobre as características físicas e evolucionárias das estrelas. O movimento periódico dos seus elementos mostrou, por exemplo, que a Lei da Gravitação Universal de Newton é válida para objetos distantes da Terra. Além disso, ao conhecermos os dados orbitais das estrelas duplas, podemos calcular a sua distância em relação a nós, assim como determinar a massa total do sistema binário e, em alguns casos, até a massa individual de cada componente.

O olho humano têm duas qualidades importantes como receptor de luz: percebe a imagem de uma estrela com muita rapidez, portanto, pode reagir a momentos fugazes de boa visão, além de estar conectado ao computador mais eficiente que existe, o cérebro humano, que permite uma análise rápida dos resultados. Algumas vezes, essas vantagens tornam o olho humano superior à fotografia na observação de estrelas duplas separadas por menos de dois segundos de arco.

É uma crença comum entre alguns observadores que a câmera CCD tornou a micrometria visual obsoleta. Nada poderia estar mais longe da verdade. Uma das propriedades perdidas com o uso de CCDs para medição de estrela dupla, seja por interferometria de *speckle* ou imagem integrada, é a faixa dinâmica. É muito difícil para os CCDs medirem duplos com componentes de brilhos substancialmente diferentes ou pares fracos que são muito próximos. Para esses pares desafiadores, a micrometria visual ainda continua sendo a melhor técnica de medição. Porque tão poucos profissionais permanecem neste campo, amadores qualificados são extremamente necessários. A micrometria de estrela

dupla sempre teve uma porcentagem significativa de observadores amadores em suas fileiras. Por exemplo, Paul Baize, talvez o maior observador de estrelas duplas que já existiu, fez 25.000 medições e calculou 200 órbitas! Com vários milhares de estrelas duplas visuais dentro do alcance de telescópios de 3 a 8 polegadas, os amadores de hoje estão em uma posição única para fazer contribuições à astronomia de estrelas duplas que antes não pensavam ser possíveis (TANGUAY, 1999, p. 120–121).

Outro aspecto importante da observação das binárias que precisa ser considerado são as condições atmosféricas do lugar onde se faz as observações. Há séculos que os astrônomos são afligidos pelo *seeing*¹, que atrapalha a visibilidade dos objetos. Mesmo depois de todo trabalho que se leva para ajustar e melhorar um telescópio, as estrelas parecem “zombar” de nossos esforços piscando e dançando ao capricho do ar turbulento.

O próprio Isaac Newton acreditava que o problema era insolúvel. Na segunda edição do seu livro *Opticks*, ele sentiu a necessidade de acrescentar detalhes sobre esse problema, descrevendo ao final da primeira parte o seguinte:

Se a teoria de fazer telescópios pudesse ser totalmente posta em prática, haveria certos limites além dos quais os telescópios não poderiam funcionar. Pois o ar através do qual olhamos as estrelas estão em perpétuo tremor, como pode ser visto pelo movimento trêmulo das sombras projetadas de altas torres e pelo brilho das estrelas fixas. Mas essas estrelas não cintilam quando vistas através de telescópios com grandes aberturas. Os raios de luz que passam por diversas partes da abertura estremecem cada uma delas e, por meio de seus vários e às vezes contrários tremores, caem ao mesmo tempo em diferentes pontos no fundo do olho. Seus movimentos trêmulos são muito rápidos e confusos para serem percebidos separadamente. E todos esses pontos iluminados constituem um amplo ponto lúcido, composto daqueles muitos pontos trêmulos confusa e insensivelmente misturados por tremores muito curtos e rápidos, e assim fazem a estrela parecer mais larga do que é e sem nenhum tremor do todo. Telescópios longos podem fazer com que os objetos pareçam mais brilhantes e maiores do que os curtos, mas não podem ser formados de modo a eliminar a confusão dos raios que surgem dos tremores da atmosfera. O único remédio é um ar mais sereno e tranquilo, como o que pode ser encontrado no topo das montanhas mais altas acima das nuvens mais grossas (NEWTON, 1718, p. 98).

Na verdade, isso provou ser bastante bem-sucedido, muitos observatórios foram construídos em locais altos onde a atmosfera é mais fina, minimizando assim os efeitos da turbulência atmosférica e consequentemente em um melhor *seeing*. Entretanto, agora existem novos remédios que Newton não poderia ter previsto. Como colocar um telescópio em órbita ao redor da Terra, muito além da atmosfera² ou corrigir o tremor dinâmico do ar em constante mudança com um espelho flexível. Algo inimaginável no século XVIII, foi proposto em 1956 pelo astrônomo americano Horace W. Babcock. Surgindo assim, o princípio de um sistema de óptica adaptativa.

¹ Grandeza que mede a degradação da imagem de um objeto astronômico devido à turbulência atmosférica.

² Uma realidade desde 1968 com o observatório astronômico orbital *Stargazer*, ou mais recentemente com a operação do telescópio espacial James Webb.

Combinar computação com engenharia de precisão é o milagre do nosso tempo. Claro, a atmosfera continua sendo opaca na maior parte do espectro, e as nuvens agora são um incômodo, como eram para Newton. Mas nos últimos anos, esta nova tecnologia inteligente abriu nossa visão do Universo como nunca.

A óptica adaptativa (AO) e os sofisticados sistemas de análise de imagem surgiram como ferramentas para enfrentar esses desafios. Eles permitem corrigir as distorções atmosféricas, recuperando a resolução angular máxima dos telescópios terrestres. Ao concentrar os fótons que antes eram espalhados pela atmosfera em um halo difuso de volta ao núcleo limitado pela difração, a AO aumenta a intensidade de pico da função de dispersão de pontos (PSF). No entanto, mesmo com o uso da AO, ainda persiste uma variação de fase residual, ocultando companheiros fracos. Para superar esses efeitos indesejáveis, propomos a utilização de uma máscara de pupila adaptativa (APM).

1.1 OBJETIVOS E METODOLOGIA

Este trabalho investiga um método para atenuar a variância causada pela turbulência atmosférica, empregando a APM. Essa máscara pode ser utilizada isoladamente ou em conjunto com a AO, aprimorando o desempenho do telescópio na observação de estrelas duplas extremamente próximas, com resolução abaixo de $1/2$ segundos de arco. Essa resolução é particularmente relevante, pois o método atualmente utilizado pelo Gaia apresenta soluções espúrias nessa faixa (BROWN, 2021). Além disso, acreditamos que o sistema proposto pode melhorar o contraste da imagem, possibilitando a detecção de exoplanetas e companheiros fracos em órbitas próximas dessas estrelas.

Segundo (OSBORN *et al.*, 2009), o mascaramento de pupila adaptativo é uma técnica que amplia as capacidades de outras técnicas, como a *lucky imaging*³, e permite aos astrônomos manipular a PSF das imagens bloqueando ativamente as áreas da frente de onda com excursões de fase média acima de um determinado limite. A remoção dessas partes incoerentes da frente de onda reduz o halo da PSF, melhorando a identificação de objetos próximos.

Para testar a viabilidade do método proposto, foi desenvolvida uma simulação do

³ É uma técnica astronômica que aproveita momentos de estabilidade atmosférica para capturar imagens de alta qualidade de objetos celestes. A abordagem envolve a seleção de *frames* favoráveis em curtos intervalos de tempo, permitindo a obtenção de imagens mais nítidas, minimizando os efeitos da turbulência atmosférica. O termo “lucky imaging” refere-se à sorte de capturar instantaneamente condições atmosféricas ideais para a obtenção de imagens astronômicas aprimoradas.

sistema utilizando o OOMAO (*Object-Oriented MATLAB Adaptive Optics*). A fase é medida por um sensor de frente de onda do tipo *Shack-Hartmann*, e um algoritmo de reconstrução de sobre-relaxamento contínuo estima o mapa de fase, transmitindo os dados para o espelho deformável (DM) e para a APM. A máscara de pupila adaptativa é colocada no plano conjugado da pupila do telescópio, bloqueando sub-aberturas que excedem um limite definido, enquanto a reconstrução é aprimorada na mesma frequência que o DM.

Propomos, também, a substituição do DM pela própria APM, construída com espelhos MEMS (*Microelectromechanical Systems*), dispositivos eletrônicos com espelhos segmentados em escala milimétrica. Essa opção de construção do sistema pode reduzir os custos, uma vez que espelhos deformáveis piezoelétricos são caros. Embora seja uma alternativa limitada, o uso de espelhos MEMS apresenta um melhor custo-benefício para o projeto ótico.

Dessa forma, este trabalho tem como objetivo principal investigar a eficácia da máscara de pupila adaptativa na redução dos efeitos da turbulência atmosférica, melhorando a detecção de estrelas duplas próximas e exoplanetas. Através de simulações e análises, esperamos obter resultados que contribuam para o aprimoramento das técnicas de observação astronômica e ampliem nosso entendimento sobre o Universo.

Como funciona a óptica adaptativa? É o que pretendemos explicar ao longo desta dissertação. Além disso, buscamos aproveitar as vantagens desse sistema para aprimorar a observação de estrelas duplas e contribuir para o avanço da instrumentação astronômica. Para iniciar nossa explanação, apresentaremos um breve histórico sobre as observações, abordaremos noções e definições pertinentes, discutiremos as circunstâncias que motivaram esta pesquisa e, por fim, apresentaremos nosso protótipo da máscara de pupila adaptativa.

1.2 BREVE HISTÓRIA DA OBSERVAÇÃO ESTELAR

A observação do céu é tão antiga quanto a própria humanidade, segundo a tradição judaica, por exemplo, o Patriarca Abraão (2150-1975 AEC) possuía grande conhecimento em astronomia (Figura 1), sendo que parte desse conhecimento foi transmitido para a astronomia/astrologia egípcia (REED, 2004).

Praticamente todas as civilizações antigas possuíam algumas noções sobre os céus e muitas histórias e mitos acerca da criação e do propósito desses luminares celestes. Contudo, um conhecimento mais sistematizado, organizado a partir das características desses astros como seu brilho, posicionamento e regularidade, foi uma contribuição majoritariamente grega. Destacando-

Figura 1 – Deus mostra as estrelas a Abraão.



Fonte: do pintor alemão Julius Schnorr von Carolsfeld (1794-1872), xilogravura, para “*Die Bibel in Bildern*” (1851-60).

se a figura de Hiparco de Niceia (190-120 AEC), considerado o maior observador astronômico da antiguidade (Figura 2). Atribui-se a ele um dos primeiros catálogos celestes, bem como a primeira tentativa de classificação das estrelas. Sua instrumentação astronômica precursora era composta pelo: gnômon, a esfera armilar e o astrolábio.

O trabalho de Hiparco influenciou grandemente outro astrônomo relevante de nosso estudo, Cláudio Ptolomeu (100-170 EC), cuja obra científica é considerada a mais influente da história. *Syntaxis Mathematica* (Almagesto), foi o grande compêndio que reunia os conhecimentos astronômicos e a descrição do modelo geocêntrico de Universo. Sendo aceito por mais de 1200 anos como texto cânone pelos gregos, bizantinos e islâmicos até o início do Renascimento.

Com relação as binárias, no livro VII do Almagesto, que versa sobre as estrelas fixas, na página 373 da tradução inglesa, encontramos o primeiro registro de uma estrela dupla, cerca de 140 EC: “A estrela no meio do olho (de sagitário) que é nebulosa e dupla” (PTOLEMAEUS; TOOMER, 1984). Referido-se a ν_1 Sgr e ν_2 Sgr (*Ain al Rami*), cuja separação angular para este par é de 13 minutos de arco. Outro par que possui aproximadamente essa mesma separação é ζ UMa e g UMa (*Mizar* e *Alcor*) que foi observada por Galileu Galilei (1564-1642) e Benedetto Castelli (1578-1643).

Curiosamente, Galileu não acreditava em binários físicos, mas propôs observar duplas ópticas a fim de encontrar paralaxes relativas, ou seja, pequenas mudanças de posição anual aparentes causadas pela paralaxe da estrela mais próxima. Com isso ele esperava determinar a

Figura 2 – Hiparco é representado segurando seu globo celeste, enquanto Ptolomeu, à sua frente, segura a esfera terrestre.



Fonte: do pintor italiano Raffaello Sanzio da Urbino (1483-1520), Afresco, detalhe da Escola de Atenas (1509-10).

distância das estrelas até nós, com o auxílio da trigonometria.

A invenção do telescópio por volta de 1600 por Hans Lipperhey (1570-1619) e seu aperfeiçoamento por Galileu (Figura 3) conduziu progressivamente à descoberta de estrelas duplas telescópicas. Segundo Worley (1961) as primeiras estrelas duplas dessa natureza foram relatadas pelo italiano Giovanni Battista Riccioli (1598-1671) há quase 400 anos, mas por muito tempo os astrônomos pensaram que essas estrelas estavam alinhadas pelo acaso e não fisicamente associadas, por isso receberam pouca atenção. Na Tabela 1 apresentamos uma lista contendo a descoberta das primeiras estrelas duplas telescópicas.

Tabela 1 – As primeiras dez descobertas telescópicas de estrelas duplas.

Binária	Descoberta	Por
ζ UMa	janeiro 1617	Castelli
β Mon	30 janeiro 1617	Castelli
θ Orionis ABC	fevereiro 1617	Galileu
β Sco	1627	Castelli
γ Ari	1664	Hooke
Castor	$\approx$ 1678	G. D. Cassini
ζ Cnc AB-C	22 março 1680	Flamsteed
α Crucis	1685	Fontenay
α Centauri	1689	Richaud
γ Virginis	1718	Bradley

Fonte: adaptado de Argyle (2012, p. 10).

Figura 3 – Galileu apresenta o telescópio ao Duque Leonardo Donato.



Fonte: do pintor italiano Giuseppe Bertini (1825-1898), afresco, detalhe Biumo di Varese, Villa Ponti, Salão de Honra. (1858).

1.3 A IDADE DOS DESCOBRIMENTOS E SEUS INSTRUMENTOS

O assunto das binárias começou a chamar a atenção da comunidade astronômica quando o Reverendo John Michell (1724-1793) sugeriu pela primeira vez que estrelas duplas não eram apenas um efeito da linha de visão, mas que dois componentes realmente giravam em torno um do outro sob uma influência gravitacional mútua, implicando que as leis de Newton funcionavam para objetos fora do sistema solar. No *Philosophical Transactions*⁴ de 1767, Michell nos diz que:

é altamente provável em particular, e quase com certeza, em geral, que tais estrelas duplas, etc. como parecem consistir em duas ou mais estrelas colocadas muito próximas uma da outra, na verdade, consistem em estrelas colocadas perto uma da outra, e sob a influência de alguma lei geral, sempre que a probabilidade for muito grande, de que não teria havido nenhuma dessas estrelas tão perto juntas, se todos aqueles, que não são menos brilhantes do que eles mesmos, tivessem sido espalhados aleatoriamente por todo o céu (MICHELL, 1767, p. 249–250), tradução e grifo nosso.

Michell foi levado a essa conclusão a partir de seus argumentos estatísticos, muitos dos pares estelares vistos por meio de telescópios devem ser o que William Herschel (1738-1822)

⁴ *Philosophical Transactions* é o primeiro e mais antigo periódico científico do mundo. Foi lançada em março de 1665 por Henry Oldenburg (c.1619-1677), o primeiro secretário da Sociedade, que atuou também como editor.

mais tarde chamou de sistemas binários.

Herschel foi um dos primeiros astrônomos modernos a investigar mais profundamente nosso Universo. Segundo Argyle (2012), ele direcionou seus telescópios para muitas estrelas brilhantes e descobriu que algumas estrelas apareciam como pares muito próximos. Em uma tentativa de medir a paralaxe estelar, Herschel argumentou que em pares próximos desigualmente brilhantes, medindo a posição da estrela fraca (portanto distante e fixa) em relação à estrela brilhante (ou próxima), ele deveria conseguir medir a mudança paralática, portanto, a distância do último. Para checar isso, ele usou um micrômetro filar de sua própria construção para medir a posição da estrela mais fraca em relação à mais brilhante (Figura 4). No entanto, em vez de ver uma “oscilação” semestral na posição da estrela brilhante em relação à fraca, Herschel descobriu que o movimento relativo entre às duas estrelas era curvo e só poderia ser explicado se as estrelas girassem em torno de um centro de gravidade comum.

Figura 4 – Datado entre 1780 e 1800, este micrômetro de ocular filar foi fabricado pelo astrônomo William Herschel para os telescópios que ele utilizou.



Fonte: The Science Museum Group.

Essa confirmação chancelada por Herschel despertou grande interesse dos astrônomos pelas estrelas duplas. Antes disso, em 1781, o astrônomo alemão Christian Mayer (1719-1783), de Mannheim, já havia publicado um catálogo que continha 80 pares conhecidos no *Astronomisches Jahrbuch*⁵. Herschel começou seus catálogos de estrelas duplas aproximadamente em 1802 após

⁵ Um anuário astronômico, espécie de almanaque publicado na Alemanha.

obter resultados observacionais do movimento orbital para vários binários físicos.

Acerca do micrômetro que ele utilizou para medições, consistia em um conjunto de fios fixos e móveis para determinar as distâncias angulares na ocular do telescópio. Em operação, a alça calibrada foi usada para mover os fios paralelos delineando o objeto a ser medido. A distância foi então calculada a partir do número de voltas do cabo preso a uma haste roscada fina conectada à estrutura que segura os fios móveis.

Segundo Worley (1961) nas duas décadas seguintes, Herschel encontrou cerca de 800 binárias. Ele havia provado que estrelas binárias existiam, mas a confirmação matemática veio seis anos após sua morte, em 1828, quando o cientista francês Savary usou o par ζ UMa e g UMa para mostrar que a órbita aparente da estrela mais fraca em torno da mais brilhante era uma elipse.

A importância deste trabalho foi que ele forneceu uma estimativa para a razão das massas estelares em um sistema estelar binário. Isso resultou em um grande ímpeto na observação visual de estrelas duplas e nos próximos 50 anos ou mais, muitos astrônomos amadores ricos na Europa dedicaram seu tempo e dinheiro para fazer medições micrométricas, ou pagando alguém para fazer isso por eles (ARGYLE, 2012, p. 11).

O trabalho pioneiro de Herschel foi logo seguido pelo de Friedrich Georg Wilhelm Struve (1793-1864) em Dorpat (atual Tartu), Rússia, fazendo as primeiras medições de estrela dupla se aproximarem dos padrões atuais de precisão. Em 1827 ele publicou seu catálogo: *catalogus novus stellarum duplicium* contendo 3.063 estrelas duplas dos céus do norte. Suas observações contemplaram todas as estrelas mais brilhantes de magnitudes maiores que $8 \frac{1}{2}$, contudo a rapidez das suas observações o fez perder muitas binárias dentre as 120.000 estrelas que ele examinou.

Abaixo apresentamos a Tabela 2 com os principais astrônomos descobridores de estrelas duplas dos séculos XIX e XX. É possível observar também o número aproximado de suas descobertas e os equipamentos utilizados por eles.

O trabalho notável desses astrônomos, assim como de milhares de colaboradores espalhados ao redor do mundo, permitiram a publicação e atualização dos catálogos de estrelas. A utilização de micrômetros e da fotografia foi fundamental para a realização dessas descobertas. Contudo, existem outros equipamentos que nos permitiram estudar a dinâmica das estrelas binárias.

O interferômetro é um instrumento que utiliza a interferência da luz para ampliar o poder de resolução angular do telescópio. Isso viabiliza a medição do diâmetro de estrelas e, no

Tabela 2 – Principais descobridores de estrelas duplas.

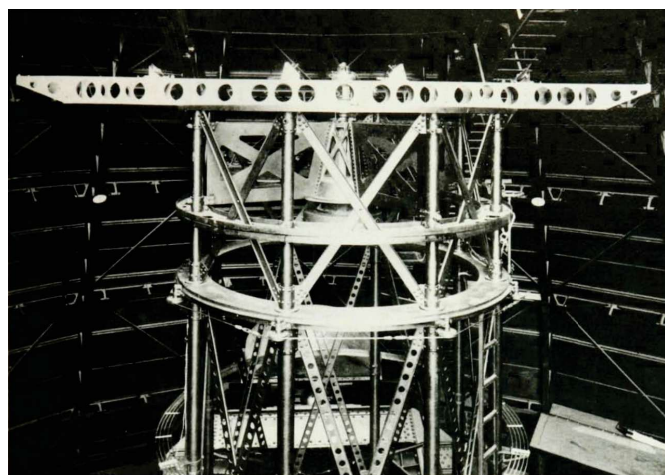
Astrônomo	Pares	Local	Período	Equipamento
F G W Struve	3063	Dorpat, Rússia	1824-1827	Refrator 9"
W R Dawe	471	Haddenham, Inglaterra	1831-1844	Refrator 8" Refletor 6"
O Struve	1870	Observatório Pulkovo, Rússia	1841-1842	Refrator 15"
E Dembowski	21000	Nápolis, Itália	1852-1878	Refrator 8"
S W Burnham	1290	Observatório Yerkes, EUA	1871-1899	Refrator 40"
T H E C Espin W Milburn	3000	Tow Law, Inglaterra	1888-1934	Refletores 17" e 24"
R G Aitken W J Hussey	4400	Observatório Lick, EUA	1898-1905	Refrator 36"
R T A Innes W H Van den Bos	4000	Observatório da União, África do Sul	1912-1931	Refrator 26"
W S Finsen				
R A Rossiter	7500	Observatório Lamont-Hussey, África do Sul	1931-1952	Refrator de 27"
R Jonckhère	3350	Marselha, França	1942-1962	Refrator 80 cm
P Couteau P Muller	3400	Nice, França	1952-2004	Refrator 77 cm
W D Heintz	900	Observatório Sproul, EUA Observatório Monte Stromlo, Austrália	1954-1997	Refratores 24" e 50" Refletor 74"

Fonte: adaptado de Worley (1961) e Argyle (2012)

caso de sistemas binários, a determinação da separação entre eles.

O interferômetro estelar de Michelson (Figura 5), por exemplo, foi utilizado no telescópio refletor do observatório estadunidense Monte Wilson para medir os diâmetros das estrelas. Em dezembro de 1920, Michelson e Pease conseguiram usar o equipamento para determinar o diâmetro preciso de uma estrela, a gigante vermelha *Betelgeuse*, a primeira vez que o tamanho angular de uma estrela foi medido.

Figura 5 – Interferômetro estelar que Michelson usou em 1920 para fazer a primeira medição do diâmetro de uma estrela.



Fonte: Swenson (1987, p. 29)

Em 1925, Pease resolveu *Mizar A* pela primeira vez usando esse equipamento. Outras

estrelas medidas incluíram o sistema binário *Capella* que revelou ter uma separação entre 0,03 e 0,05 segundos de arco e um período orbital de, 104 dias.

1.4 O DESENVOLVIMENTO DAS OBSERVAÇÕES

Na década de 1970, a observação de estrelas duplas foi revolucionada com o surgimento da interferometria *Speckle*. Essa técnica utiliza a variabilidade temporal dos padrões de luz chamados *speckle patterns*, permitindo obter informações detalhadas sobre objetos celestes, especialmente na medição de separações e órbitas estelares. A interferometria *Speckle* demonstrou uma precisão muito superior às medidas visuais, descobrindo novos sistemas binários próximos e rápidos, além de melhorar as órbitas previamente determinadas.

O lançamento do satélite *Hipparcos* em 1989 também marcou o início de uma nova era de descoberta de estrelas duplas. Com o satélite operando bem acima da atmosfera, seus detectores de fenda encontraram cerca de 15.000 novos pares, a maioria dos quais são objetos difíceis para pequenos telescópios.

No início da década de 1990, a óptica adaptativa surgiu para melhorar o desempenho dos sistemas ópticos, reduzindo os efeitos da distorção da frente de onda de entrada. Atualmente é usado em grandes telescópios astronômicos e sistemas de comunicação a laser, e provou ser muito eficaz na remoção dos efeitos da turbulência atmosférica, permitindo que os telescópios operem até o limite da difração. Para isso, o sistema funciona medindo distorções na frente de onda e compensando-as por meio de um dispositivo que corrige esses erros, atuando sobre um espelho deformável ou numa matriz de cristal líquido para ajustá-lo e assim corrigir a imagem.

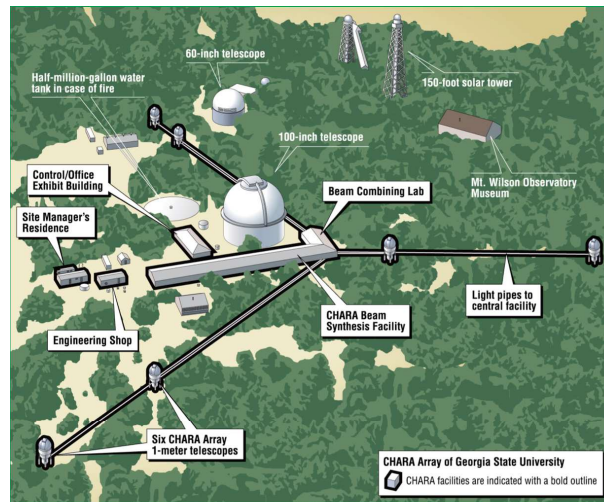
Em abril de 2018, o projeto Gaia lançou seu segundo catálogo provisório (DR2). Esta compilação sem precedentes listam posições, movimentos próprios e paralaxes para 1,6 bilhão de estrelas e, para um subconjunto delas, velocidades radiais também estão disponíveis. A astrometria de muitos binários visuais brilhantes e próximos foram recentemente disponibilizados em junho de 2022 pelo terceiro catálogo provisório do Gaia (DR3)⁶, gerando dados valioso para novas pesquisas.

Enquanto isso, os telescópios terrestres vêm alcançando maior resolução angular com a construção de grandes telescópios multi-abertura, como o CHARA (acrônimo para o Centro de Astronomia de Alta Resolução Angular), localizado no Monte Wilson, Califórnia, onde vários pares de telescópios de um metro podem ser combinados (como uma matriz) em linhas de base

⁶ Uma descrição detalha do conteúdo do catálogo pode ser acessada no portal Cosmos da ESA.

de 340 metros para produzir resoluções no nível de alguns milissegundos de arco (Figura 6). Isso é pelo menos dez vezes melhor do que pode ser alcançado com *speckle* nos maiores telescópios. A desvantagem desse método é a sua complexidade e o tempo necessário, no entanto, ele proporcionou vislumbres notáveis de sistemas estelares, como o sistema eclipsante β Persei, onde todos os três componentes foram capturados em imagens.

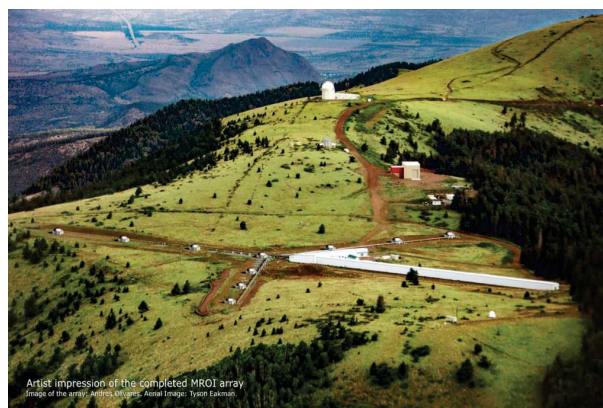
Figura 6 – Layout da matriz CHARA.



Fonte: chara.gsu.edu

Em fase de construção, o interferômetro do Observatório Magdalena Ridge (MROI) tem como objetivo se tornar um dos telescópios ópticos mais potentes da Terra, possivelmente alcançando o título de telescópio com a mais alta resolução angular.

Figura 7 – Concepção artística da matriz MROI.



Fonte: mro.nmt.edu

O observatório Magdalena Ridge está situado a uma altitude de 3.230 metros nas montanhas Magdalena, no condado de Socorro, centro-sul do Novo México. Operado pelo

Instituto de Mineração e Tecnologia do Novo México (NMT), uma universidade pública norte-americana, esse observatório multifuncional é dedicado tanto à pesquisa quanto à educação.

O complexo observacional é composto por duas notáveis instalações. Primeiramente, destaca-se um telescópio de rastreamento rápido de 2,4 metros, que já está em operação há oito anos, fornecendo dados valiosos para inúmeras pesquisas. Além disso, o observatório abriga um interferômetro, desenvolvido em colaboração com o laboratório Cavendish da Universidade de Cambridge, em um processo que se estende por 15 anos.

O interferômetro, atualmente em fase de desenvolvimento, é projetado para ser composto por dez telescópios ópticos/infravermelhos de 1,4 metros, dispostos em uma matriz configurada em forma de Y, conforme ilustrado na Figura 7. Quando concluído, esse sistema inovador terá a capacidade de obter imagens de alvos até 100 vezes mais fracos do que qualquer outro interferômetro existente. Além disso, sua resolução angular será aumentada em até 100 vezes em comparação com o Telescópio Espacial Hubble, prometendo avanços significativos na observação astronômica.

2 SISTEMAS DE ESTRELA DUPLA

Numerosas estrelas aparentemente únicas na vizinhança solar revelam, na realidade, uma verdade surpreendente: aproximadamente um terço da população estelar da Via Láctea é formada por estrelas duplas, sendo essa configuração a norma, e não a exceção, entre as estrelas mais massivas (LADA, 2006). Esse fenômeno parece ser favorecido pela influência gravitacional do material protoestelar.

Uma estrela dupla é composta por duas ou mais estrelas que se revelam quando observadas atentamente. Essas estrelas podem ocasionalmente parecer alinhadas ao longo de nossa linha de visada, com uma delas, na verdade, situando-se a uma distância muito maior do que a outra. Essa configuração é denominada **Dupla Óptica**. Em contrapartida, quando as estrelas estão tão próximas no espaço que são afetadas pela gravidade mútua, caracterizando uma relação física entre elas, são classificadas como **Dupla Física**.

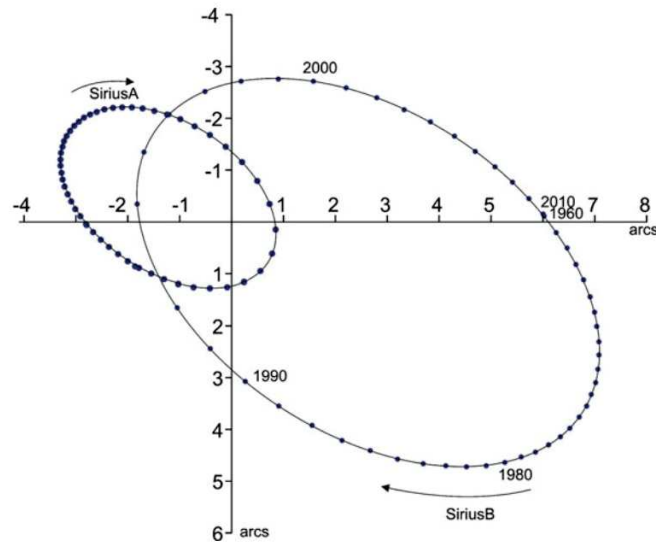
Estrelas binárias são sistemas estelares nos quais duas estrelas estão interligadas por forças gravitacionais mútuas, resultando em órbitas ao redor uma da outra ou em torno de um ponto central de gravidade compartilhado, denominado baricentro. Esse fenômeno de atração gravitacional entre as estrelas cria uma configuração dinâmica em que as estrelas estão em um relacionamento orbital.

As estrelas podem formar ainda sistemas triplos ou múltiplos, com mais de três estrelas, todas ligadas gravitacionalmente. A estrela mais brilhante é chamada de primária, enquanto a outra é chamada de companheira ou secundária.

Como as estrelas binárias estão a grandes distâncias da Terra e as distâncias angulares entre as estrelas componentes são muito pequenas, nossos olhos são incapazes de identificar ou separar as componentes das estrelas binárias. Devido a este fato, o estudo das estrelas binárias iniciou-se com a fase da astronomia moderna, a partir dos séculos XVII e XVIII, quando os primeiros telescópios fabricados foram usados na astronomia. Como exemplo, podemos citar a estrela *Sirius*, da constelação do Cão Maior, a estrela mais brilhante do céu noturno: quando vista a olho nu, é apenas uma estrela branco-azulada, mas quando observada com grandes telescópios, vemos que se trata, na verdade, de duas estrelas bem próximas e, como estão ligadas gravitacionalmente, formam um sistema binário (MELLO, 2014, p.3307-2).

A Figura 8 ilustra alguns aspectos do sistema binário estelar de *Sirius*. Nessa figura, a componente primária (*Sirius A*) a mais massiva e a componente secundária (*Sirius B*) de maior amplitude orbital, se deslocam em sentidos opostos em torno de um centro de massa comum, localizado na origem dos eixos coordenados.

Figura 8 – Exemplo da órbita num sistema binário.



Fonte: Argyle (2012, p. 72)

Curiosamente, as palavras “estrelas duplas” e “binárias”, que denotam um sistema de duas estrelas, também são utilizadas para sistemas de três ou mais estrelas, designados como “estrelas múltiplas”. Contudo, existe certa incerteza quanto ao número de estrelas agrupadas necessário para determinar se estamos diante de um sistema múltiplo ou de um aglomerado estelar.

2.1 CLASSIFICAÇÃO DAS BINÁRIAS

A partir do século XX, inúmeros sistemas estelares foram identificados por meio de diversas técnicas de observação. Tornou-se imperativo estabelecer uma classificação para esses sistemas, empregando critérios que permitem distinguir as estrelas binárias. Atualmente, a classificação é baseada em como elas são observadas ou na distância que separa seus componentes. A seguir, oferecemos uma descrição das diferentes categorias de estrelas binárias.

2.1.1 Classificação quanto a observação

Um **binário visual** refere-se ao par de estrelas observável visualmente, com a possibilidade de determinação da trajetória das estrelas componentes. Mais de 70.000 binários visuais são conhecidos. *Mizar* na constelação da Ursa Maior foi a primeira estrela binária descoberta, em 1650. A bela *Albireo* (Figura 9) localizada na constelação do Cisne é uma estrela colorida amarela e azul. Sua visualização, bem como de muitas outras dessa categoria, é possível com um

pequeno telescópio.

Figura 9 – Albireo (β Cygni) tirada na Namíbia por Kfir Simon.



Fonte: Sky at Nigth Magazin.

Muitas estrelas visíveis podem ter companheiras tão fracas que são impossíveis de serem vistas a olho nu. Um exemplo disso é um **binário astrométrico**, que consiste em uma estrela visível acompanhada por uma estrela companheira “invisível”. A presença da estrela companheira invisível é deduzida a partir das variações em seu próprio movimento. Um exemplo notável é *Sirius* (*Sirius A*), que foi considerada uma estrela solitária até 1844, quando o astrônomo alemão Friedrich Wilhelm Bessel inferiu a presença de uma estrela companheira invisível devido às mudanças em seu movimento próprio. Posteriormente, em 1862, a natureza da estrela companheira fraca (*Sirius B*) foi confirmada por meio de observações.

Um **binário espectroscópico** têm sua natureza binária revelada por seu espectro. Um deslocamento Doppler variável é identificado nas linhas espectrais à medida que as estrelas se aproximam e se afastam da Terra. Um exemplo fascinante é a brilhante estrela *Capella*, α *Auriga* ou α do Cocheiro. Nome tradicional da estrela mais brilhante da constelação de *Auriga*. Não conseguimos separar esta binária com um telescópio devido ao fato destas estrelas estarem no limite de separação visual. Nesse caso podemos recorrer a um espectroscópio para medir a separação de seus componentes.

Com o auxílio desse instrumento descobrimos que *Capella* consiste em duas estrelas, uma do tipo espectral G e outra do tipo F, ambas separadas por 112 milhões de km. Com a ajuda

de um interferômetro, foi possível estudar seu movimento orbital. O período de revolução de sua companheira em torno da estrela principal é de ordem de 104 dias. Suas componentes têm, respectivamente, 2,5 e 2,8 vezes a massa do Sol.

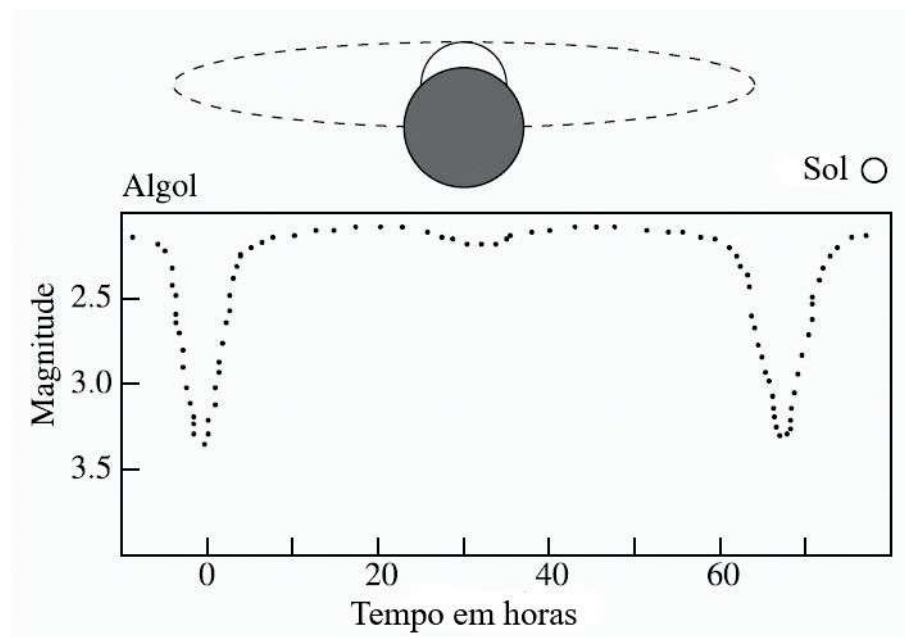
Assim como a Lua pode eclipsar o Sol, causando a diminuição do brilho do Sol na superfície terrestre, uma estrela pode também eclipsar sua companheira em alguns sistemas binários. De acordo com Argyle (2012), um **binário eclipsante** está situado de modo que uma estrela passa na frente de sua companheira, cortando a luz de nossa visão em intervalos regulares. Um binário eclipsante muda regularmente de brilho. Podemos observar o famoso binário eclipsante *Algol*, na constelação norte de Perseu. *Algol* “pisca” da magnitude mais brilhante 2,2 para a magnitude menos brilhante 3,5 em cerca de 2 dias e 21 horas. Neste caso, o plano orbital do sistema *Algol* está de perfil para o observador, de forma que uma estrela seja periodicamente ocultada pela outra, produzindo variações no brilho nesse sistema binário.

Na Figura 10 apresentamos o sistema *Algol*, que consiste em pelo menos três estrelas (β Per *A*, β Per *B* e β Per *C*). A estrela primária é uma estrela da sequência principal *B8* que é quase cem vezes mais luminosa que o Sol, enquanto a estrela secundária é uma subgigante do tipo *K2*, três vezes mais luminosa que a nossa estrela. Esses dois componentes estão próximos com uma separação de apenas 0,062 unidades astronômicas (UA). O terceiro membro é uma estrela do tipo *A5*, quatro vezes mais luminosa que o Sol e localizada a uma distância média de 2,69 UA do par *AB*. A massa total do sistema é de cerca de 6 massas solares, com proporções de *A*, *B* e *C* de cerca de 3,6 a 0,8 a 1,7, respectivamente. Além disso, a análise espectroscópica indica que também pode haver um quarto membro.

Da nossa perspectiva, o plano orbital de *Algol A* e *B* está diretamente alinhado com à Terra. As quedas regulares no brilho ocorrem quando a estrela *B* mais fraca se move na frente e eclipsa a estrela *A* mais brilhante. Há também um eclipse secundário, que ocorre quando a estrela mais brilhante oculta a secundária mais fraca, resultando em uma queda muito pequena no brilho que pode ser detectada com equipamento fotoelétrico.

Um **duplo óptico** é um par de estrelas que parecem estar próximas umas das outras no céu quando vistas da Terra. Na verdade, uma é muito mais distante do que a outra, e elas não têm nenhuma relação física mútua. As estrelas κ^1 *Coronae Australis* e κ^2 *Coronae Australis* são um exemplo dessa categoria visual. Enquanto κ^1 está a aproximadamente 150 anos-luz da Terra, κ^2 está a, incríveis 973 anos-luz, ou 6 vezes e meia mais distante que κ^1 , contudo, ao observá-las à noite, se assemelham a um sistema binário.

Figura 10 – O sistema eclipsante de Algol (β Persei).



Fonte: adaptado de Karttunen *et al.* (2007, p. 225)

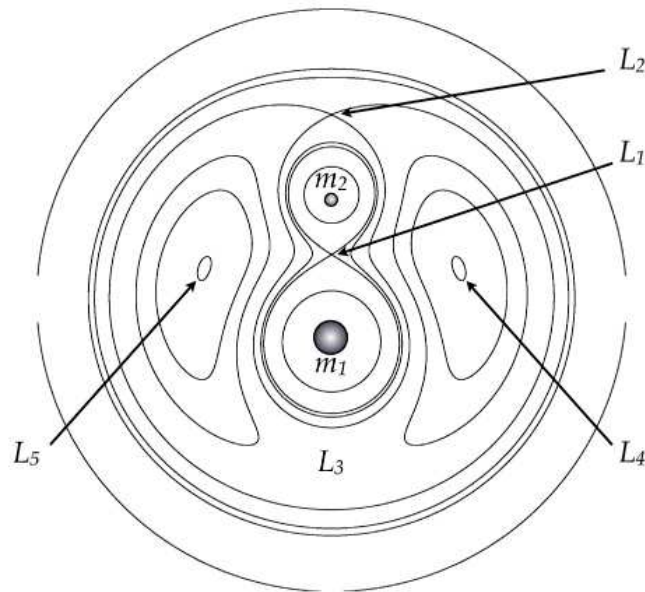
2.1.2 Classificação quanto a morfologia

Do ponto de vista morfológico, a classificação dos sistemas binários é feita com base no conceito de superfícies equipotenciais e dos pontos de Lagrange. A proximidade das estrelas pode alterar a sua forma e isso é perceptível nas curvas de luz desses sistemas (ver Figura 12). Nessa estrutura considera-se a rotação do sistema e as forças de maré atuantes entre as componentes, definindo uma região de influência, para cada corpo (Figura 11). A teoria dos pontos Lagrangianos foi desenvolvida em 1772 pelo matemático francês Joseph Louis Lagrange (1736-1813). O ponto Lagrangiano L1, entre às duas estrelas, é de enorme importância, pois se uma das estrelas se expande suficientemente de modo que parte de seu material circunstelar atinja o ponto L1, ocorrerá a transferência de massa entre as estrelas.

A região que abrange o ponto L1 é denominada lóbulo de Roche. Cada lóbulo de Roche representa uma superfície equipotencial, o que significa que em qualquer ponto dentro dele, uma partícula de teste está sujeita a uma força gravitacional associada a uma das componentes com a mesma quantidade de energia. A abordagem genérica foi concebida por Wilson (1979), proporcionando-nos três configurações possíveis. Este esquema de classificação descreve a quantidade de preenchimento dos lóbulos de Roche.

Utilizando-se esse critério podemos classificar as estrelas duplas como **destacadas** onde cada componente está dentro de seu lóbulo de Roche. As estrelas não têm grande efeito umas

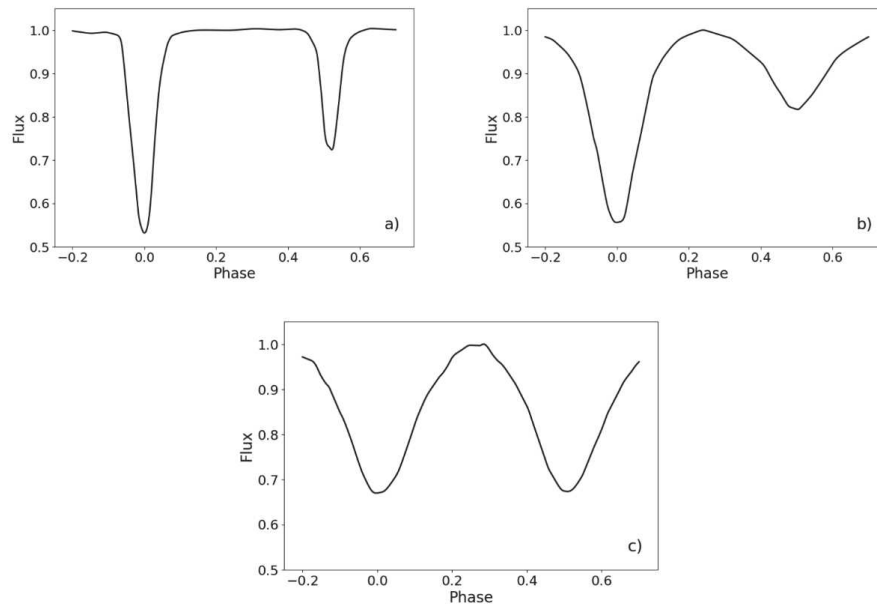
Figura 11 – Seção transversal de superfícies equipotenciais no plano orbital de um binário.



Fonte: Benacquista e Downing (2013, p. 24)

sobre as outras, e essencialmente evoluem separadamente. Um exemplo representativo de uma curva de luz é mostrado na Figura 12a. A maioria dos binários pertence a esta classe.

Figura 12 – Curvas de luz representativas de (a) estrelas binárias destacadas, (b) semi-destacadas e (c) de contato.



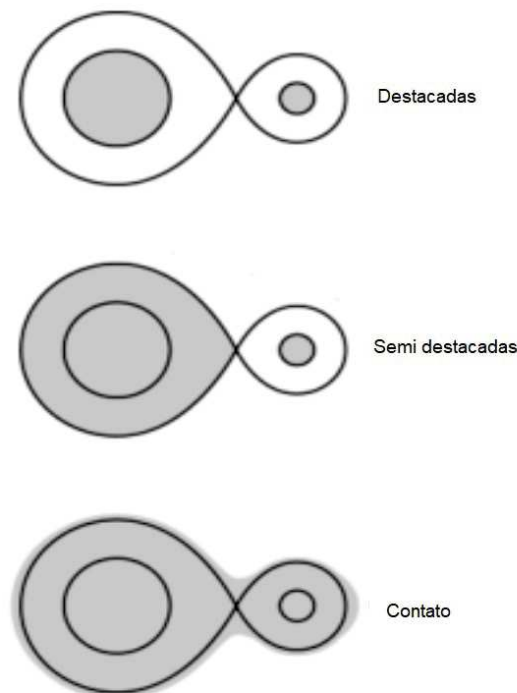
Fonte: Čokina *et al.* (2021, p. 6)

Estrelas binárias **semi destacadas** são estrelas onde um dos componentes preenche o lóbulo Roche da estrela binária e o outro não. O gás da superfície do componente de enchimento

do lóbulo de Roche (doador) é transferido para a outra estrela de acreção. A transferência de massa domina a evolução do sistema. Em muitos casos, o gás que entra forma um disco de acreção ao redor do agregador. Uma representação típica de uma curva de luz está ilustrada na Figura 12b.

Um binário de **contato** é um tipo de estrela binária em que ambos os componentes do binário preenchem seus lóbulos de Roche (Figura 13). A parte superior das atmosferas estelares forma um envelope comum que envolve ambas as estrelas. A Figura 12c exibe um exemplo representativo de uma curva de luz. À medida que a fricção do envelope freia o movimento orbital, as estrelas podem eventualmente se fundir.

Figura 13 – Desenho esquemático dos diferentes tipos de sistemas binários.



Fonte: adaptado de Bauer (2018, p. 10)

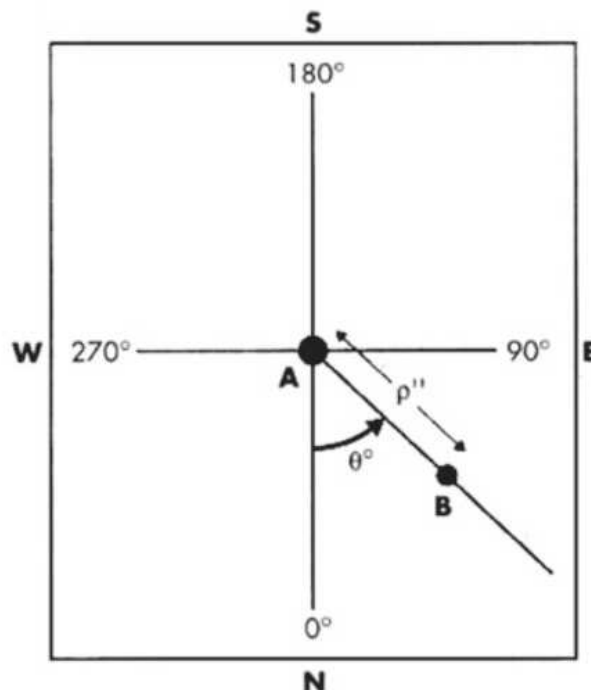
2.2 ELEMENTOS ORBITAIS

Antes que uma determinação de massa para uma binária visual possa ser feita, uma longa série de observações em instrumentos adequados são necessárias. Os pares próximos são geralmente medidos com um micrômetro, para pares mais largos pode-se utilizar as câmeras CCD para coleta e análise das imagens digitais. Em ambos os casos, procuramos determinar

a posição dos componentes, um em relação ao outro. As medições de pares próximos¹ são geralmente feitas em coordenadas polares, tomando o componente mais brilhante como origem. O ângulo de posição, θ , é contado a partir do norte (0°) indo para leste (90°), conforme mostrado na Figura 14.

A separação, ρ , entre as estrelas é expressa em segundos de arco. Normalmente são feitas medições em três ou quatro noites seguidas para reduzir erros acidentais.

Figura 14 – Diagrama do posicionamento de binárias.



Fonte: Argyle (2012, p. 2)

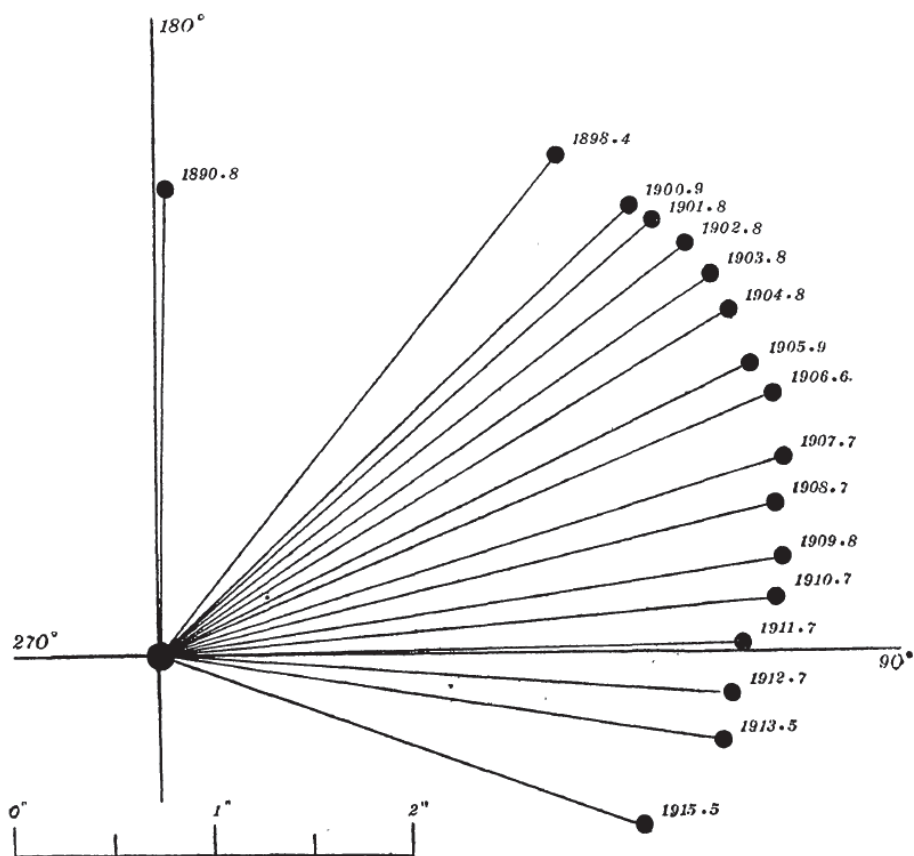
Como a maioria das binárias visuais têm períodos de décadas ou séculos, as observações devem ser continuadas ano após ano para definir uma órbita. A frequência com que um sistema individual deve ser observado depende da rapidez do movimento relativo de seus componentes.

A estrela dupla *Krueger 60*, por exemplo, foi observada e fotografada pelo astrônomo estadunidense Edward Barnard (1857-1923). Em um de seus artigos ele publicou um diagrama com parte da órbita desse sistema como pode ser observado na Figura 15 e nas fotografias (Figura 16) que foram utilizadas.

Após observarmos o companheiro por um período suficientemente longo, torna-se possível calcular a órbita. Normalmente, não conseguimos observar diretamente a forma real da órbita, mas apenas a sua projeção aparente sobre a esfera celeste. A inclinação da órbita real

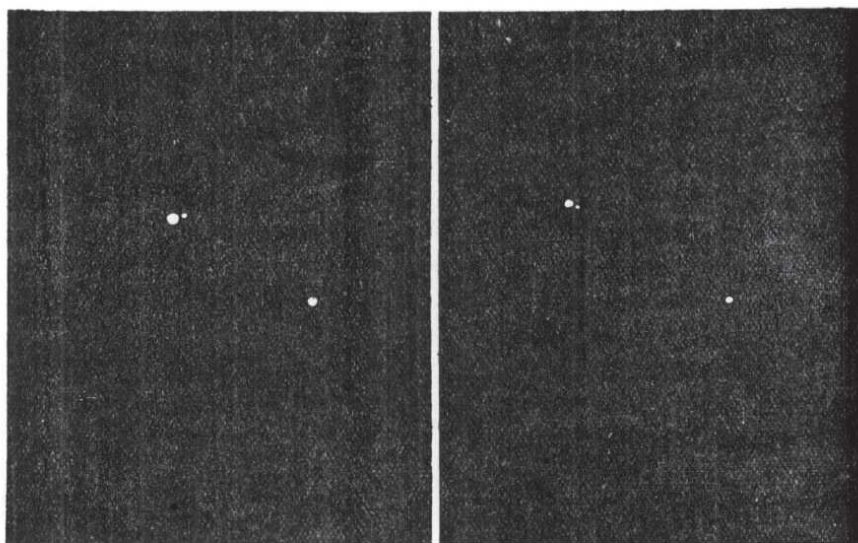
¹ Caracterizado por uma separação angular de alguns segundos de arco.

Figura 15 – Observações da estrela dupla Krueger 60.



Fonte: Barnard (1916, p. 593)

Figura 16 – Fotografias de Krueger 60, AB e C.



1908 July.

1915 September.

Fonte: Barnard (1916, p. 606)

é o ângulo entre o seu plano e um plano perpendicular à linha de visão. Uma vez que a órbita aparente do sistema binário é conhecida por observações, não é uma tarefa complexa calcular a órbita verdadeira. Diversos métodos, tanto geométricos quanto analíticos, foram desenvolvidos para esse fim.

Segundo Batten (1973), o termo elementos orbitais, teve sua origem no estudo dos movimentos planetários. Cerca de seis quantidades são necessárias para definir o movimento de um planeta em sua órbita, e as geralmente escolhidas são (Figura 17):

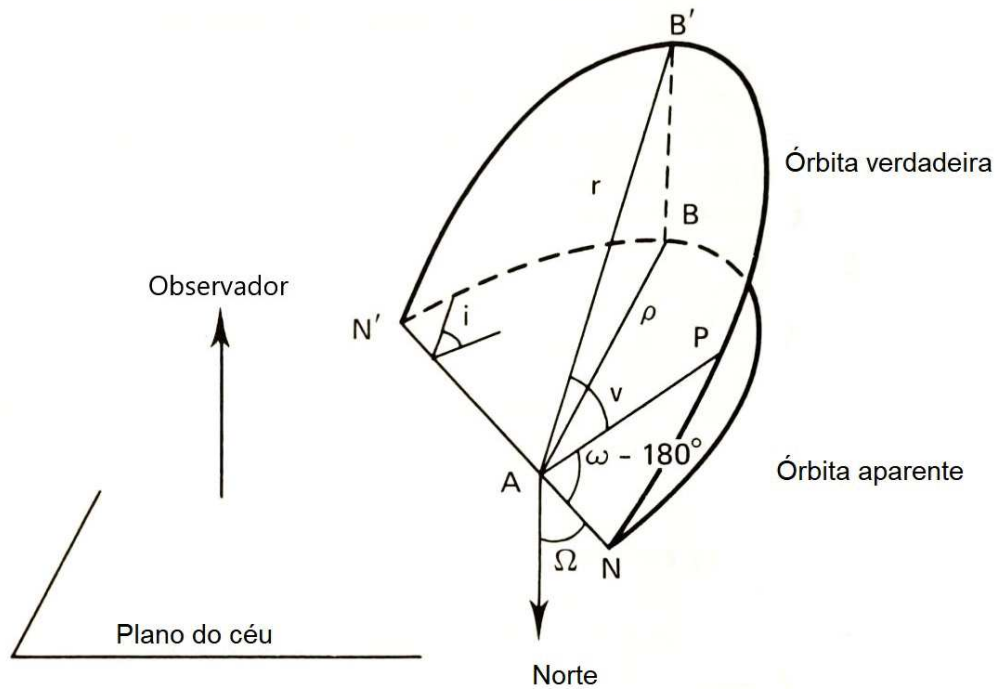
(i) Dois ângulos i , Ω , que definem a posição do plano orbital no espaço em relação a um plano de referência. A escolha do plano de referência é arbitrária, podendo ser a órbita da Terra ou o plano invariável do Sistema Solar, por exemplo. O ângulo i representa a inclinação do plano da órbita verdadeira em relação à linha de visada ao plano tangente à esfera celeste ou plano do céu. Se a inclinação for 0° ou 180° as órbitas verdadeiras e aparentes coincidem. Se for de 90° o plano da órbita se acha exatamente na linha de visada. Se i for menor que 90° , significa que o movimento da companheira é direto, ou seja, o ângulo de posição aumenta com o tempo, se é maior que 90° , significa que o movimento é retrógrado, ou seja, o ângulo de posição decresce como tempo. Já Ω representa o ângulo de posição do nodo ascendente, em graus. Esta é a direção da linha de interseção do plano da órbita com o plano do céu. A menos que as medidas da velocidade radial obtidas do espectro das estrelas sejam determinadas, não se pode precisar em definir o nodo ascendente ou descendente, portanto seu valor é escolhido entre 0° e 180° .

(ii) um terceiro ângulo ω , definindo a orientação do eixo mais longo da órbita elíptica no plano orbital. Em muitos estudos dinâmicos do Sistema Solar, foi considerado conveniente usar outro ângulo ω' , definido como $\omega + \Omega$. Esse ângulo composto é chamado de longitude do periélio: observe que ele é composto de dois ângulos em planos diferentes. ω também pode ser descrito como o argumento do periastro, em graus. É o ângulo no plano da órbita verdadeira entre o nodo ascendente e o ponto de periastro, contado na direção do movimento da companheira.

(iii) duas quantidades a (o semi-eixo maior) e e (a excentricidade) que definem o tamanho e a forma da órbita verdadeira (elipse). O valor de a é expresso em segundos de arco.

(iv) um tempo T correspondente a uma dada posição do planeta em sua órbita (geralmente a época de passagem do periélio). O período de revolução, P (em anos), não é um elemento separado necessário, uma vez que no Sistema Solar todos os períodos são dados pela terceira lei de Kepler.

Figura 17 – Plano orbital e plano tangente ao céu ilustrando o significado dos elementos orbitais.



Fonte: adaptado de Couteau (1981, p. 114)

$$\frac{a^3}{P^2} = \text{constante} \quad (1)$$

A órbita de um sistema binário pode ser definida de forma semelhante, embora um plano de referência diferente seja escolhido, e o período esteja relacionado ao semi-eixo maior pela forma generalizada da lei de Kepler.

$$\frac{a^3}{P^2} \propto m_1 + m_2 \quad (2)$$

2.3 MASSA DO SISTEMA BINÁRIO

Conforme descrito por Lobão (1994), a determinação das massas em sistemas binários requer a consideração da Terceira Lei de Kepler, que estabelece uma relação entre os períodos de revolução e os semi-eixos maiores das órbitas. Ao tomar o Sistema Solar como referência, onde o Sol e a Terra compõem um ponto de observação fundamental, é preciso considerar as seguintes variáveis: M para a massa do Sol, m para a massa do planeta, μ para a massa do satélite, P e p para os períodos de revolução do planeta e do satélite, e a e a' para os semi-eixos maiores das órbitas. A relação pertinente é então estabelecida da seguinte maneira:

$$\frac{4\pi^2 a^3}{P^2} = G(M + m) \quad (3)$$

Sendo G a constante gravitacional e

$$\frac{4\pi^2 a'^3}{p^2} = G(m + \mu) \quad (4)$$

onde podemos obter dividindo Equação 3 pela Equação 4

$$\frac{a^3 p^2}{a'^3 P^2} = \frac{M + m}{m + \mu} \quad (5)$$

No sistema Terra-Sol a massa terrestre é desprezível em relação a solar, sendo que, o semi-eixo da órbita da Terra (a) é aproximadamente igual a 1 UA e o período orbital terrestre é igual a 1 ano. Aplicando essas considerações a Equação 3, obtém-se:

$$\frac{4\pi^2}{GM} = 1 \quad (6)$$

Com base na Equação 5, consideremos o seguinte cenário: A massa total do sistema binário é representada como $m = (m_1 + m_2)$, onde o período de revolução P' é medido em anos e a distância entre os componentes, representada como d , é medida em unidades astronômicas. Nesse contexto Lobão (1994) indica que a expressão para m é dada por:

$$m = \frac{M d^3}{P'^2} \quad (7)$$

considerando a massa solar igual à unidade, tem-se:

$$m = \frac{d^3}{P'^2} \quad (8)$$

da Figura 18 pode-se obter a seguinte relação:

$$\frac{d}{a} = \frac{\alpha}{\beta} \quad (9)$$

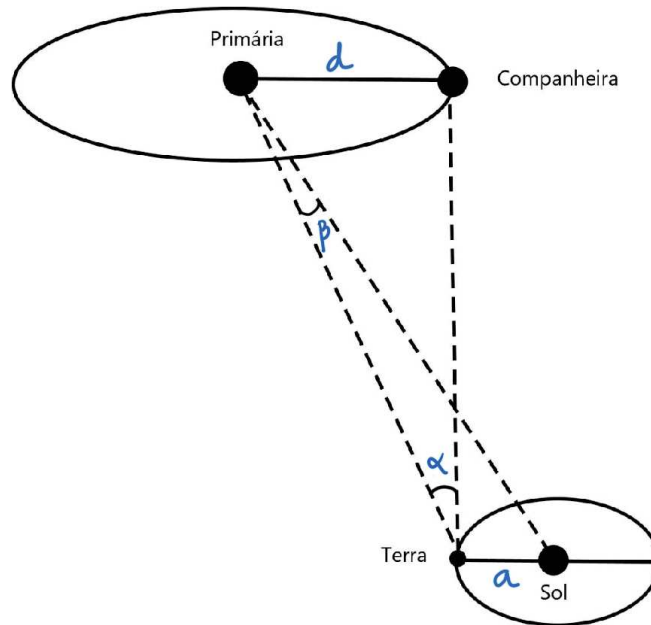
combinado Equação 8 com Equação 9, temos que:

$$m = \left(\frac{\alpha}{\beta}\right)^3 \frac{1}{P'^2} \quad (10)$$

Observa-se que anteriormente assumimos $a = 1$.

Ao examinar a Figura 18, é possível compreender que o cateto oposto ao ângulo α representa o semi-eixo maior da órbita do sistema binário, expresso em segundos de arco. Já o

Figura 18 – Sistema binário observado numa linha de visada perpendicular ao plano da órbita terrestre.



Fonte: adaptado de Lobão (1994, p. 3)

ângulo β indica a medida sob a qual o semi-eixo maior da órbita da Terra é observado a partir do sistema binário, também em segundos de arco. Esse ângulo corresponde à definição de **paralaxe** (II). Portanto, β é a paralaxe do sistema binário medida na estrela primária. Considerando esses aspectos, Lobão (1994) reformulou a Equação 2 da seguinte maneira:

$$m_1 + m_2 = \frac{a^3}{P^2 \Pi^3} \quad (11)$$

Ou seja, conhecendo duas grandezas orbitais: P , o período em anos de uma revolução, a , o semi-eixo maior da elipse verdadeira e mais a paralaxe Π do binário, que depende da distância ao Sol, é possível calcular a massa total do sistema em termos da massa solar como unidade.

Como exemplo do uso da Equação 11, vamos calcular a soma das massas do sistema binário α Centauro, sendo precisamente o par mais próximo do Sol. Para este sistema, o semi-eixo, a , é de $17,49''$, o período P , é de 79,7 anos e a paralaxe, Π , é de $0,75''$. Substituindo os valores na expressão anterior, obtemos:

$$m_1 + m_2 = 1,99M_{\odot} \quad (12)$$

Sabemos, portanto, que a massa combinada das estrelas que compõe o sistema binário de α Centauro é 1,99 vezes a massa do Sol. Agora só nos resta calcular a massa individual dos seus componentes.

2.4 A MASSA DOS COMPONENTES BINÁRIOS

A massa de um corpo pode ser obtida por:

- Medindo a aceleração provocada por uma força externa

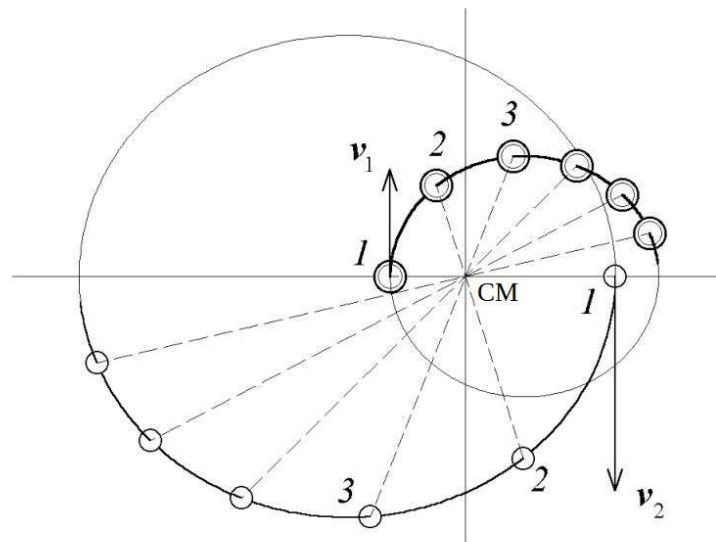
$$f = ma \quad (13)$$

- Medindo a interação gravitacional com outro corpo utilizando-se da Lei da Gravitação Universal de Newton

$$f = G \frac{m_1 m_2}{r^2} \quad (14)$$

Uma vez que não podemos sujeitar uma estrela a uma força externa de nossa escolha, só nos resta observar a órbita de uma estrela num campo gravitacional, e um exemplo formidável que a natureza nos apresenta é um sistema binário.

Figura 19 – Trajetórias traçadas por componentes de estrela dupla no referencial do centro de massa. As posições simultâneas dos corpos são marcadas pelos mesmos números.



Fonte: adaptado de Butikov (2014, p. 83)

A linha reta que conecta as duas componentes de um sistema binário invariavelmente atravessa o centro de massa (CM), conforme ilustrado na Figura 19. Consequentemente, quando uma das estrelas retorna à sua posição inicial após uma revolução, a outra também realiza o mesmo movimento. O período P atribuído ao sistema binário se aplica a ambas as estrelas e é regido pela relação já familiar para nós:

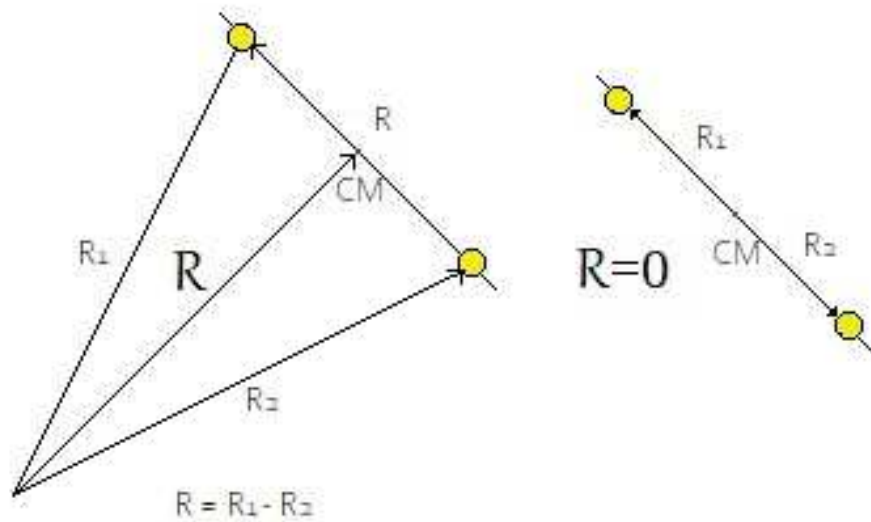
$$\frac{P_{bin}^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{G(m_1 + m_2)} \quad (15)$$

Na equação apresentada, a letra a representa a distância média entre as duas estrelas, sendo o semi-eixo maior da órbita de uma estrela em relação à outra. Portanto, a partir da Equação 15, podemos estabelecer a seguinte relação:

$$m_1 + m_2 = \frac{a^3}{\Pi^3 P_{bin}^2} \quad (16)$$

Segundo Lobão (1994), para determinar cada massa individualmente, devemos ter uma relação suplementar, observe a Figura 20 abaixo.

Figura 20 – Raios vetores, vetor posição do centro de massa.



Fonte: produção do autor

A posição do centro de massa é equacionado por:

$$R = \frac{m_1}{m_1 + m_2} r_1 + \frac{m_2}{m_1 + m_2} r_2 \quad (17)$$

Seja a relação:

$$M = m_1 + m_2 \quad (18)$$

Temos um sistema com duas equações e duas incógnitas:

$$\begin{cases} r_1 - r_2 = r \\ \frac{m_1}{M}r_1 + \frac{m_2}{M}r_2 = R \end{cases} \quad (19)$$

$$r_1 = \frac{\begin{bmatrix} r & -1 \\ R & \frac{m_2}{M} \end{bmatrix}}{\begin{bmatrix} 1 & -1 \\ \frac{m_1}{M} & \frac{m_2}{M} \end{bmatrix}} = \frac{m_2}{M}r + R \quad (20)$$

$$r_2 = \begin{bmatrix} 1 & r \\ \frac{m_1}{M} & R \end{bmatrix} = -\frac{m_1}{M}r + R \quad (21)$$

Colocando o sistema referencial no CM, como o r é independente da escolha da origem do referencial, teremos:

$$R = 0 \rightarrow \begin{cases} r_1 = \frac{m_2}{M}r \\ r_2 = -\frac{m_1}{M}r \end{cases} \quad (22)$$

Em distâncias, temos:

$$\frac{d_1}{d_2} = \frac{m_2}{m_1} = cte \quad (23)$$

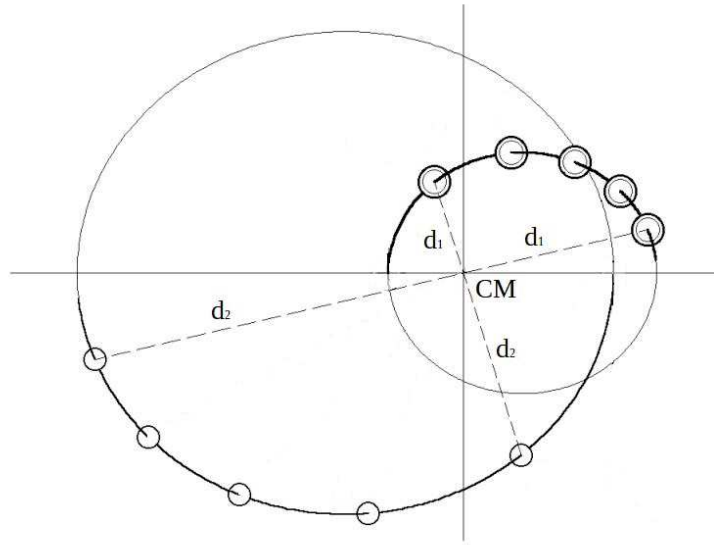
A relação entre essas distâncias permanece constante, conforme ilustrado na Figura 21. Este é o resultado desejado, uma vez que a relação final (Equação 23) nos possibilita, a partir do conhecimento da posição do centro de massa, calcular as distâncias d_1 e d_2 . Dessa forma, conseguimos determinar a relação entre essas distâncias, que é equivalente à relação entre as massas. Com isso, ao ter o conhecimento da soma das massas através da relação entre a paralaxe e a separação angular média, podemos, então, calcular as massas individualmente.

Como exemplo determinaremos as massas individuais do sistema binário de α Centauro, cujos dados disponíveis para paralaxe, semi-eixo maior e período são respectivamente:

$$\begin{cases} \Pi = 0,75'' \\ a = 17,49'' \\ P_{bin} = 79,7anos \end{cases} \quad (24)$$

$$m_1 + m_2 = \left(\frac{17.49}{0,75}\right)^3 \frac{1}{79,7^2} = 1,99649 \dots M_{\odot} \quad (25)$$

Figura 21 – Distâncias d_1 e d_2 ao centro de massa.



Fonte: adaptado de Butikov (2014, p. 83)

A observação fotográfica do par binário mostra que o CM divide a reta que liga as duas componentes na razão $\frac{1}{1,25}$, então:

$$\frac{1}{1,25} = \frac{d_1}{d_2} = \frac{m_2}{m_1} \quad (26)$$

$$\begin{cases} m_1 = 1,105M_{\odot} \\ m_2 = 0,884M_{\odot} \end{cases} \quad (27)$$

Concluimos, assim, a análise dos sistemas de estrelas duplas, abordando desde os fundamentos teóricos até a aplicação prática no cálculo das massas do sistema α Centauro. Este capítulo proporcionou uma compreensão mais aprofundada sobre as dinâmicas complexas desses sistemas binários, destacando a importância da relação entre as distâncias e massas, bem como a influência do centro de massa.

A seguir, adentraremos na discussão das técnicas de observação e medição de sistemas binários. Exploraremos métodos e instrumentos utilizados para captar dados relevantes sobre a dinâmica e características desses sistemas estelares.

3 TÉCNICAS DE OBSERVAÇÃO E MEDIÇÃO

A posse de equipamentos caros ou sofisticados não é uma necessidade imperativa para começar a realizar medições precisas de estrelas duplas.

Com tantos astrônomos amadores agora tendo acesso a telescópios de grande porte, os donos de instrumentos menores ocasionalmente se sentem excluídos da ação. No entanto, quando se trata de medições precisas de duas estrelas, a qualidade óptica é muito mais relevante do que o tamanho da abertura.

Neste capítulo, serão exploradas diversas técnicas simples que possibilitam aos astrônomos contribuir com suas observações de estrelas binárias próximas. No Apêndice B, especificamente, encontram-se informações detalhadas sobre algumas dessas técnicas para a observação desses sistemas estelares.

Antes de utilizar essas técnicas é preciso escolher um sistema binário de interesse para se observar. Tomando como base as constelações presentes no hemisfério sul, apresentamos a Tabela 3 com algumas das estrelas duplas disponíveis para estudo.

Tabela 3 – Algumas estrelas duplas do Hemisfério Sul.

Estrela	AR (α)	Declinação (δ)	Magnitudes
γ Volantis	7 ^h 8,7 ^m	−70° 30′	3,9 → 5,4
γ Velorum AB	8 ^h 9,5 ^m	−47° 20′	1,8 → 4,1
γ Velorum CD			7,3 → 9,4
ν Carinae	9 ^h 47,1 ^m	−65° 04′	3 → 6
α Crucis AB	12 ^h 26,2 ^m	−63° 06′	1,3 → 1,6
α Crucis AC			1,3 → 4,8
γ Crucis	12 ^h 31,2 ^m	−57° 07′	1,8 → 6,5
β Muscae	12 ^h 46,3 ^m	−68° 06′	3,5 → 4
μ Crucis	12 ^h 54,6 ^m	−57° 11′	3,9 → 5
α Centauro	14 ^h 39,6 ^m	−60° 50′	0 → 1,4
α Circini	14 ^h 42,5 ^m	−64° 59′	3,2 → 8,5
θ Indi	21 ^h 19,9 ^m	−53° 27′	4,5 → 6,9
δ Tucacae	22 ^h 27,3 ^m	−64° 58′	4,5 → 8,7

Fonte: adaptado de Jaworski (2002).

A escolha deve levar em consideração a época do ano desejada para a observação, uma vez que, dependendo da latitude, a medição pode ser inviável durante vários meses. Além disso, é possível consultar o catálogo *Washington Double Star* (WDS)¹, mantido pelo Observatório Naval dos Estados Unidos (USNO), que é a principal fonte de dados globais sobre sistemas estelares binários e múltiplos.

¹ Para mais informações sobre o catálogo visite a página do WDS.

Esse catálogo fornece informações abrangentes, incluindo posições (J2000), designações de descobridores, épocas, ângulos de posição, separações, magnitudes, tipos espectrais, movimentos próprios, além de números e notas do *Durchmusterung*², sempre que disponíveis, para os componentes de 155.623 sistemas. Dessas entradas, 36.286 são sistemas físicos, 7.506 são sistemas ópticos e 111.291 ainda não têm classificação conhecida³. O catálogo é atualizado diariamente, proporcionando informações sempre atualizadas.

Em relação à eficácia dessas técnicas em diversos contextos, é relevante consultar a Tabela 4 para compreender os limites de resolução. Contudo, é importante ressaltar que a resolução prática dessas técnicas também está sujeita a influências como a qualidade óptica do sistema, as condições atmosféricas e a habilidade do observador em realizar leituras precisas. No caso específico do micrômetro filar, a resolução é impactada pelo diâmetro do fio de referência; uma resolução mais elevada é obtida com um fio de menor diâmetro e uma melhor qualidade óptica do instrumento.

Tabela 4 – Limites de resolução das oculares especializadas.

Dispositivo	Resolução (")
Micrômetro de anel	100
Método Cronométrico	10 a 15
Micrômetro de Grade	3 a 10
Micrômetro Filar	0,5 a 2
Ocular Astrométrica	1

Fonte: Argyle (2012, p. 120–180) e Pither (1980, p. 512)

3.1 O USO DA CÂMERA CCD PARA MEDIÇÕES

A obtenção de imagens astronômicas por meio da eletrônica é uma atividade muito comum hoje em dia, acoplar uma câmera CCD (ou CMOS) a um instrumento profissional pode ser uma ferramenta muito útil na medição da separação e do ângulo de posição de estrelas duplas. Quando a posição das estrelas é determinada com boa precisão, é bastante simples calcular a separação de qualquer par de estrelas.

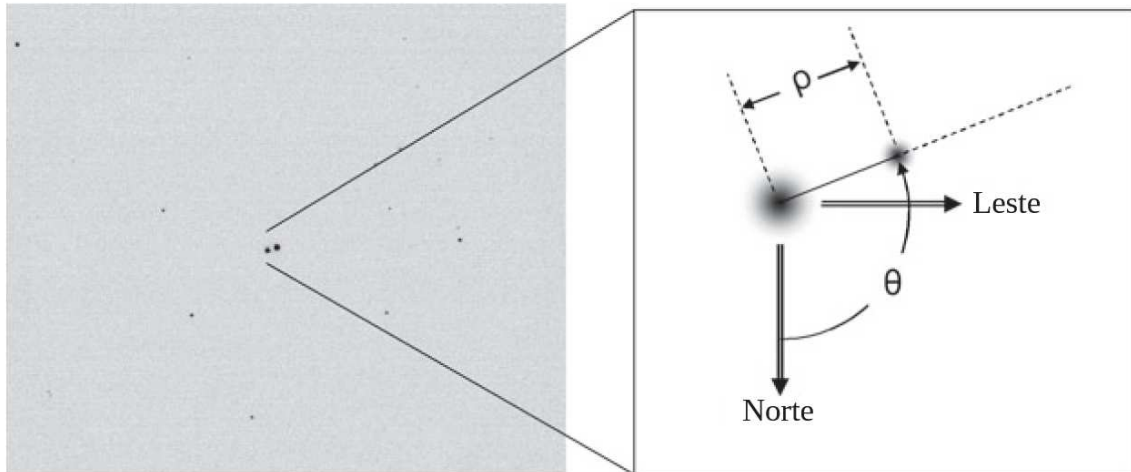
Com o auxílio de softwares de astrometria, as imagens obtidas numa noite de observação são analisadas de modo que a separação e o ângulo de posição de uma estrela dupla possam ser determinados rapidamente.

² Refere-se a uma coleção de catálogos estelares astronômicos compilados durante o século XIX e o início do século XX. Esses catálogos representavam empreendimentos significativos na época, destinados à catalogação e documentação de estrelas visíveis a olho nu e por meio de binóculos. O termo “Durchmusterung” tem origem alemã e traduz-se como “catalogação” ou “levantamento”.

³ Dados do segundo semestre de 2023 do WDS.

Considere a imagem CCD mostrada na Figura 22. Perto do centro há uma estrela dupla razoavelmente bem separada (SKF 10). Como determinamos a separação e o ângulo de posição desse par, a partir de tal imagem?

Figura 22 – Imagem CCD do par SKF-10.



Fonte: adaptado de Buchheim (2012, p. 197)

A ideia geométrica é bastante simples - desenhe uma linha da estrela primária à estrela secundária, meça o comprimento da linha (ρ) e meça o ângulo (θ) entre esta linha e a direção que aponta para o norte. Isso levanta questões sobre como você sabe a escala da imagem (quantos segundos de arco por píxel) e a orientação da imagem (quais direções são “norte” e “leste” em sua imagem). De maneira geral, os observadores de estrela dupla usam software de processamento e análise de imagem para realizar os cálculos e reduções necessários. Existem duas maneiras pelas quais esses pacotes de software lidam com os cálculos necessários: “ajuste astrométrico” e “escala da placa/orientação da imagem”. As próximas duas seções descrevem o conceito e o procedimento para cada um desses métodos.

3.1.1 O método de “ajuste astrométrico”

O método de calibração de imagem por ajuste astrométrico, permite a determinação das coordenadas: ascensão reta (AR) e declinação (Dec) de cada estrela presente em sua imagem. A ideia é encontrar uma transformação de coordenadas de píxel para coordenadas AR , Dec , como em uma notação matricial do tipo:

$$\begin{bmatrix} AR \\ Dec \end{bmatrix} = [T] \begin{bmatrix} x \\ y \\ 1 \end{bmatrix}$$

A matriz de transformação $[T]$ descreve a escala, posição e orientação do quadro de coordenadas celestes em relação ao quadro de coordenadas de píxel. O processo de determinar a transformação de (x,y) para (AR, Dec) é muitas vezes referido como “combinar” a imagem com um catálogo astrométrico de estrelas.

Diversos programas estão disponíveis para esse propósito, sendo também utilizados para a visualização, redução e análise de imagens. Alguns exemplos notáveis incluem o SAO Image DS9⁴, REDUC⁵, Libertador FITS⁶ e ASTROART⁷, que gozam de ampla popularidade. Cada um desses softwares tem a capacidade de associar a imagem a um catálogo de estrelas, facilitando a recuperação das coordenadas de Ascensão Reta e Declinação de cada estrela na imagem através de simples cliques. Nos bastidores do código desses programas, a determinação da matriz de transformação é uma parte essencial de sua rotina de correspondência.

Aplicações web, como o *Astrometry.net*, também realizam essa correspondência entre sua imagem e um catálogo de estrelas com apenas alguns cliques do mouse, permitindo a exibição das coordenadas AR e Dec calculadas para qualquer estrela presente na imagem.

Uma vez que a imagem tenha sido calibrada, você pode clicar em qualquer estrela na imagem e o programa exibirá as coordenadas de AR , Dec calculadas da estrela. Então, clique nas duas estrelas do seu par e anote suas coordenadas. A separação e o ângulo de posição são calculados por:

$$\rho = \sqrt{(\Delta\alpha \cos \delta_1)^2 + (\delta_2 - \delta_1)^2} \quad (28)$$

$$\Theta = \tan^{-1} \left(\frac{\Delta\alpha \cos \delta_1}{\delta_2 - \delta_1} \right) \quad (29)$$

onde δ_1 , δ_2 , são a declinação das estrelas primárias e secundárias, respectivamente e α_1 , α_2 são a ascensão reta das estrelas primárias e secundárias, respectivamente, com $\Delta\alpha = \alpha_2 - \alpha_1$ representando a diferença de AR 's. Todos esses ângulos são expressos em radianos.

⁴ Disponível para download na página do DS9.

⁵ A versão mais recente pode ser solicitada gratuitamente pelo email florent_losse@yahoo.fr.

⁶ Disponível nos repositórios da GitLab.

⁷ Uma suíte proprietária de astrofotografia

O ângulo de posição calculado, Θ , deve ser resolvido para o quadrante correto para produzir o ângulo de posição astronômico (θ , medido do norte celeste em direção ao leste celeste), conforme ilustrado na Tabela 5.

Tabela 5 – Conversão de quadrante em ângulo de posição.

Quadrante	Sinal de ($\alpha_2 - \alpha_1$)	Sinal de ($\delta_2 - \delta_1$)	AP (θ)
I (NE)	+	+	$\theta = \Theta$
II (SE)	+	–	$\theta = \pi + \Theta$
III (SO)	–	–	$\theta = \pi + \Theta$
IV (NO)	–	+	$\theta = 2\pi + \Theta$

Fonte: adaptado de Buchheim (2012, p. 2004)

Esses cálculos podem ser facilmente inseridos em uma planilha, simplificando a ação necessária para a inclusão das coordenadas de AR e Dec de ambas as estrelas. A planilha, por sua vez, executará automaticamente os cálculos de distância angular (ρ) e posição angular (θ). Softwares especializados, como o REDUC, são capazes de realizar esses cálculos de maneira automática.

3.1.2 O método “escala da placa e orientação da imagem”

Qualquer software que possa ler e exibir sua imagem CCD poderá mostrar as coordenadas de píxel (x, y) de suas estrelas. Com essa informação, você pode encontrar ρ e θ em coordenadas de píxel. Para traduzi-los do quadro de coordenadas de píxel para o quadro de coordenadas celestes, você precisa encontrar a escala da imagem e a orientação do quadro de coordenadas celestes na imagem.

A “escala da imagem” expressa a ampliação da imagem, em segundos de arco por píxel. É denotado por E . Às vezes é referido como a “escala de placa”, em homenagem às placas de vidro que foram usadas antes que os geradores de imagens CCD assumissem a gravação de imagens em observatórios profissionais. Se a distância entre duas estrelas é R píxeis, então sua separação em segundos de arco será:

$$\rho = E \cdot R \quad (30)$$

A “orientação da imagem” expressa a rotação da imagem CCD em relação ao quadro de coordenadas celestes. É denotado por Δ . Este é o ângulo entre o norte celeste e o eixo X ou Y da imagem.

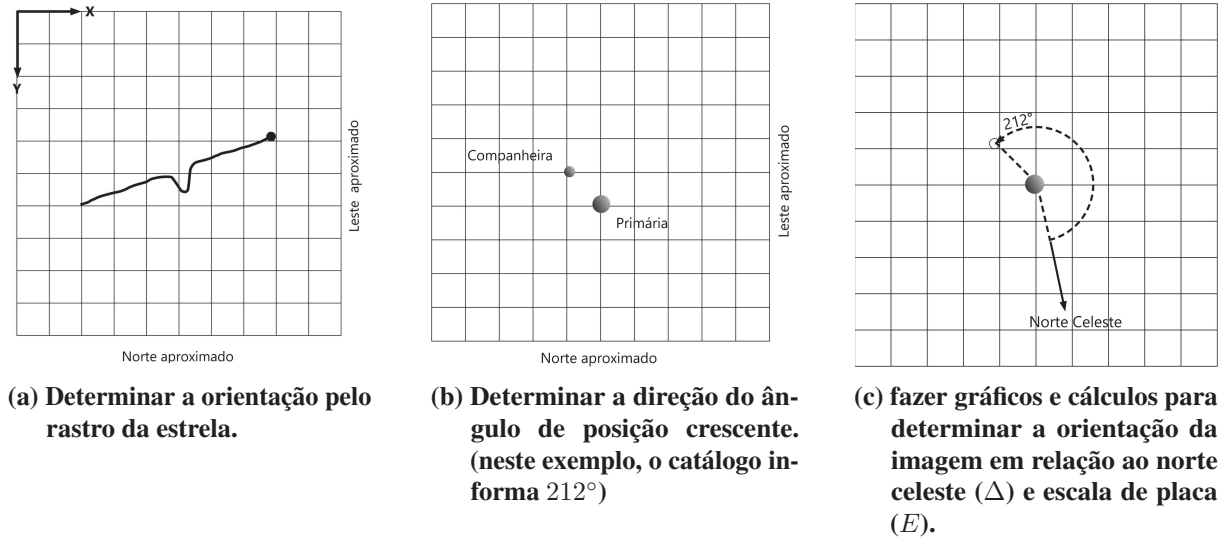
A escala da imagem é principalmente uma função da distância focal do telescópio e do tamanho físico dos píxeis CCD, embora também possa ser afetada por mudanças de foco e outros efeitos secundários. A orientação da imagem é determinada principalmente pela rotação da câmera CCD no tubo de foco do telescópio e pela maneira como a imagem é lida, armazenada e analisada, embora novamente existam efeitos secundários que podem afetar o ângulo de orientação. Portanto, esses dois parâmetros (E e Δ) devem ser determinados para cada sessão de observação.

Segundo Buchheim (2012), a escala e orientação das imagens são determinadas analisando as imagens de um ou mais pares de calibração cujos ângulos de separação e posição são conhecidos com precisão. Então, usando os valores de E e Δ determinados a partir desses pares, é fácil converter a imagem de outros pares de coordenadas de píxel (x,y) para ângulos e posições de separação (ρ,θ) .

O método é ilustrado no diagrama da Figura 23. Para empregar esse método, é necessário ter conhecimento da orientação aproximada da imagem CCD, isto é, identificar aproximadamente a direção norte e a direção leste na imagem. Os ângulos de direção são sempre mensurados de norte para leste, sendo crucial saber se essa medição ocorre no sentido horário ou anti-horário na imagem. Existem duas maneiras de determinar essa orientação: uma delas é realizar uma comparação visual entre a imagem e o gráfico no programa do planetário, e a outra é utilizar uma imagem de trilha estelar. Em muitas configurações de imagem, é prática comum comparar visualmente a imagem com os gráficos presentes no programa do planetário, visando, por exemplo, enquadrar adequadamente a imagem e corrigir eventuais erros de apontamento. A maioria dos programas de planetário apresenta uma rosa-dos-ventos indicando as direções cardeais (N, S, L, O). A partir disso, é possível visualizar e registrar facilmente a orientação da imagem.

Se, por alguma razão, a “correspondência visual” não for prática com o seu mapa estelar (possivelmente devido a um campo de visão muito estreito ou a um campo escasso sem estrelas suficientes para comparar com o gráfico), é possível criar um mapa estelar alternativo. Abra o obturador, aguarde alguns segundos e então pare o cronômetro. A mancha na trilha da estrela (ou seja, a exposição mais longa antes de interromper o cronômetro) indica a posição leste (inicial) da trilha da estrela. No meio da exposição, desloque o telescópio ligeiramente para o sul. A saliência resultante na trilha da estrela apontará para o norte na sua imagem CCD. No exemplo apresentado na Figura 23, θ aumenta no sentido anti-horário, mas dependendo da

Figura 23 – Usando um par de calibração para determinar a orientação da imagem.



Fonte: adaptado de Buchheim (2012, p. 202)

sua configuração – tipo de telescópio, presença de diagonais estelares, entre outros fatores – a orientação da sua imagem pode ser exatamente o oposto.

Agora, imagine o par de calibração, aquele cuja separação e ângulo de posição são conhecidos com precisão. A partir desta imagem, determinaremos a escala da placa (E) e o azimute da imagem (Δ). Determine a posição de cada estrela, em coordenadas de píxel: estrela primária sendo (x_1, y_1) e sua companheira (x_2, y_2) .

Se o par de calibração tiver um intervalo conhecido de ρ_{cal} (em segundos de arco), a escala da placa é calculada como:

$$E = \frac{\rho_{cal}}{\sqrt{(x_2 - x_1)^2 + (y_2 - y_1)^2}} \quad (31)$$

O ângulo para a estrela secundária no sistema de coordenadas de píxel é chamado de β_{cal} e é definido como:

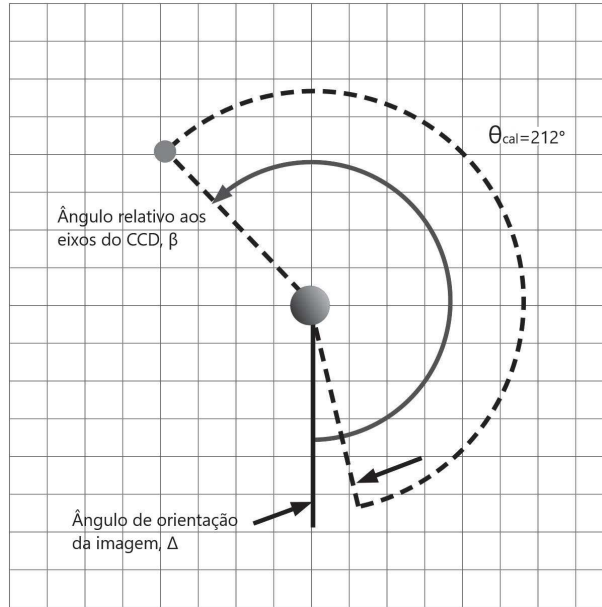
$$\beta_{cal} = \tan^{-1} \frac{(y_2 - y_1)}{(x_2 - x_1)} \quad (32)$$

O azimute da imagem (Δ) refere-se à rotação da imagem em relação ao sistema de coordenadas celestes, sendo possível considerá-lo como o ângulo entre o eixo X-Y da matriz de píxeis CCD e o eixo RA-Dec do céu. Temos conhecimento de que o ângulo de posição do par de calibração é θ_{cal} , em relação ao quadro celeste. Consulte o exemplo na Figura 24 para visualizar:

$$\Delta = \beta_{cal} - \theta_{cal} + N\pi \quad (33)$$

O termo $N\pi$ significa que, devido à ambiguidade do quadrante na função arco tangente, você precisará examinar o gráfico de sua imagem e ajustar o valor calculado de: $\tan^{-1}(\Delta y/\Delta x)$ para colocá-lo no quadrante correto, com $N = 0, 1$ ou 2 dependendo do quadrante.

Figura 24 – Utilizando um par de calibração para definir a orientação da imagem.



Fonte: adaptado de Buchheim (2012, p. 202)

Agora que você está familiarizado com E e Δ , é possível calcular a separação e o ângulo de posição para qualquer par em qualquer imagem. Basta obter as coordenadas de píxel das duas estrelas - centroide da estrela primária (x_1, y_1) e centroide da estrela companheira (x_2, y_2) - e aplicar as equações a seguir (em coordenadas de píxel):

$$\rho = E \cdot \sqrt{(x_2 - x_1)^2 + (y_2 - y_1)^2} \quad (34)$$

$$\theta = \tan^{-1} \frac{(y_2 - y_1)}{(x_2 - x_1)} - \Delta + n\pi \quad (35)$$

Sempre faça um pequeno gráfico (como a Figura 24) para confirmar que seu cálculo da tangente inversa está no quadrante correto. Dependendo da orientação dos eixos celestes em relação aos eixos X e Y do CCD, pode ser necessário ajustar os resultados em $\pm 180^\circ$ ($N\pi$ radianos) para colocá-los no quadrante correto.

Este método de calibração de suas imagens é bem automatizado no pacote de software REDUC, que faz toda a matemática e transforma esse método em um procedimento muito rápido e fácil.

3.2 INTERFEROMETRIA *SPECKLE*

A próxima técnica que iremos abordar para o estudo e medição de binárias trata-se da interferometria *Speckle*. Ela surgiu em meados dos anos 1970 e desde então vem se mostrando eficaz quando se trata de binárias espectroscópicas, cuja separação fica abaixo do $0,1''$, visualmente insolúveis pelas técnicas anteriormente apresentadas.

A ideia de se usar interferometria para estrelas duplas foi colocada em prática pela primeira vez por John August Anderson em 1920. Na ocasião ele obteve cinco observações da separação e ângulo posicional dos componentes do binário espectroscópico *Capella*. Ele usou sua modificação de um interferômetro de Michelson no telescópio de 100 polegadas ($2,54\text{ m}$) em Monte Wilson. Anderson mediu separações de menos de $0,05''$ que certamente não poderiam ter sido alcançadas de outra forma. Mas o impulso gerado por esse triunfo inicial não garantiu o uso contínuo do interferômetro.

A série mais extensa de observações interferométricas foi acumulada por William Stephen Finsen com seu interferômetro ocular compacto acoplado ao refrator de 26,5 polegadas ($0,67\text{ m}$) no Observatório Astronômico Sul-Africano(SAAO). Devido à abertura moderada, suas observações muito precisas só podiam ser feitas até separações de cerca de $0,09''$.

Em 1970, Antonie Labeyrie do Observatório Meudon na França propôs uma nova técnica interferométrica para medir não apenas os diâmetros angulares de certas estrelas, mas também estrelas binárias muito próximas perto do limite de difração do telescópio. Os efeitos de desfoque da atmosfera tornaram esse limite muito difícil de alcançar por métodos mais antigos. Ironicamente, a técnica de Labeyrie, chamada interferometria de *speckle*, não funcionaria na ausência do espalhamento atmosférico.

Observadores de estrelas duplas que operam visualmente usando grandes ampliações há muito notam a presença de uma estrutura fina dentro da mancha de luz em movimento que é a imagem de uma estrela. Essa estrutura permite que eles ganhem precisão ao medir o vetor de separação. O uso de curtas exposições em um detector muito sensível, como a câmera eletrônica Lallemand, permitiu a Rösch, Wlérick e Boussuge fotografar essa estrutura, que Rösch comparou a cachos de uva, e cujo colaborador Laques aproveitou para realizar um programa de medição de estrelas duplas até uma separação de $0.3''$. Uma das raras descrições desta estrutura, como pode ser comumente observada, em luz branca, em um telescópio de 2 m, encontra-se no livro de Texereau. Nesta descrição, que parece muito realista de acordo com a teoria atual, Texereau mostra em particular que a óptica geométrica por si só não pode explicar o fenômeno (LABEYRIE, 1974, p. 142).

O fenômeno óptico ao qual Labeyrie faz referência, descreve a formação de elementos

de estrutura fina, chamados *speckles*, resultantes de heterogeneidades na atmosfera. As células de turbulência, com dimensões da ordem de 10 centímetros, deformam a frente de onda plana da luz estelar que chega ao topo da atmosfera. Essas distorções produzem uma distribuição de fase aleatória ao longo da abertura do telescópio, de modo que, a qualquer momento, um número de manchas de fase interferirá construtivamente para criar *speckles*. Uma vez que o conjunto de manchas em fase vem de todas as partes da abertura, os tamanhos das manchas se aproximam dos do disco de *Airy*⁸ limitado por difração.

Segundo McAlister (1977) a técnica de *speckle* funciona congelando a estrutura fina em constante mudança presente em uma imagem de estrela altamente ampliada, com exposições fotográficas em torno de 1/50 de segundo. A abertura inteira do telescópio é usada, em vez de duas fendas estreitas através da abertura como na técnica de Michelson.

Uma faixa de comprimento de onda estreita é necessária para produzir manchas de alto contraste. Assim, com o telescópio *Mayall*⁹ de 4 metros, os pontos fotografados através de um filtro de 200 Å de largura centrado em um comprimento de onda de 5.500 Å têm diâmetros de cerca de 0,035". As manchas estão espalhadas por uma área de aproximadamente 2" de diâmetro e, quando calculada a média ao longo do tempo, formam o disco de *seeing*¹⁰ ao qual os observadores estão acostumados. Os requisitos de ampliação muito alta, uma faixa de comprimento de onda estreita e um tempo de exposição curto fizeram dos *speckles* um fenômeno raramente fotografado antes de Labeyrie chamar a atenção para as informações valiosas que elas carregam.

Para uma estrela dupla não resolvida, as imagens componentes sobrepostas consistem em dois padrões de manchas que são essencialmente idênticos, mas ligeiramente deslocados. Sua fotografia de *speckle* mostra manchas emparelhadas. As separações e orientações de todos esses pares podem ser medidas, resolvendo efetivamente a estrela dupla.

Conforme McAlister (1977), essas medidas podem ser realizadas por meio de um processador óptico que direciona um feixe de laser através da tira de filme onde as manchas foram registradas. Se o feixe for então focalizado em outra seção do filme, obtém-se um mapa ou transformação dos componentes de frequência espacial no padrão das manchas. No contexto de uma estrela dupla, esse mapa consiste em um conjunto de franjas, sendo que o espaçamento e

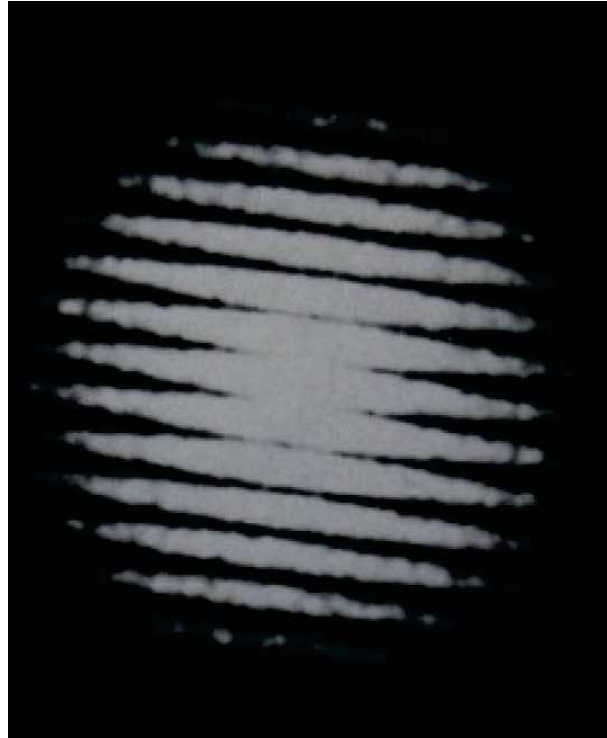
⁸ O padrão de difração resultante de uma abertura circular uniformemente iluminada tem uma região central brilhante, conhecida como disco de *Airy*, que junto com a série de anéis concêntricos ao redor é chamada de padrão de *Airy*.

⁹ Telescópio refletor de 158 polegadas localizado no Observatório Nacional *Kitt Peak*, no Arizona.

¹⁰ É uma referência à melhor resolução angular possível que pode ser alcançada por um telescópio óptico, que está vendo a esfera celeste dentro de uma atmosfera.

a orientação dessas franjas fornecem diretamente a separação angular e o ângulo de posição dos componentes.

Figura 25 – A transformação composta de 50 fotografias *speckle* do binário visual *Kappa Ursae Majoris*.



Fonte: McAlister (1977, p. 347)

Assim, a interferometria *speckle* fornece indiretamente dados “visuais”. Uma única observação de um binário normalmente consiste em 50 a 100 quadros, executados consecutivamente pelo processador óptico para produzir uma transformação composta no mesmo pedaço de filme, conforme mostrado na Figura 25. Isso aumenta drasticamente a relação sinal-ruído na transformação final. Por exemplo, a transformação composta de 50 fotografias de *speckle* tiradas com um telescópio de 4 metros fornece resultados comparáveis à medição direta de cerca de 5.000 pares de *speckle*.

As transformadas compostas podem ser medidas de várias maneiras. As localizações e orientações relativas das franjas podem ser determinadas medindo diretamente os pontos ao longo de cada franja; a partir disso, um conjunto de franjas médias é determinado. Outro método é executar a transformação composta através do processador óptico para produzir uma segunda transformação. Em vez de franjas, estas últimas terão picos luminosos cuja separação é diretamente proporcional à separação das estrelas. Em alguns casos, informações úteis podem até ser obtidas rapidamente medindo-se o espaçamento das franjas com uma régua!

Uma estrela dupla com separação superior a 3" não pode ser mensurada por meio da interferometria de *speckle*. Os dois padrões de *speckle* começam a perder a semelhança um com o outro devido ao fato de que as duas estrelas não são mais observadas por meio das mesmas manchas turbulentas na atmosfera. Entretanto, essas binárias mais amplas podem ser eficientemente medidas por outros métodos.

3.2.1 Processo de imageamento

A questão de grande relevância consiste em como empregar imagens de manchas rodopiantes para a obtenção de dados astrométricos de estrelas binárias. Para elucidar essa indagação, é proveitoso compreender a transformada de Fourier, a convolução funcional e o papel desempenhado por esses conceitos no processo de formação da imagem.

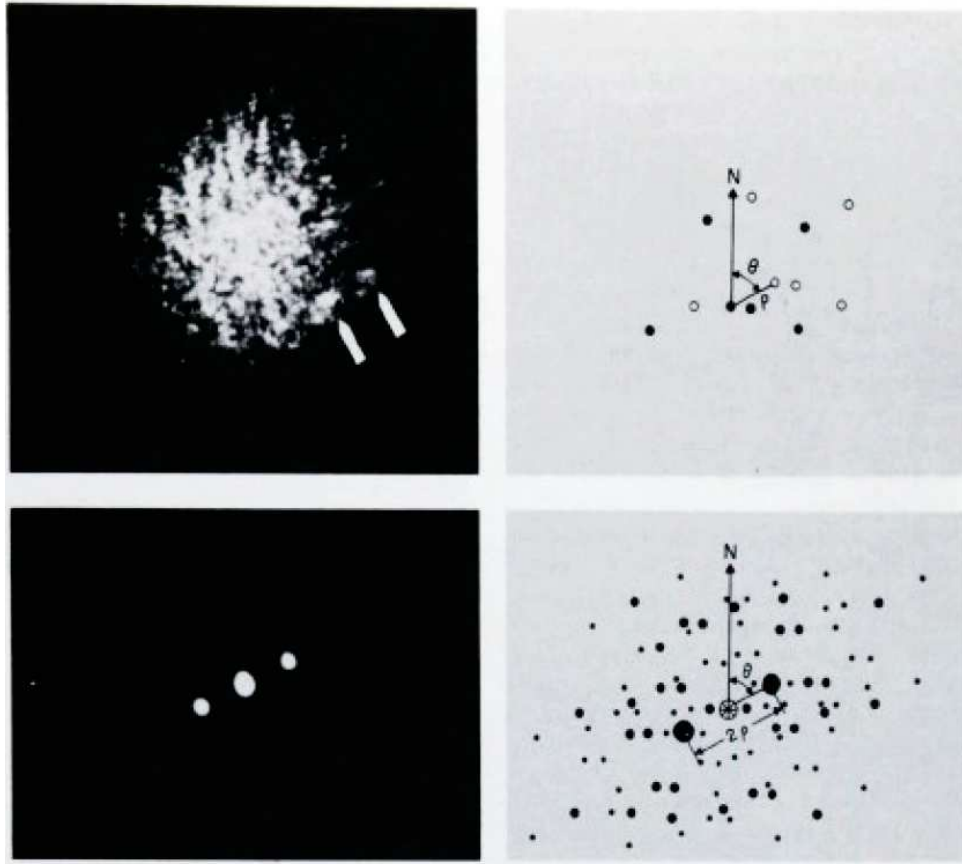
Assumindo um objeto de origem pontual, a intensidade da imagem correspondente, após passar pela atmosfera e pelo sistema óptico, é a convolução da intensidade do objeto fonte com a transformada de Fourier da pupila do telescópio perturbada pela atmosfera¹¹. O processo de convolução altera a fonte ideal original do objeto através de uma combinação de distorções atmosféricas e aberrações do telescópio.

A representação física desse processo pode ser observada na Figura 26. A imagem superior esquerda exibe uma captura estelar de curta exposição, altamente ampliada, obtida por meio de um filtro de banda estreita. O envelope de quadros *speckle* individuais constitui o disco de *seeing*, com cerca de 1" de diâmetro neste caso. Dentro desse disco de *seeing*, são visíveis manchas individuais, e, mais significativamente, pares de manchas com a mesma orientação e separação, como indicado pelas setas. Conforme McAlister (1977), cada par de manchas representa os componentes da estrela binária fotografada em resolução total do telescópio, aproximadamente 0,03". A separação entre os pares é de aproximadamente 0,27" com um ângulo de posição em torno de, 293°. Embora o ângulo de posição e a separação possam ser medidos diretamente a partir deste quadro, a força do método *speckle* reside em seu emprego de vários pares de *speckles*, aumentando assim a confiabilidade da medição.

A imagem superior direita mostra cinco pares típicos de manchas. Estes se movem aleatoriamente dentro do disco de *seeing*, mas a separação relativa dos *speckles* em cada par permanece sempre a mesma. A essência da transformada de Fourier é que ela avalia a frequência

¹¹ A distribuição de intensidade vista no modo de "colimação" - mais frequentemente visto pelo astrônomo amador alinhando um telescópio newtoniano.

Figura 26 – O princípio da interferometria *speckle* e o procedimento de autocorrelação.



Fonte: McAlister (1977, p. 348)

de separações espaciais dos *speckles*.

Pode ser visto na imagem inferior direita da Figura 26 que existe uma ampla gama de separações entre *speckles* de diferentes pares, mas subjacente a isso a separação mais comum é entre *speckles* representando o binário. No entanto, como estamos considerando a separação de cada ponto do outro, há tantos pares de pontos no ângulo de posição 113° quanto em 293° - uma ambiguidade de 180° .

O cálculo da transformada de Fourier da intensidade da imagem descrita acima produz uma imagem frequentemente referida como o espectro de potência da imagem. Esse espectro representa a distribuição da “potência” da imagem entre as “frequências espaciais” disponíveis. Vamos pegar o exemplo de um fluxo de dados de áudio (unidimensional). Se esses dados representarem dois tons musicais puros, a forma de onda de áudio combinada será a mistura de duas senoides com diferentes períodos e (provavelmente) diferentes amplitudes. Se tomássemos a transformada de Fourier de uma seção finita dessa forma de onda mista, o diagrama resultante revelaria as formas de onda constituintes (e suas amplitudes relativas). Voltando ao domínio

bidimensional das imagens astronômicas, as frequências encontradas são espaciais e não temporais. No caso de imagens de um sistema estelar binário, a frequência espacial mais provável de ocorrer em instantâneos de *speckles* individuais é a separação entre as duas estrelas. Nesse caso, o espectro de potência combinado de muitos instantâneos mostrará faixas claras e escuras. A distância pico a pico corresponde à separação das duas estrelas, enquanto o eixo perpendicular às bandas representa o ângulo de posição.

Para tornar ainda mais acessível a determinação da astrometria de estrelas binárias, é possível recorrer novamente à transformada de Fourier. Ao realizar o cálculo da transformação do espectro de potência, é viável converter as distintas faixas de luminosidade em uma sequência de três picos colineares simetricamente dispostos em forma circular. Astrônomos especializados em estrelas binárias denominam essa representação de autocorrelograma. Este compreende um pico central de grande magnitude e dois picos menores, um de cada lado do pico central, com uma separação exata de 180° . A imagem inferior esquerda da Figura 26 ilustra um autocorrelograma típico. Esses picos resultam de um processo aleatório, conferindo-lhes um perfil gaussiano, o que facilita a determinação dos centros. A distância entre o centro do pico central e um dos outros picos proporciona a separação desejada. A orientação angular da linha composta pelos três picos revela o ângulo de posição, contudo, com uma ambiguidade de 180° .

Segundo Turner (2012) todo esse processo pode ser feito digitalmente se as imagens digitalizadas das imagens individuais do *speckle* estiverem disponíveis. Basta então pegar a transformada de Fourier de cada quadro individual e co-adicioná-los todos para formar o espectro de potência, e fazer a transformada de Fourier novamente para gerar o autocorrelograma.

No domínio digital, existe um atalho, uma forma de ir diretamente das imagens *speckle* individuais para o autocorrelograma. Basta correlacionar cada píxel do quadro *speckle* individual com os outros. Para ver isso, imagine uma “tela de autocorrelograma” quatro vezes maior do que um quadro de *speckle* individual. Para cada quadro individual, um valor de um é atribuído aos valores de píxel acima de um determinado limite e zero abaixo. Para cada valor acima do limite no quadro individual, seu endereço de píxel é alinhado com o centro da tela e o quadro é adicionado à tela (lembre-se de que o quadro agora é uma coleção de uns e zeros). Morfologicamente, este procedimento produz um diagrama muito semelhante ao da geração do autocorrelograma pelo uso de transformadas de Fourier. De fato, considerando a natureza multi-bit dos dados e ajustando o valor limite, essas técnicas digitais podem se tornar idênticas.

Devido à turbulência, quanto mais “rápida” for a visualização, menor deve ser o tempo

de exposição da câmera para obter pontos não sobrepostos suficientes para processar. Um tempo de exposição mais curto implica um limite de magnitude mais brilhante. Além disso, na primeira ordem, uma abertura de coleta maior não aumenta a sensibilidade. Um telescópio maior cria um disco *Airy* fisicamente menor, bem como mais pontos. A fim de aplicar técnicas de interferometria de *speckle*, é necessário aumentar a escala da imagem e/ou reduzir o tempo de exposição. Isso é feito para obter *speckles* não sobrepostos em quantidade suficiente, compensando o aumento na capacidade de captura de luz resultante do maior tamanho da abertura. Vale ressaltar que um tamanho de abertura maior contribui diretamente para uma resolução aprimorada.

3.3 ESTUDO DE BINÁRIAS USANDO OCULTAÇÕES ESTELARES

O estudo de sistemas binários por meio de ocultações estelares emerge como uma fascinante e promissora área de pesquisa astronômica, revelando intrincadas danças cósmicas entre estrelas intimamente ligadas. Esses eventos proporcionam uma oportunidade única de desvendar os segredos desses sistemas nos quais duas estrelas orbitam uma em torno da outra, ocasionalmente se eclipsando e oferecendo aos astrônomos uma visão espectral do espetáculo celeste. Através de técnicas observacionais avançadas e análises cuidadosas, os astrônomos buscam decifrar os mistérios desses sistemas, contribuindo não apenas para a compreensão fundamental da astrofísica, mas também para o desenvolvimento de novas abordagens na busca por exoplanetas e aprimoramento das teorias de evolução estelar.

A técnica de ocultação lunar (LO), por exemplo, consiste na observação de um objeto celeste, como uma estrela ou planeta, à medida que ele desaparece atrás da Lua e, posteriormente, reaparece. Este fenômeno ocorre quando um objeto passa por trás da Lua em relação a um observador na Terra. A Lua Nova oferece condições propícias para a ocorrência de ocultações lunares, pois durante essa fase lunar, a face iluminada da Lua está voltada para longe da Terra.

É relevante destacar que as ocultações lunares são eventos relativamente frequentes e podem ser observadas com o auxílio de telescópios ou binóculos. Astrônomos e entusiastas da astronomia frequentemente acompanham eventos de ocultação para estudar estrelas e outros corpos celestes, além de aprimorar técnicas de medição e observação astronômica.

Segundo Richichi *et al.* (2012), utilizando instrumentação relativamente simples, as ocultações lunares (LOs) podem eficientemente proporcionar alta resolução angular com observações de curta duração. Como tal, têm sido amplamente empregadas para mensurar diâmetros angulares estelares e detectar fontes binárias com pequenas separações, sendo uma fonte predo-

minante dessas informações ao longo de várias décadas. O catálogo CHARM2¹² (RICHICHI *et al.*, 2005) compilou várias centenas de resultados de LO. Entretanto, a incorporação de detectores de grande formato no infravermelho visual e próximo reduziu as oportunidades de resolução rápida no tempo, conforme exigido pelas LOs na maioria dos telescópios. Simultaneamente, a interferometria de linha de base longa (LBI) tem progressivamente atendido às demandas do mesmo tipo de observações fundamentais, sem as limitações das LOs na seleção das fontes.

De acordo com Richichi *et al.* (2012), as ocultações lunares foram reintroduzidas como um método produtivo para obter medições de alta resolução angular que podem não ser eficientemente coletadas por outros meios. Ao empregar integrações rápidas em subáreas de detectores no infravermelho próximo, as LOs foram observadas em várias centenas de fontes no *Very Large Telescope* (VLT) do ESO, utilizando uma quantidade mínima de tempo de telescópio.

Os alvos LO são selecionados aleatoriamente de acordo com a órbita lunar aparente e, naturalmente, a maioria deles não está resolvida. No entanto, essas fontes não resolvidas também são de interesse, especialmente para a interferometria. De fato, a resolução angular alcançada nessas recentes observações LO no VLT é da ordem de 0,001'' e, portanto, comparável à resolução típica da LBI em um interferômetro grande. Ao mesmo tempo, a sensibilidade é normalmente superior em várias magnitudes ($K \approx 12mag$).

Conforme exposto por Dyachenko *et al.* (2018), as LOs representam uma técnica com capacidade de proporcionar resolução angular da ordem de milissegundos de arco (*mas*), sendo esta a única disponível em telescópios individuais. Essa abordagem consiste na análise do padrão de difração gerado no limbo lunar, visando obter informações acerca da fonte ocultada ao longo da direção da varredura. Para tal propósito, torna-se necessário amostrar o referido padrão de difração à medida que se movimenta pela abertura do telescópio, com resoluções temporais próximas de 1 *ms*. Embora essa técnica tenha sido facilmente alcançada em décadas passadas com fotômetros em comprimentos de onda visuais e infravermelhos próximos, sua aplicação tornou-se mais desafiadora com a introdução de detectores panorâmicos, projetados principalmente para leituras lentas e baixo ruído. A LO passou por um declínio nas últimas décadas, mas recentemente, com o surgimento de detectores como EMCCDs¹³, a resolução de tempo na ordem de milissegundos voltou a estar amplamente disponível, levando a um renascimento da técnica LO e à obtenção de novos resultados.

¹² Acrônimo do catálogo de medições de alta resolução angular.

¹³ Uma câmera EMCCD é um dispositivo que utiliza um sensor de carga acoplada (CCD) com amplificação de elétrons para elevar o sinal de elétrons acima do ruído de leitura e maximizar a sensibilidade para imagens com baixa luminosidade e em altas velocidades.

Dyachenko *et al.* (2021) propôs uma variação da técnica LO, na qual a borda de difração ocultante é fornecida por um asteroide, em vez do limbo lunar. As ocultações de asteroides (AsO) são empregadas há várias décadas, principalmente para estudar a forma desses corpos celestes. Inicialmente realizadas com pequenos telescópios móveis e câmeras comerciais de resolução relativamente lenta, observadores de grandes telescópios também têm demonstrado interesse nesses eventos mais recentemente. Devido à distância dos asteroides em relação à Lua, a zona de Fresnel é consideravelmente mais estendida, tornando os padrões de difração mais sensíveis a pequenos diâmetros angulares do que com a técnica LO.

Dyachenko *et al.* (2021) analisou uma ocultação da estrela *TYC 1947-290-1* pelo asteroide (87) *Sylvia*, resultando na detecção da estrela como binária e produzindo diâmetros angulares de 0,052 e $\leq 0,031$ mas para o primário e secundário, respectivamente. A uma distância Gaia de 173 pc, esses valores são consistentes com duas estrelas do tipo solar. Devido à trilha estreita na Terra e às incertezas orbitais, é improvável ocorrerem ocultações de asteroides (AsOs) em um local específico. Isso leva a observações que geralmente são realizadas com pequenos telescópios móveis, que apresentam limitações em termos de resolução temporal e relação sinal-ruído (S/N)¹⁴.

Em resumo, as AsO eram predominantemente utilizadas para estudar a forma dos asteroides, sendo conduzidas com telescópios de desempenho relativamente baixo. No entanto, o uso de grandes telescópios com resolução temporal na ordem de milissegundos pode transformar completamente esse contexto, permitindo medições precisas das propriedades estelares. Dyachenko *et al.* (2021) sugere que é possível realizar observações com resoluções dezenas de vezes menores do que LO ou LBI e 1000 vezes menores do que o limite de difração de grandes telescópios individuais.

¹⁴ O site da IOTA (*International Occultation Timing Association*) pode ser usado para localizar eventos de ocultação.

4 ESTRELAS “AOS OLHOS” POR ÓPTICA ADAPTATIVA

Além de dominar as técnicas de identificação e acompanhamento de estrelas duplas, também é preciso tratar de outro fator crucial dessa atividade, a influência da atmosfera nas observações. Esse capítulo explora o problema da turbulência atmosférica (*seeing*) na captação de imagens astronômicas e como a óptica adaptativa, um dos mais importantes avanços tecnológicos de instrumentação, fornece uma maneira de lidar com os efeitos da distorção atmosférica terrestre.

Segundo Hecht (2016), ao observar a atmosfera por meio de um telescópio, a probabilidade de se ter um momento de visão clara diminui à medida que o diâmetro da abertura do telescópio aumenta. Isso ocorre porque a atmosfera terrestre está em constante movimento, causando turbulência. Essa turbulência distorce a luz que vem de objetos astronômicos, resultando em flutuações e distorções nas imagens capturadas pelos telescópios. A Figura 27 apresenta uma sequência de fotografias da mesma estrela, tiradas em intervalos de $1/60$ de segundo, ilustrando os efeitos da turbulência sobre a sua imagem

Figura 27 – Sequência de fotos de uma estrela.



Fonte: Hecht (2016, p. 241)

Esse fenômeno é conhecido como “turbulência atmosférica” e provoca a obtenção de imagens desfocadas ou distorcidas, o que acarreta na diminuição da resolução e dos detalhes das observações. Como será discutido adiante, é possível observar que quanto maior a abertura do telescópio, maior é a influência da turbulência nas imagens.

A observação terrestre também é afetada pela absorção e dispersão da luz, pois a atmosfera contém gases e partículas que podem absorver, dispersar e espalhar a luz proveniente de objetos astronômicos. Esse fenômeno é particularmente pronunciado para comprimentos de onda mais curtos, como luz ultravioleta e raios-x, onde a atmosfera é altamente absorvente. A dispersão atmosférica também pode causar uma perda de contraste nas observações, especialmente quando objetos astronômicos estão próximos ao horizonte.

Outro fator que podemos atribuir a atmosfera é o efeito do brilho do céu: a atmosfera da Terra causa um brilho de fundo no céu noturno conhecido como “brilho do céu” ou “céu noturno luminoso”. Isso ocorre devido a vários fatores. Um dos principais é a dispersão da luz. Durante

o dia, a luz do Sol interage com as moléculas na atmosfera, dispersando a luz em diferentes direções. Isso é responsável pela cor azul do céu durante o dia.

À noite, mesmo quando não há luz solar direta, a atmosfera ainda contém partículas, como poeira e moléculas de gás. Essas partículas dispersam a luz artificial proveniente de fontes terrestres, como iluminação pública, luzes de cidades e outras fontes luminosas. Esse processo de dispersão faz com que a luz se espalhe pelo céu, resultando no brilho de fundo conhecido como poluição luminosa.

Além disso, a atmosfera também pode conter vapor d'água e outros elementos que podem contribuir para a difusão da luz. O brilho do céu pode diminuir a visibilidade de objetos astronômicos mais fracos, dificultando a observação de estrelas distantes, galáxias tênues e outros objetos astronômicos de baixo brilho.

Para atenuar esses efeitos, os astrônomos empregam uma variedade de técnicas e tecnologias, tais como:

- Utilização de telescópios espaciais, os quais evitam a interferência atmosférica;
- Implementação de técnicas de correção em óptica adaptativa para compensar a turbulência atmosférica;
- Aplicação de filtros específicos para bloquear determinadas faixas do espectro;
- Instalação de observatórios astronômicos em regiões com baixa poluição luminosa e atmosférica, como desertos ou áreas remotas.

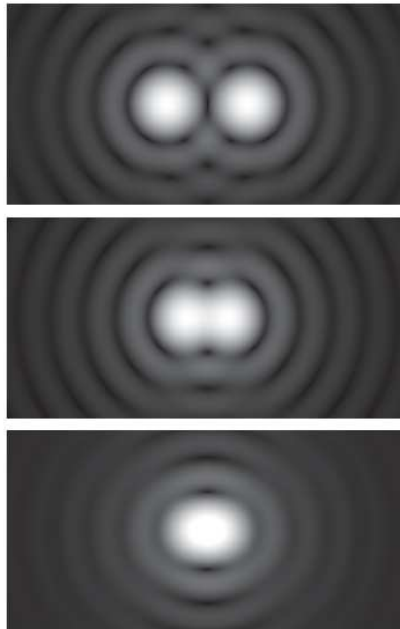
Essas estratégias e tecnologias auxiliam os astrônomos a superar os desafios inerentes à observação terrestre, possibilitando a obtenção de imagens astronômicas mais nítidas, detalhadas e precisas.

4.1 PRINCÍPIOS ÓPTICOS

Uma característica desejável em telescópios destinados à observação de estrelas duplas, exoplanetas e outros objetos próximos é a boa resolução angular, ou seja, a capacidade de distinguir com precisão dois objetos cujas imagens estejam muito próximas. O valor que quantifica essa propriedade, representado por θ , é determinado pelo critério de Rayleigh e deve ser minimizado em sistemas de elevada precisão.

De acordo com Merkle (1986), a resolução de um sistema de imagem pode ser prejudicada por aberrações ou difração, resultando em imagens borradas. Os dois fenômenos têm origens distintas e não estão interligados. As aberrações podem ser explicadas usando óptica geométrica e podem, em princípio, ser resolvidas melhorando a qualidade óptica do sistema. A difração, por outro lado, é causada pelo comportamento ondulatório da luz, determinada pela abertura finita dos elementos ópticos. A abertura circular da lente se assemelha a uma versão bidimensional do experimento de fenda única. Se a frente de onda da luz transmitida for considerada esférica ou plana na abertura de saída, a luz que passa pela lente interfere, produzindo um padrão de difração em forma de anel conhecido como padrão *Airy*.

Figura 28 – Espaçamentos do disco de *Airy* próximo ao critério de Rayleigh.



Fonte: Spencer Bliven, Public domain, via Wikimedia Commons

A interação entre difração e aberrações pode ser caracterizada pela função de dispersão de pontos (PSF, em inglês). Quanto mais estreita a abertura da lente, maior a probabilidade de o PSF ser dominado por difração. Neste caso, a resolução angular do sistema óptico pode ser estimada (a partir da abertura e do comprimento de onda da luz) pelo critério de Rayleigh: o processo de imagem é considerado limitado por difração quando o primeiro mínimo de difração da imagem de um ponto de origem coincide com o máximo de outro, como pode-se observar na Figura 28.

Considerando a difração através de uma abertura circular, isso se traduz em uma resolução angular teórica de:

$$\theta \approx 1,22 \frac{\lambda}{D} \quad (36)$$

Com θ em radianos, λ comprimento de onda da luz e D o diâmetro de abertura do telescópio. O fator 1,22 é derivado do cálculo da posição do primeiro anel circular escuro do disco de *Airy*.

Pode-se concluir de forma espontânea que, quanto maior o diâmetro do telescópio, maior será a resolução disponível. No entanto, a qualidade das imagens captadas pelos telescópios terrestres é comprometida pela turbulência atmosférica. A causa desse comprometimento reside na perturbação aleatória, tanto no tempo quanto no espaço, da frente de onda provocada pelas turbulências nas diversas camadas da atmosfera. Adicionalmente, as aberrações dos elementos ópticos também contribuem para a degradação das imagens.

Todos esses fatores resultam em uma aberração de fase complexa do feixe de luz do tipo:

$$\phi(\vec{r}, t) - iA(\vec{r}, t) \quad (37)$$

Com a parte real $\phi(\vec{r}, t)$ representando a mudança de fase da frente de onda, usualmente camada de “*seeing*”, enquanto a parte imaginária $A(\vec{r}, t)$ é uma medida das variações de intensidade através do plano de abertura, chamada de “cintilação”. A influência dessas distorções na qualidade da imagem é descrita como a relação de *Strehl* (S).

$$S = \frac{\text{Irradiância de pico no plano focal}}{\text{Irradiância de pico limitada por difração}} \quad (38)$$

A correção da variação de fase é possível com uma técnica denominada Óptica Adaptativa (AO, em inglês). O princípio básico dela é usar um elemento óptico de deslocamento de fase, controlável no tempo e no espaço, para compensar o deslocamento de fase atmosférico. Para correção da cintilação é necessário também um elemento de apodização¹ controlável. Deste modo, um sistema de correção completo das aberrações utiliza uma compensação do tipo:

$$-\phi(\vec{r}, t) + i\mu A(\vec{r}, t) \quad (39)$$

Segundo Merkle (1986), para a maioria dos problemas de imagem, em telescópios muito grandes, a parte de correção de fase é suficiente e, por questões técnicas, é mais fácil de

¹ Apodização é uma técnica óptica utilizada para modificar a distribuição espacial da intensidade de uma onda de luz. O termo “apodização” tem origem grega e significa “dar pés” ou “dar forma aos pés”. Na óptica, refere-se a moldar ou ajustar a amplitude da luz em uma abertura, ou em um sistema óptico.

implementar do que corrigir as flutuações de intensidade. Em geral, o problema de cintilação é insignificante, pois a grande área da abertura de entrada do telescópio resulta em média espacial praticamente constante. De qualquer forma, tais correções envolvem perda de luz. Portanto, na maioria dos casos, os sistemas de correção limitam-se à compensação de fase simples.

A óptica adaptativa na astronomia é dividida em duas partes: **óptica ativa**, que visa corrigir padrões ópticos, especialmente as deformações do espelho primário causadas por fatores como vetor gravitacional e gradientes de temperatura, e **óptica adaptativa**, que busca minimizar os efeitos da atmosfera. Nessa definição, a óptica ativa representa um caso especial do princípio geral da óptica adaptativa em baixas frequências espaciais e temporais, concentrando-se nas correções específicas do espelho primário em frequências de 0,1 a 10 Hz. O escopo deste capítulo é a área de óptica adaptativa para correção de distorções causadas pela atmosfera.

4.2 ÓPTICA ADAPTATIVA

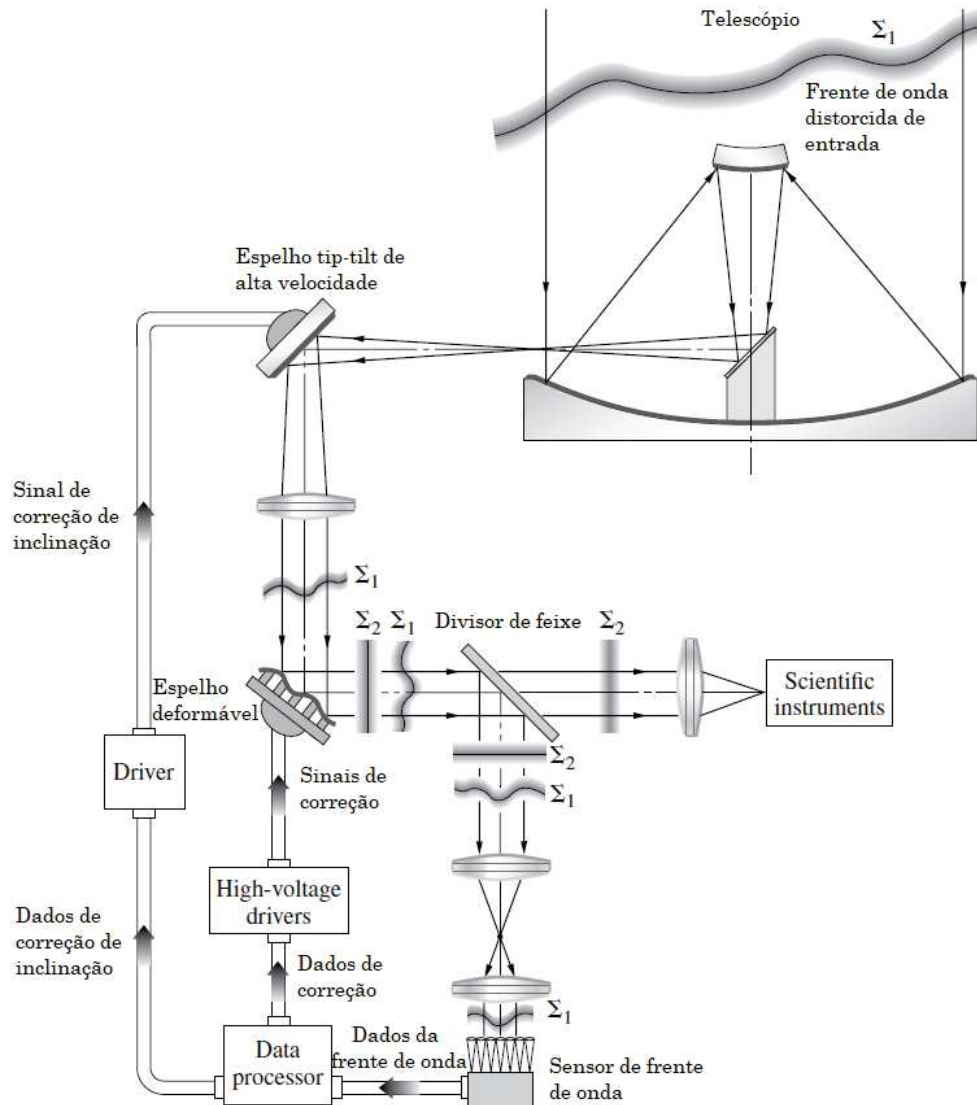
Um sistema óptico adaptativo, ilustrado na Figura 29, contém cinco elementos básicos: um trem óptico e um detector de imagem, um sensor de frente de onda, um sistema de servocontrole e um elemento óptico de mudança de fase. Para compensar as aberrações da frente de onda recebida, é necessário deformar um espelho. Os dados necessários para isso são obtidos com um sensor de frente de onda, gerando um mapa de erros. O sistema de controle usa esse mapa para determinar os sinais que devem acionar o elemento óptico de mudança de fase e anular as aberrações de fase, criando um circuito adaptativo. A função de correção de fase pode ser expandida para obter os valores de correção de fase necessários.

$$\Phi(\vec{r}, t) = \sum_{n=1}^N a_n(t) f_n(\vec{r}) \quad (40)$$

Uma função dependente da posição f_n e do tempo a_n . As funções espaciais podem representar áreas ou forma de abertura, resultando em uma estratégia de correção zonal ou modal.

De acordo com Hecht (2016), o procedimento inicial envolve a análise da frente de onda distorcida, representada por Σ_1 , que é transmitida pelo telescópio e reduzida para uma representação em miniatura no feixe de luz (ver Figura 29). Essa análise é realizada por um sensor de frente de onda, como o sensor Shack-Hartmann (Figura 30). A luz incidente no sensor encontra uma série de minúsculas lentes idênticas agrupadas, cujo plano focal contém um arranjo CCD (Figura 30a). O sensor é posicionado de modo que cada lente abranja aproximadamente

Figura 29 – Um sistema de óptica adaptativa. A frente de onda distorcida Σ_1 é analisada e reconfigurada. A frente de onda planar corrigida Σ_2 é enviada para os instrumentos científicos.



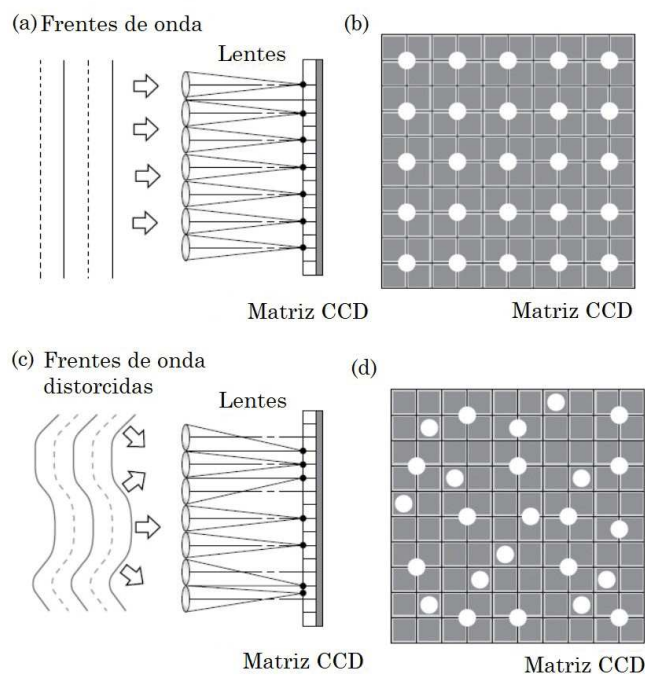
Fonte: adaptado de Hecht (2016, p. 240)

uma região isoplanática² (ver Equação 45). Cada lente, por sua vez, gera uma pequena imagem da estrela em um arranjo específico chamado *quadcell*, que consiste em quatro elementos de píxel CCD agrupados ao redor de seu eixo óptico, com um diâmetro total equivalente ao diâmetro da microlente. Em uma situação ideal, em que a frente de onda é completamente plana, ou seja, todas as regiões isoplanáticas têm inclinação zero e são paralelas, cada lente produz um ponto de imagem *Airy* na posição central entre seus quatro elementos de píxel (Figura 30b). Contudo,

² As regiões isoplanáticas referem-se a áreas do céu nas quais as correções atmosféricas feitas por um sistema de AO são eficazes. Em outras palavras, são áreas onde a distorção atmosférica é relativamente consistente, permitindo que as técnicas de correção da óptica adaptativa funcionem adequadamente.

quando uma região isoplanática é inclinada, o ponto da imagem correspondente se desloca e o *quadcell* registra um sinal desequilibrado que indica o deslocamento exato (Figura 30d). O conjunto de sinais provenientes desses detectores minúsculos é analisado pelo computador, permitindo que Σ_1 seja teoricamente reconstruído e as correções necessárias para corrigir a frente de onda sejam calculadas.

Figura 30 – Princípio de funcionamento de um sensor de frente de onda.

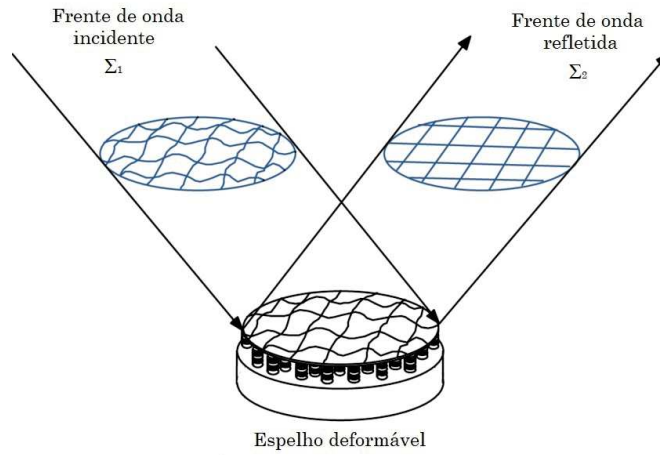


Fonte: adaptado de Hecht (2016, p. 242)

Caso seja detectada uma inclinação geral na frente de onda, um sinal é enviado ao espelho plano (*tip-tilt*), que inicialmente recebe a luz do primário, neutralizando assim a inclinação. A frente de onda, agora alinhada ainda possui distorções, segue em direção a um espelho deformável, que é um refletor flexível que pode ser deformado com rapidez e precisão. Esse refletor pode ser composto, por exemplo, por um refletor de placa frontal fino, montado em centenas de atuadores que o manipulam rapidamente para assumir a forma desejada. Impulsionado por sinais do computador, o espelho é ajustado de forma inversa à frente de onda. Como resultado, as saliências da frente de onda se alinham com as depressões do espelho correspondentes e vice-versa. O efeito obtido é a reflexão de um feixe de frentes de onda sem distorção (Figura 31), representado por Σ_2 , que corresponde à condição da luz estelar antes de atravessar a atmosfera. Uma pequena porção da energia radiante retorna ao loop de controle formado pelo sensor-computador-espelho, mantendo assim o processo de correção de forma contínua, enquanto o restante da luz segue para

os instrumentos científicos.

Figura 31 – Correção da frente de onda pelo espelho deformável.



Fonte: adaptado de Steinbock (2012, p. 25)

A complexidade e o design de um sistema adaptativo são determinados pelo tamanho da abertura D do telescópio, pela direção do caminho óptico especificado, pelo ângulo zenital e pelas condições atmosféricas. As condições atmosféricas são, geralmente, descritas pela constante C_n^2 da estrutura do índice de refração turbulento atmosférico (RODDIER, 1981), sendo uma função da altura h em relação ao solo.

As condições de *seeing* resultantes são frequentemente caracterizadas pelo parâmetro de Fried:

$$r_o = \left[0,423k^2 \int_R C_n^2(h) dh \right]^{-3/5} \quad (41)$$

com

$$k = 2\frac{\pi}{\lambda}$$

(λ : comprimento de onda, R : altura da atmosfera) chamado comprimento de correlação atmosférica ou diâmetro de coerência. David L. Fried apresentou-o em 1965, mostrando que o tamanho do disco de *seeing* resultante é da ordem de λ/r_0 .

Segundo Merkle (1986) a seguinte expressão fornece o número necessário de sub-aberturas para um sistema adaptativo ideal com um espelho deformável como elemento ativo quando uma determinada razão de *Strehl* S deve ser atingida através da correção de malha fechada.

$$N = \frac{(0.051k^2 C_n^2 R D^{5/3})^{6/5}}{\ln(1/S)} \quad (42)$$

Esta expressão pode ser reduzida para:

$$N \approx \left(\frac{D}{r_0}\right)^2 \quad (43)$$

A evolução temporal da frente de onda depende do tempo de trânsito das perturbações atmosféricas. É geralmente descrito pela correlação ou tempo de vida

$$\tau \simeq \frac{r_0}{\Delta v} \quad (44)$$

onde Δv é uma medida que mede a dispersão de velocidade das camadas atmosféricas turbulentas.

Os seguintes parâmetros são comumente utilizados para descrever as dependências de um sistema adaptativo de propriedades atmosféricas (r_0), comprimento de onda (λ) e direção de visualização (γ : distância do zênite):

- O número de graus de liberdade (N), determinado pelo número de modos independentes ou zonas a serem controladas, depende de

$$\begin{aligned} &\propto \left(\frac{D}{r_0}\right)^2 \\ &\propto \lambda^{12/5} \\ &\propto (\cos \gamma)^{-6/5} \end{aligned}$$

- A faixa de correção da frente de onda (Δz) depende de (d : o tamanho das sub-aberturas selecionadas para correção)

$$\begin{aligned} &\propto \frac{(d/r_0)^{5/6}}{\lambda} \\ &\propto \lambda^0 \\ &\propto (\cos \gamma)^{-1/2} \end{aligned}$$

- A frequência temporal $1/\tau$ como

$$\begin{aligned} &\propto r_0^{-1} \\ &\propto \lambda^{-6/5} \\ &\propto (\cos \gamma)^{-3/5} \end{aligned}$$

Os valores típicos desses parâmetros para os diferentes comprimentos de onda em um local astronômico médio são (considerando um diâmetro de um telescópio de 8 metros):

Tabela 6 – Valores típicos para as dependências de um sistema adaptativo.

λ	$0,5 \mu m$	$2,2 \mu m$	$5 \mu m$	$10 \mu m$
r_0	$10 cm$	$60 cm$	$160 cm$	$360 cm$
N	6400	180	12	4
τ	$6 ms$	$35 ms$	$95 ms$	$220 ms$

Fonte: adaptado de Merkle (1986, p. 8)

Como é possível notar, para um telescópio de 8 m, isso representaria aproximadamente seis mil sub-aberturas controladas, trabalhando em frequências superiores a $170 Hz$. Um sistema óptico adaptativo adequado realizará imagens limitadas por difração no eixo óptico. Para partes fora do eixo na imagem com diferentes ângulos de visão em relação ao eixo óptico, a correção é limitada devido ao comprimento limitado da correlação atmosférica. A faixa angular no qual a luz sofre quase a mesma perturbação atmosférica é chamada de ângulo isoplanático.

$$\Theta = \left[1,45 k^2 \int_R z^{5/3} C_n^2(h) dh \right]^{-3/5} \quad (45)$$

Este parâmetro, juntamente com r_0 , tem como objetivo final determinar as propriedades ópticas da camada turbulenta em pontos do solo. As expressões r_0 e Θ são fundamentadas na teoria de ondas planas e esféricas, respectivamente. Elas descrevem um modelo para o qual as medições mostraram evidências suficientes. A dependência entre o comprimento de onda e Θ é dada por:

$$\Theta \propto \lambda^{6/5} \quad (46)$$

4.3 PROJETO DE MÁSCARA DE PUPILA ADAPTATIVA

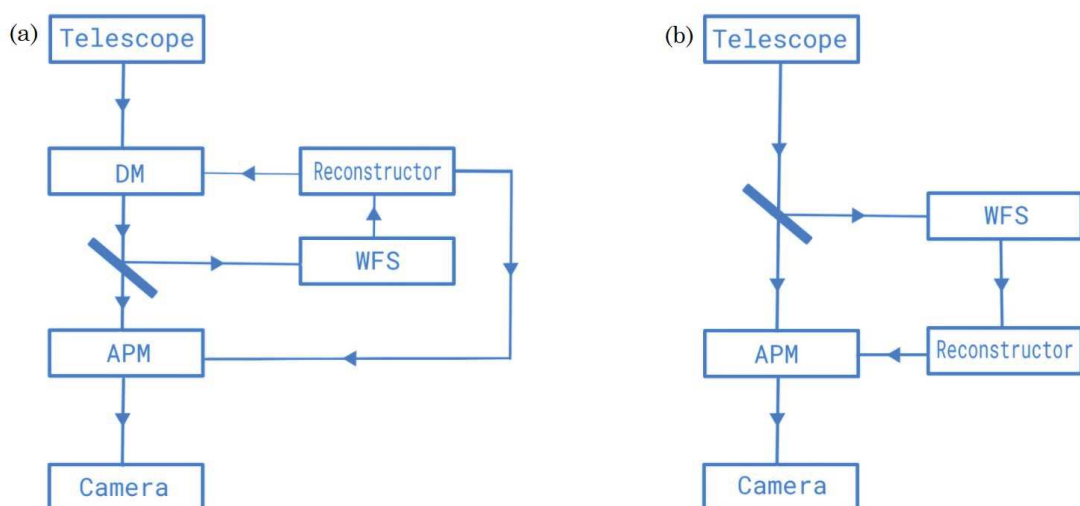
O trabalho desenvolvido no âmbito deste mestrado, foi inspirado nos trabalhos de James Osborn acerca de uma máscara de pupila adaptativa (OSBORN, 2012), uma placa fina, com padrões ou segmentos ajustáveis, colocada na pupila do telescópio. Ela atua como uma espécie de filtro controlável, bloqueando algumas áreas da luz que chegam ao telescópio enquanto permite a passagem de outras. Ao ajustar os segmentos da máscara de forma apropriada, é possível compensar as distorções atmosféricas específicas em tempo real. Ela poderá trabalhar sozinha ou em conjunto com o sistema de AO, reduzindo o halo da PSF e com isso melhorando o desempenho do telescópio na observação de estrelas duplas muito próximas, cuja resolução fique

abaixo de 0,5 segundo de arco. Resolução essa onde o Gaia tem apresentado muitas soluções espúrias (BROWN, 2021).

O funcionamento da máscara de pupila adaptativa (APM) está intrinsecamente ligado a algoritmos e sensores que monitoram as aberrações atmosféricas em tempo real. Com base nesses dados, o sistema calcula os ajustes necessários para a máscara, garantindo que a luz coletada pelo telescópio seja o mais livre possível de distorções, resultando em imagens mais nítidas e detalhadas de objetos astronômicos. A utilização do mascaramento de pupila adaptativo é uma ampliação das técnicas do tipo *lucky imaging*³ e pode ser usado para reduzir a variação de fase residual em telescópios de qualquer tamanho com ou sem AO.

Propomos uma simulação em AO alternativa, desenvolvido no OOMAO, que significa *Object-Oriented Matlab Adaptive Optics*⁴, um pacote de software de código aberto desenvolvido para simular e modelar sistemas de AO em ambiente *Matlab (MATrix LABoratory)*. A fase será medida usando um sensor de frente de onda *Shack-Hartmann (WFS)*. Um algoritmo de reconstrução de sobre-relaxamento contínuo estima o mapa de fase e passa os dados para o espelho deformável (DM) e a APM. A máscara bloqueia as sub-aberturas que atingem a um determinado limiar, sendo que, a reconstrução do pistão é atualizada na mesma taxa que o DM. Na Figura 32, mostramos o fluxo de dados simulado e a localização do APM no sistema óptico com e sem o DM.

Figura 32 – Diagrama de blocos do sistema APM.



Fonte: adaptado de (OSBORN *et al.*, 2009)

³ Proposto por Fried (1978), essa técnica consiste em gravar muitas imagens de curta exposição e selecionar uma fração delas de acordo com sua qualidade. Essa fração é codificada para produzir imagens nítidas.

⁴ Disponível na página do OOMAO no GitHub.

É importante observar que o OOMAO é uma ferramenta de simulação e não é usado diretamente para controlar sistemas de óptica adaptativa em telescópios reais. É uma plataforma valiosa para estudar e aprimorar a compreensão dos princípios e técnicas da óptica adaptativa antes de aplicá-los em projetos reais.

Sistemas de AO são onerosos, podendo atingir valores consideráveis, muitas vezes na faixa de milhões a dezenas de milhões de dólares. Além disso, os custos contínuos de manutenção e atualização também precisam ser considerados. Diante dessa perspectiva, propomos ainda a possibilidade de remover o DM do circuito para utilizar apenas a APM (ver Figura 32b). Essa APM poderá ser construída a partir de espelhos MEMS, um dispositivo eletrônico com espelhos em escala milimétrica, que irá reduzir os custos, uma vez que, os espelhos deformáveis piezoelétricos são caros. Com isso esperamos apresentar uma alternativa mais econômica, apesar de limitada, para o projeto ótico, considerando o melhor custo-benefício.

4.3.1 Configurando a simulação da APM

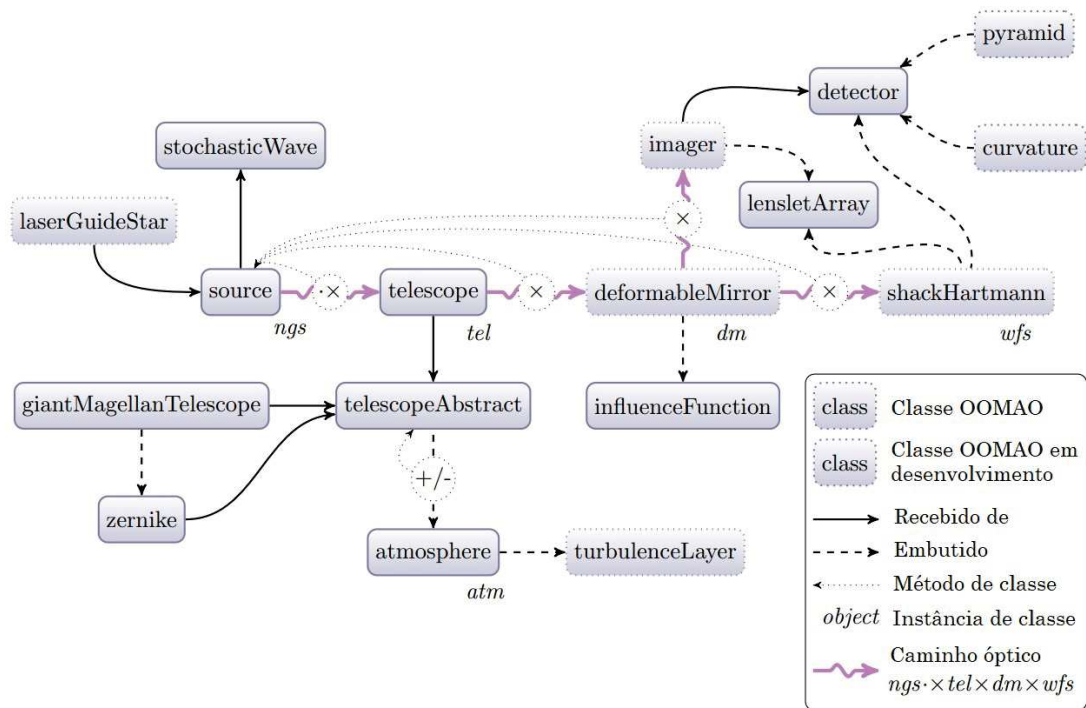
De acordo com (CONAN; CORREIA, 2014), as classes no *Matlab* funcionam como contêineres que possuem parâmetros e funções, conhecidos como propriedades e métodos, respectivamente. Para criar um objeto (ou instância) de uma classe, é necessário usar o método construtor associado. A sintaxe correta para o construtor pode ser obtida invocando a ajuda da classe no *prompt* do *Matlab*. Uma descrição completa das propriedades e métodos de uma classe pode ser encontrada no comando *doc class_name*.

É importante notar que o método construtor inicializará apenas um número limitado de propriedades, enquanto outras serão definidas com valores padrão. Todas as propriedades podem ser posteriormente alteradas de várias maneiras. Para ler ou configurar uma propriedade, usa-se a sintaxe *object_name.property_name*.

Durante uma simulação com o OOMAO, algumas das principais classes usadas são: *source* (fonte), *atmosphere* (atmosfera), *telescope* (telescópio), *ShackHartmann* (sensor Shack-Hartmann) e *deformableMirror* (espelho deformável). Cada uma delas desempenha um papel específico na modelagem de sistemas de Óptica Adaptativa.

A Figura 33 mostra as relações entre as principais classes do OOMAO. As classes são configuradas ao longo de um caminho óptico para um sistema AO de malha fechada. Os operadores usados para vincular opticamente as classes são sobrepostos no link óptico. Além das classes para modelar sistemas adaptativos, o OOMAO possui uma rica biblioteca de funções para

Figura 33 – Diagrama de classes do OOMAO.



Fonte: adaptado de (CONAN; CORREIA, 2014)

computar várias propriedades estatísticas da frente de onda. A figura principal de um sistema AO é frequentemente a imagem de uma estrela pontual após a correção. O PSF é coletado com a classe *imager* cujas propriedades *frame*, *strehl* e *ee* correspondem à imagem da estrela, a relação *Strehl* e ao quadrado da energia da PSF, respectivamente. o OOMAO depende de matrizes esparsas sempre que possível para minimizar a carga de memória do computador e usa o loop paralelo transparente do *Matlab* para os cálculos mais pesados.

O OOMAO diferentemente de muitos outros softwares de simulação, não requer arquivos de configuração para modelar um sistema AO. Ao invés disso, uma simulação OOMAO é construída seguindo o mesmo princípio de montagem de um banco óptico. As principais etapas para construção e implementação de um sistema AO são as seguintes:

- Seleção dos componentes,
- Inicialização dos componentes,
- Calibração dos componentes,
- Ligação dos componentes a um sistema de controle.

Antes de rodar a simulação é importante definir as variáveis que serão usadas para configurar o sistema adaptativo, são informações como o tamanho do telescópio, resolução

da pupila, número de atuadores, etc. Com base nesses valores os componentes das classes serão ajustados para criar um ambiente mais realístico para nossos testes. Na listagem abaixo apresentamos os valores utilizados na simulação e em seguida analisamos cada uma dessas variáveis:

```
D=4; % telescope size in diameter (m)
subaps=10; % number of subapertures in the WFS
d=D/subaps; % lenslet Pitch
wfsnpix=10; % number of pixels of each WFS subaperture
respupil=subaps*wfsnpix; % pupil resolution (pixels)
samplingtime=1/500; % system sampling time (s)
r0=0.12; % Fried parameter (m) - turbulence power
L0=30; % largest turbulence scale (m)
field=30; % field of view (arcseconds)
windspeed=10; % Speed of turbulence layers (m/s)
windirect=0; % direction of turbulence layers
layeraltitude=5e3; % altitude of turbulent layer (m)
NGSmag=5; % magnitude of WFS Guide Star
RON=0.3; % WFS readout noise
nIt=15000; % number of iterations for the control loop
illum=0.85; % percentage of illumination
nActuator=subaps+1; % number of actuators
cut=2.3; % cutting the sub-apertures
nyquist=2; % Nyquist sampling parameter
fieldSS=75; % camera stop field size
```

1. **D**: tamanho do telescópio - diâmetro da abertura (em metros). Essa variável representa o diâmetro da abertura do telescópio e é usada para calcular o tamanho de cada subabertura.
2. **subaps**: número de subaberturas em diâmetro no WFS. Essa variável define quantas subaberturas serão usadas no sensor de frente de onda, responsável por medir a aberração atmosférica.
3. **d**: tamanho de cada subabertura - Passo da lente (em metros). Essa variável é calculada dividindo o tamanho do telescópio pelo número de subaberturas. Representa o tamanho de cada subabertura usada no sistema.

4. **wfsnpix**: número de píxeis de diâmetro de cada subabertura do WFS (píxeis). Define quantos píxeis serão usados para representar o diâmetro de cada subabertura no sensor de frente de onda.
5. **respupil**: resolução da pupila (em píxeis). Representa a resolução da pupila do telescópio, calculada multiplicando o número de subaberturas pelo número de píxeis de diâmetro de cada subabertura.
6. **samplingtime**: tempo de amostragem do sistema (em segundos). Define a frequência de amostragem do sistema, ou seja, com que frequência as medições são feitas e o controle é atualizado.
7. **r0**: parâmetro de Fried (em metros) - potência da turbulência. O parâmetro de Fried é uma medida da intensidade da turbulência atmosférica. Quanto menor o valor de r_0 , melhor é a qualidade do ambiente óptico, porque um r_0 menor indica que a turbulência atmosférica está causando menos distorções nas imagens.
8. **L0**: maior escala da turbulência (em metros). Essa variável define a maior escala da turbulência atmosférica que o sistema irá considerar.
9. **field**: campo de visão em segundos de arco. Representa o campo de visão que o telescópio pode observar em segundos de arco.
10. **windspeed**: velocidade das camadas de turbulência (em metros por segundo). Informa a velocidade do vento nas camadas de atmosfera que causam a turbulência.
11. **windirect**: configura a direção do vento na camada de turbulência. É especificada em graus, onde 0 representa normalmente o norte, 90° o leste, 180° o sul e 270° o oeste.
12. **layeraltitude**: altitude da camada turbulenta (em metros). Define a altitude das camadas de atmosfera onde a turbulência é gerada.
13. **NGSmag**: magnitude da estrela guia WFS. Representa o brilho da estrela guia usada pelo sensor de frente de onda para realizar a medição da aberração atmosférica.
14. **RON**: ruído de leitura WFS. Essa variável representa o ruído de leitura do sensor de frente de onda.

15. **nIt**: número de iterações para o loop de controle. Define quantas iterações o sistema irá executar para realizar o controle adaptativo.
16. **illum**: seleciona subaberturas válidas com base na porcentagem de iluminação. Essa variável determina quais subaberturas serão consideradas válidas com base na porcentagem de iluminação que elas recebem.
17. **nActuator**: número de atuadores. Define o número de atuadores utilizados no sistema de correção da aberração atmosférica.
18. **cut** : limiar de corte para magnitudes das oscilações, valor a partir do qual a máscara fará o bloqueio da luz.
19. **nyquist** : configura o parâmetro de amostragem de Nyquist, uma referência à taxa de amostragem necessária para evitar o *aliasing*⁵, onde detalhes de alta frequência não são bem representados.
20. **fieldSS** : configura o tamanho do campo de parada da câmera. O campo de parada é um dispositivo usado para limitar o ângulo do feixe de luz que entra no sistema óptico, controlando assim o campo de visão.

O código relaciona as variáveis no início do programa para facilitar o ajuste e a configuração dos parâmetros do sistema de AO de forma rápida e centralizada. Ao definir as variáveis no início do programa, o código permite que o usuário ou o desenvolvedor do sistema altere facilmente os valores dessas variáveis para adaptar o código a diferentes cenários ou condições de experimento, sem a necessidade de procurar por todas as ocorrências dessas variáveis ao longo do código.

4.3.2 Seleção de componentes

A segunda parte do código fará a criação de vários objetos que representam diferentes componentes do sistema adaptativo, elas vão se utilizar de vários argumentos definidos anteriormente

⁵ É um fenômeno que ocorre quando um sinal contínuo é discretizado (amostrado) a uma taxa inadequada, resultando em distorções na representação do sinal discreto. Um exemplo visual comum de *aliasing* ocorre em vídeos ou imagens digitais. Se você já viu uma roda girando rapidamente em uma filmagem, pode parecer que ela está girando para trás, ou até mesmo estática, dependendo da velocidade de rotação e da taxa de quadros do vídeo. Isso acontece porque a roda gira a uma velocidade que ultrapassa a taxa de amostragem dos quadros, resultando em *aliasing*.

```

%% telescope class
tel=telescope(D,'resolution',respupil,'fieldOfViewInArcsec', ...
field,'samplingTime',samplingtime);
tel2=telescope(D,'resolution',respupil,'fieldOfViewInArcsec', ...
field,'samplingTime',samplingtime);
%% wavefront sensor class
wfs=shackHartmann(subaps,respupil,illum);
wfs2=shackHartmann(subaps,respupil,illum);
%% atmosphere class
atm=atmosphere(photometry.V,r0,L0,'altitude',layeraltitude, ...
'windSpeed',windspeed,'windDirection',windirect);
%% source class
ngs=source;
ngs.magnitude=NGSmag;
ngs2=source;
ngs2.magnitude=NGSmag;
science=source('wavelength',photometry.K);
science2=source('wavelength',photometry.K);
%% imaging camera
cam=imager('nyquistSampling',nyquist,'fieldStopSize',fieldSS);
cam2=imager('nyquistSampling',nyquist,'fieldStopSize',fieldSS);

```

A classe `telescope` representa o telescópio que possui atributos como: tamanho, resolução da pupila e campo de visão, no código duas instâncias dessa classe são criadas: `tel` e `tel2`, para simular um sistema de AO com APM para dois cenários distintos. Ao utilizar dois telescópios, o código pode realizar um estudo comparativo entre os resultados obtidos para cada cenário. Pode-se investigar como a APM se comporta em cada telescópio, como a correção atmosférica varia entre os cenários e como o Strehl (razão de intensidade) é afetado. Cada telescópio é usado em conjunto com um sensor de frente de onda (WFS) e uma câmera de imagem, e cada um deles possui uma fonte de luz (estrela guia) e uma fonte de ciência.

Um Sistema de Óptica Adaptativa necessita de um sensor completo de frente de onda. O OOMAO emprega o sensor do tipo *Shack-Hartmann*. O sensor é composto por um conjunto de lentes e um detector. O modelo numérico incorpora o modelo físico ao incluir uma classe de matriz de lentes (*lenslet array*) e uma classe de detector na classe `ShackHartmann`. A

classe de matriz de lentes realiza a propagação numérica da frente de onda de *Fraunhofer* para o detector, e a classe de detector implementa um processo de detecção usando uma câmera CCD, considerando o ruído de leitura de *Poisson*. Por padrão, as imagens das lentes são amostradas em frequência *Nyquist*.

A classe `atmosphere` contém todos os parâmetros que definem a atmosfera. Os argumentos fornecidos na criação da classe são: `photometry.V` ou fotometria da banda V (comprimento de onda médio), utilizada para definir a constante de Fried (r_0), `L0`, `layeraltitude`, `windSpeed` e `windDirection` ou direção do vento (ângulo em radianos). Aqui, foi definido como 0, o que significa que o vento está vindo na direção do eixo x .

A classe `source` desempenha um papel essencial dentro da biblioteca OOMAO, pois ela atua como uma conexão entre outras classes. Um objeto dessa classe carrega consigo informações sobre a frente de onda, incluindo amplitude e fase, e interage com diferentes objetos que representam a atmosfera, o telescópio, o sensor de frente de onda, entre outros componentes. É possível realizar simulações tanto para estrelas guias naturais quanto para estrelas guias laser (artificiais).

No caso de uma estrela guia natural (NGS), a altura da fonte é considerada infinita. Já para uma estrela guia laser (LGS), a altura da fonte é finita e pode ser definida através de um vetor de alturas, dependendo da espessura da fonte.

Quatro instâncias da classe `source` serão criadas: `ngs`, `ngs2`, `science` e `science2`. A `ngs` representa uma fonte luminosa pontual utilizada para simular as estrelas guias, enquanto a `science` representa a fonte de ciência, que simula o objeto astronômico que está sendo observado pelo telescópio, foram definidos como um valor específico no infravermelho próximo (*K-band*) usando a biblioteca *photometry*.

A classe `imager` cria câmeras de imagem utilizadas para captar as imagens e realizar a detecção das sub-aberturas. Duas instâncias foram criadas: `cam` e `cam2`, com os parâmetros `nyquistSampling`: fator de amostragem de Nyquist, que define a taxa de amostragem da câmera e `fieldStopSize`: tamanho do campo de parada (em píxeis), que controla a quantidade de luz coletada pela câmera.

4.3.3 Inicialização dos componentes

O próximo elemento a ser estabelecido seria um espelho deformável (DM). Tanto o WFS quanto DM são posicionados de forma a serem opticamente conjugados à pupila do

telescópio. Os atuadores do DM são alinhados aos conjuntos de lentes do WFS seguindo a geometria Fried⁶, ou seja, são colocados nos cantos das lentes. No entanto, é importante salientar que, embora o DM seja parte integrante dos sistemas de Óptica Adaptativa, nosso projeto adotará uma abordagem específica (ver Figura 32b). Na simulação em questão, iremos utilizar o WFS em conjunto apenas com a APM, que desempenhará um papel ativo na correção óptica.

Será necessário inicializar o WFS calculando a “lente válida”, aquela que recebe luz suficiente conforme o valor de `illum`. A propagação da frente de onda será realizada utilizando os operadores sobrecarregados do Matlab, tais como `times (.)` e `mtimes (*)`.

```
%% propagation of source
ngs=ngs.*tel*wfs;
ngs2=ngs2.*tel2*wfs2;
science=science.*tel*cam;
science2=science2.*tel2*cam2;

%% wfs initialization
wfs.INIT
+wfs;
wfs2.INIT
+wfs2;

%% atmosphere coupling to telescopes
tel=tel+atm;
tel2=tel2+atm;
```

O sinal NGS é transmitido pelo telescópio, e a matriz de lentes do WFS é usada para formar as imagens que são capturadas pela câmera do sensor de frente de onda. Cada vez que uma chamada é feita usando o operador `.*`, os valores de amplitude e fase são restaurados aos valores padrão de 1 e 0, respectivamente, e então o operador `*` é aplicado. Quando o operador `*` é usado, a amplitude é multiplicada pela amplitude do objeto presente no lado direito, e a fase do objeto do lado direito é somada à fase do objeto original. O método `*` está invocando o método `relay` (retransmissão) do objeto presente no lado direito. A maioria das classes em OOMAO contém um método `relay`, o que permite que elas sejam usadas em conjunto com os operadores `.*` e `*`. Esses operadores são fornecidos pela classe `source`.

Uma notificação é gerada devido à falta de iluminação nas lentes localizadas nos cantos

⁶ Envolve a disposição de um conjunto de lentes que compõem o sensor de frente de onda e a posição dos atuadores do espelho deformável.

da matriz. Essa questão é solucionada usando o método `INIT`, que prepara o sensor para receber as medidas de frente de onda, ao selecionar apenas as lentes que recebem luz adequada para serem úteis na detecção da frente de onda.

Após a releitura do detector WFS e o término de um novo quadro de processamento, não há mais notificação, pois apenas as “lentes válidas” são processadas. Para obter uma nova leitura e calcular o centroide, é feita uma chamada ao operador sobrecarregado *uplus* ou simplesmente `+`.

A atmosfera é acoplada aos telescópios `tel` e `tel2` usando os operadores `+` e `-`. Isso significa que os efeitos da turbulência atmosférica serão aplicados ao telescópio, afetando a propagação da luz das fontes através da atmosfera.

```
%% photon noise on wfs detector
wfs.camera.photonNoise=true;
wfs2.camera.photonNoise=true;
%% readout-noise on wfs detector
wfs.camera.readOutNoise=RON;
wfs2.camera.readOutNoise=RON;
```

Neste ponto é habilitado o ruído de fóton nos detectores do sensor de frente de onda (`wfs.camera.photonNoise` e `wfs2.camera.photonNoise`), o que simula o ruído associado à detecção de fótons pelas câmeras. Também fica configurado o ruído de leitura nos detectores do sensor de frente de onda (`wfs.camera.readOutNoise` e `wfs2.camera.readOutNoise`) usando o valor definido anteriormente na variável `RON`.

```
%% initializing imaging camera for Strehl ratio computing
tel=tel-atm;
+science;
cam.referenceFrame=cam.frame;
+science;
tel=tel+atm;
+science;
tel2=tel2-atm;
+science2;
cam2.referenceFrame=cam2.frame;
+science2;
tel2=tel2+atm;
```

```
+science2;
```

Aqui, as câmeras de imagem `cam` e `cam2` são inicializadas para calcular o *Strehl*, que é uma medida da qualidade do sistema de telescópio adaptativo. Isso envolve a aquisição de imagens de referência das fontes (usando o operador `+science`), armazenando-as como referência (`cam.referenceFrame` e `cam2.referenceFrame`), e, em seguida, obtendo novas imagens das fontes após elas terem sido afetadas pela atmosfera (`+science`) e pelos sistemas ópticos do telescópio.

```
%% long exposure
cam.exposureTime=nIt;
flush(cam)
cam.strehl
flush(cam)
cam2.exposureTime=nIt;
flush(cam2)
cam2.strehl
flush(cam2)
```

Nesta parte do código, são realizadas longas exposições nas câmeras de imagem (`cam` e `cam2`) para calcular o valor do *Strehl*. A variável `nIt`, definida anteriormente como o número de iterações para o loop de controle, é atribuída como o tempo de exposição das câmeras de imagem para capturar as longas exposições. Isso significa que as câmeras irão captar imagens por um número específico de iterações, permitindo assim que a luz das fontes (`ngs` e `science`) seja acumulada nas imagens.

Os comandos `flush(cam)` e `flush(cam2)` são usados para iniciar a aquisição das imagens de longa exposição. Durante esse tempo de exposição (determinado pela variável `nIt`), as câmeras acumularão a luz proveniente das fontes.

Após a conclusão das longas exposições, os comandos `cam.strehl` e `cam2.strehl` são usados para calcular o valor do *Strehl* para as imagens capturadas pelas câmeras `cam` e `cam2`, respectivamente.

O *Strehl* (ver Equação 38) é uma medida da proporção entre a intensidade máxima da imagem corrigida e a intensidade máxima que seria obtida em um sistema óptico ideal (sem turbulência atmosférica). Um valor alto de *Strehl* indica que a correção adaptativa foi eficaz na redução dos efeitos da turbulência e, portanto, a qualidade da imagem é melhorada. Os comandos

`flush(cam)` e `flush(cam2)` são usados novamente para limpar as câmeras após o cálculo do *Strehl*, preparando-as para futuras capturas de imagem.

Essa parte do código é crucial para avaliar a qualidade das imagens capturadas após a correção da turbulência atmosférica pelo sistema do telescópio adaptativo. Ao realizar longas exposições, a luz proveniente das fontes é acumulada nas imagens, permitindo que os efeitos da turbulência sejam reduzidos e proporcionando uma imagem com melhor resolução. O valor do *Strehl* é uma métrica importante para medir o desempenho do sistema adaptativo e sua capacidade de corrigir os efeitos da turbulência.

4.3.4 Calibrando a máscara

Nesta parte do código, ocorre o circuito fechado de óptica adaptativa, que é responsável por ajustar a APM com base nas medidas do sensor de frente de onda (WFS). Vamos analisar o código em detalhes:

```
%% Initializing the APM
Pupila=tel.pupil;
A=double(wfs.validLenslet);
j=1;
for i=1:100
    if A(i)>0
        A(i)=j;
        j=j+1;
    end
end
Pupila2=tel2.pupil;
B=double(wfs2.validLenslet);
r=1;
for s=1:100
    if B(s)>0
        B(s)=r;
        r=r+1;
    end
end
```

As variáveis `Pupila` e `Pupila2` são inicializadas com a pupila do telescópio `tel` e `tel2`, respectivamente. A seguir, são criadas matrizes `A` e `B` a partir das informações do sensor de frente de onda `wfs` e `wfs2`, indicando quais lentes estão ativas (ou seja, quais subaberturas são válidas).

```
%% closed-loop adaptive optics
gain=0.5;
ngs.logging=true;
ngs=ngs.*tel*wfs;
figure;
h=imagesc(ngs.meanRmOpd*1e6);
colorbar;
ngs2=ngs2.*tel2*wfs2;
figure;
g=imagesc(ngs2.meanRmOpd*1e6);
colorbar;
science=science.*tel*cam;
science2=science2.*tel2*cam2;
for k=1:nIt
    fprintf('CL_Frame_%d/%d\n',k,nIt);
    +tel;
    +ngs;
    +ngs2;
    +science;
    +science2;
    % obtaining the mask from wfs
    C=wfs.xSlopesMap;
    D=wfs.ySlopesMap;
    % result matrix initialization
    E=zeros(10);
    for i=1:10
        for j=1:10
            if C(i,j)~=0 || D(i,j)~=0
                c_squared=C(i,j)^2;
                d_squared=D(i,j)^2;
```

```

        e_sum=c_squared+d_squared;
        e_value=sqrt(e_sum);
        E(i,j)=e_value;
    end
end
end

```

Esse código implementa o circuito fechado de óptica adaptativa, onde a máscara de pupila adaptativa é atualizada iterativamente com base nas medidas do WFS, buscando melhorar a qualidade das imagens capturadas. Através desse processo, o sistema de telescópio adaptativo ajusta a máscara de correção para lidar com as variações na turbulência atmosférica e, assim, otimizar a correção das imagens observadas. O valor médio da área de abertura da pupila adaptativa é uma métrica que pode ser usada para avaliar a eficiência do sistema de correção adaptativa.

4.3.5 Ligação dos componentes a um sistema de controle

A máscara de pupila adaptativa é calculada com base nos valores obtidos na matriz *E*. A matriz *E* contém as magnitudes das inclinações de todas as sub-aberturas válidas do sensor de frente de onda (WFS). Cada valor em *E* representa a magnitude da inclinação de uma sub-abertura válida.

A máscara de pupila adaptativa é criada para selecionar quais sub-aberturas serão utilizadas para a correção das distorções atmosféricas. Sub-aberturas com baixa magnitude de inclinação são consideradas úteis para a correção, enquanto sub-aberturas com alta magnitude de inclinação podem ser menos úteis e podem ser excluídas para reduzir o ruído no sistema.

O processo de cálculo da máscara é realizado da seguinte maneira:

```

% Logic to calculate the mask
Mask = ones(100,100);
for l = 1:10
    for c = 1:10
        if E(l,c) > cut
            Mask((l*10-9):l*10, (c*10-9):c*10) = zeros(10,10);
        end
    end
end

```

```

end
% update mask
set(h,'Cdata',ngs.meanRmOpd*1e6);
tel2.pupil=Pupila2.*Mask;
set(g,'Cdata',ngs2.meanRmOpd*1e6);
titulo=sprintf('CL_Frame_%d/%d',k,nIt);
title(titulo)
area_k(k)=100*sum(tel2.pupil(:))/sum(Pupila(:));
drawnow
end

```

Uma matriz `Mask` é inicializada com o mesmo tamanho da pupila do telescópio principal (`tel.pupil`). Essa matriz começa com todos os elementos iguais a 1, indicando que todas as sub-aberturas são inicialmente consideradas válidas para o circuito de óptica adaptativa.

O código utiliza um loop `for` para percorrer todas as células da matriz `E` (10×10 sub-aberturas). Cada célula da matriz `E` corresponde a uma sub-abertura válida e contém a magnitude de inclinação para aquela sub-abertura.

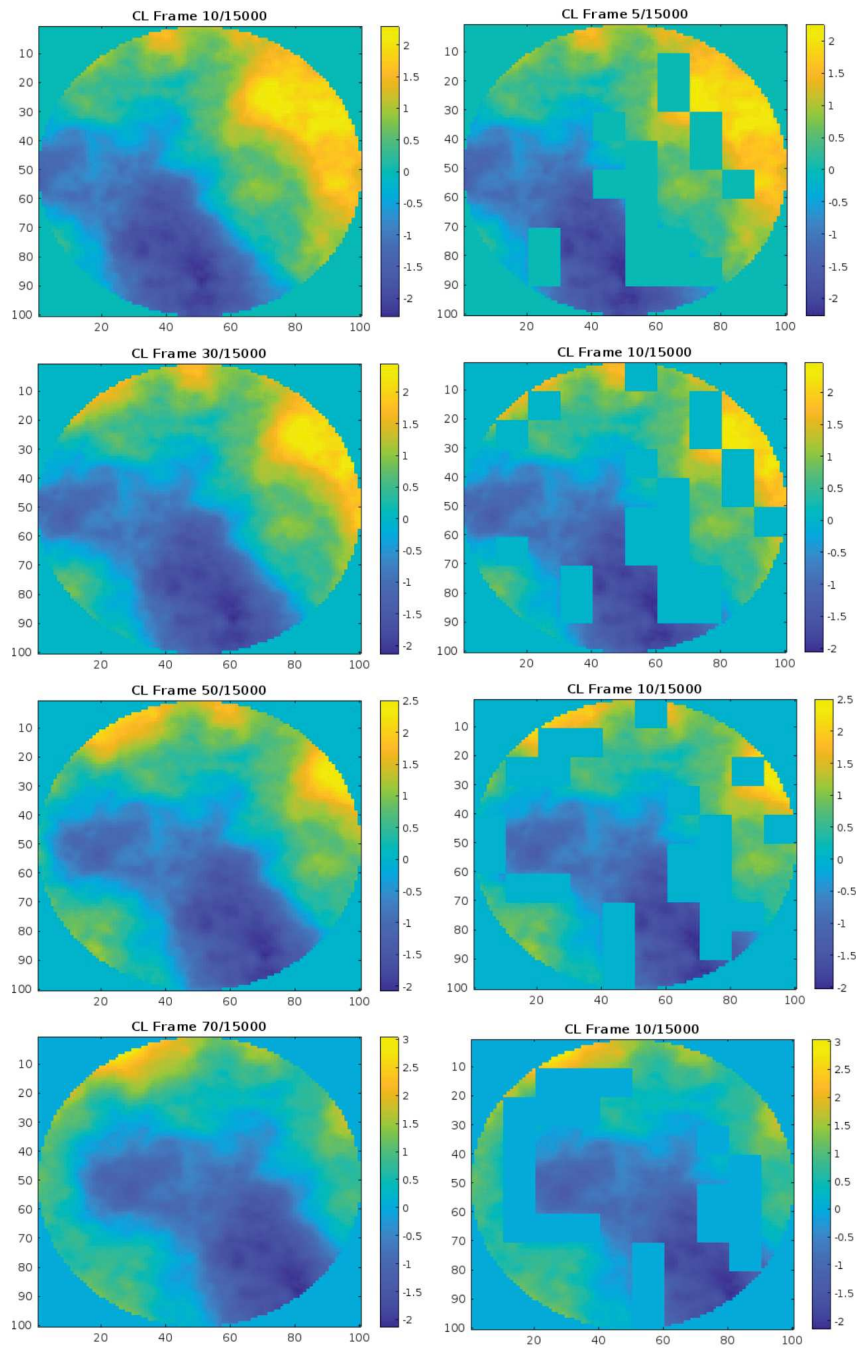
Para cada sub-abertura válida, o código verifica se o valor correspondente na matriz `E` é maior que `cut` (limiar de corte, que pode variar dependendo da aplicação). Se a magnitude da inclinação da sub-abertura for maior que `cut`, isso indica que a sub-abertura está recebendo maior variação de fase, com uma alta contribuição para a correção das distorções atmosféricas.

Nesse caso, a região da pupila correspondente àquela sub-abertura é cortada da máscara `Mask`, ou seja, a sub-abertura é excluída do circuito de óptica adaptativa. Isso é feito atribuindo valor 0 à região correspondente na matriz `Mask`, indicando que a sub-abertura não será utilizada para a correção.

Ao final do loop, a matriz `Mask` foi atualizada e agora contém zeros nas regiões correspondentes às sub-aberturas com alta magnitude de inclinação, ou seja, as sub-aberturas afetadas por intensa turbulência foram excluídas. As sub-aberturas com baixa magnitude de inclinação não foram cortadas da máscara e permanecem com valor 1 na matriz `Mask`, indicando que essas sub-aberturas serão utilizadas para a correção das distorções atmosféricas.

Essa foi a abordagem empregada para simular a APM no OOMAO. A máscara resultante (`Mask`) da pupila adaptativa é, então, aplicada à pupila do telescópio principal `tel.pupil`, determinando quais sub-aberturas serão empregadas no sistema de AO de circuito fechado. A escolha dessas sub-aberturas é atualizada a cada iteração do loop de controle, permitindo

Figura 34 – Sequência de *frames* destacando a eficácia da APM na correção da turbulência atmosférica. O parâmetro de corte foi ajustado em 2,3. À esquerda, sem correção, e à direita, com a atuação da APM.



Fonte: autoria própria

a utilização exclusiva das sub-aberturas mais relevantes para a correção. Esse procedimento aprimora a eficiência do sistema de óptica adaptativa.

As imagens da turbulência (Figura 34) são geradas a partir dos dados do objeto *ngs* (fonte de luz, neste caso, a estrela-guia) e *ngs2* (outra fonte de luz) após a propagação através do telescópio e do sensor de frente de onda. Elas representam as distorções atmosféricas presentes

nas sub-aberturas do sensor de frente de onda, sendo usadas para visualizar o efeito da turbulência atmosférica nas imagens. Elas são idênticas, contudo, A máscara atua somente na imagem representada pela variável φ . Essa rotina permite observar a evolução temporal da APM durante a simulação.

Na análise da Figura 34, destaca-se a observação de que as áreas de corte da APM foram cuidadosamente dispostas em regiões específicas. Essa disposição estratégica ocorre nos locais em que a magnitude da inclinação da sub-abertura ultrapassa o limiar determinado pela variável de corte, conforme evidenciado graficamente nas proximidades de regiões discrepantes do mapa de fase. Essa configuração da APM reflete uma abordagem precisa para otimizar a eficácia da máscara, concentrando-se em áreas onde as distorções atmosféricas são mais acentuadas. A correlação entre as áreas de corte e as regiões de variação significativa na inclinação do mapa de fase destaca a capacidade da APM em direcionar sua correção de forma adaptativa e eficiente.

5 RESULTADOS E DISCUSSÃO

As simulações realizadas com a APM foram conduzidas em telescópios com abertura de 4 metros, visando analisar sua resposta à evolução da turbulência atmosférica. O parâmetro de corte foi ajustado em 35 ocasiões dentro de um intervalo de valores ($1 < \text{cut} < 5$), com 15.000 interações para cada valor.

Tabela 7 – Comparativo das razões de *Strehl* entre telescópios.

Corte (píxel)	<i>Strehl</i> ₁	<i>Strehl</i> ₂	Área Bloqueada (%)
1	0,0547	0,0359	68,1669
1,1	0,0547	0,0396	64,9485
1,2	0,0547	0,043	61,5781
1,3	0,0547	0,0462	58,0312
1,4	0,0547	0,0493	54,4152
1,5	0,0547	0,052	50,791
1,6	0,0547	0,0542	47,0599
1,65	0,0547	0,0551	45,2555
1,7	0,0547	0,0562	43,4469
1,8	0,0547	0,0578	39,9993
1,9	0,0547	0,0591	36,3571
2	0,0547	0,0599	32,9656
2,1	0,0547	0,0605	29,6593
2,2	0,0547	0,0607	26,5933
2,3	0,0547	0,0608	23,6313
2,4	0,0547	0,0607	20,9015
2,5	0,0547	0,0604	18,3613
2,6	0,0547	0,0599	15,8894
2,7	0,0547	0,0595	13,6376
2,8	0,0547	0,059	11,6144
2,9	0,0547	0,0585	9,6653
3	0,0547	0,0579	7,9537
3,1	0,0547	0,0574	6,4193
3,2	0,0547	0,0568	5,0873
3,3	0,0547	0,0564	3,9226
3,4	0,0547	0,0559	2,9441
3,5	0,0547	0,0556	2,1658
3,6	0,0547	0,0554	1,5458
3,7	0,0547	0,0552	1,0876
3,8	0,0547	0,055	0,7344
3,9	0,0547	0,0549	0,4994
4	0,0547	0,0548	0,3454
4,1	0,0547	0,0548	0,2395
4,2	0,0547	0,0548	0,16
4,3	0,0547	0,0547	0,1097
4,4	0,0547	0,0547	0,0751
4,5	0,0547	0,0547	0

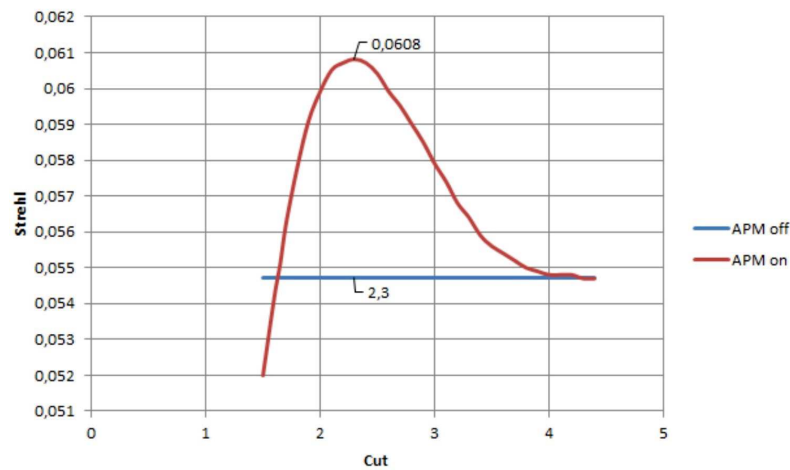
Fonte: autoria própria

Essa abordagem possibilitou a condução de um estudo comparativo entre sistemas com e sem a incorporação da APM. Os resultados obtidos indicam uma melhoria significativa no

índice de *Strehl* para o sistema que integrou a APM, conforme evidenciado na Tabela 7 e no gráfico comparativo apresentado na Figura 35.

A escolha do valor da variável *cut* na APM tem um impacto significativo no desempenho da óptica adaptativa e na qualidade das correções feitas pelo sistema. Uma vez que o valor de *cut* controla quais partes da correção são consideradas válidas e quais são atenuadas, ou seja, o limite a partir do qual as oscilações das sub-aberturas do sensor de frente de onda são consideradas grandes o suficiente para serem corrigidas. É fundamental entender o que ele representa e como afeta os resultados.

Figura 35 – Variação de *Strehl* dos telescópios com e sem a APM.



Fonte: autoria própria

Ao aumentar o valor de *cut* para além de 1,65, a máscara passa a permitir uma razão *Strehl* maior no telescópio 2, isso é considerado um bom resultado, pois indica que o sistema está fazendo uma correção mais agressiva nas distorções atmosféricas. Isso pode ser benéfico em certos cenários, especialmente se o objetivo for maximizar a qualidade das imagens obtidas por este telescópio.

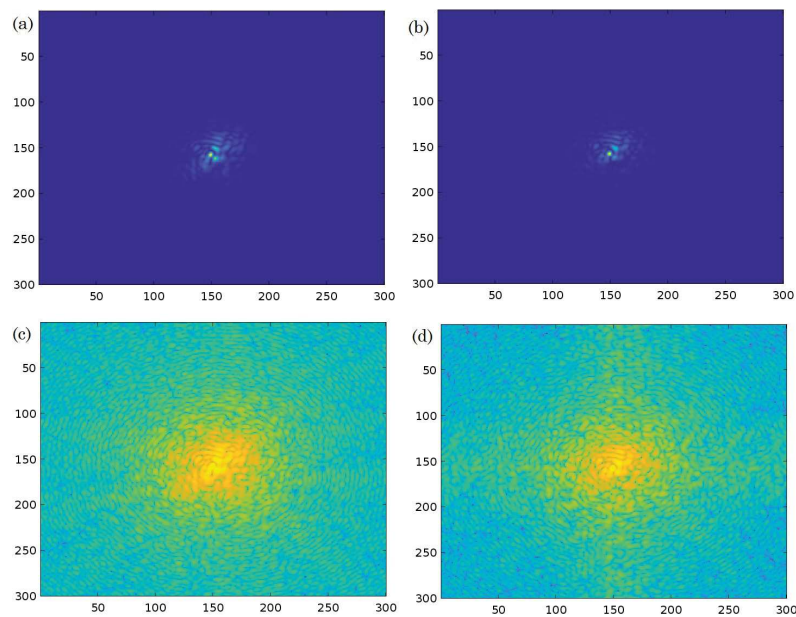
Ao definir a variável de corte com um limite superior, como 1,65, para delinear as regiões onde a APM será aplicada, estamos, essencialmente, selecionando as sub-aberturas do WFS que serão utilizadas para a correção adaptativa. Se uma sub-abertura específica apresentar inclinações (*slopes*) que ultrapassem esse limite, isso pode indicar uma área da atmosfera com turbulência mais intensa ou variações significativas. Nessas regiões, a correção adaptativa pode ter maior eficácia ou até ser benéfica, já que tentar corrigir essas inclinações acentuadas pode resultar em ganho de qualidade na imagem.

Portanto, a estratégia de ajustar a APM com base nas inclinações medidas pelo WFS é

logicamente válida. Essa abordagem auxilia na otimização da correção adaptativa, concentrando-se nos pontos em que a correção terá um impacto positivo na qualidade da imagem. Permitir que o telescópio 2 possua uma razão *Strehl* maior nessas áreas pode resultar em uma imagem final mais nítida e de qualidade superior.

A Figura 36 ilustra um exemplo dessa correção, sendo (a) e (c) as imagens associadas ao telescópio sem APM enquanto (b) e (d) ao telescópio com APM ativa. O uso do logaritmo serve para realçar detalhes em áreas de baixo contraste e para destacar diferenças significativas nos níveis de intensidade luminosa nas imagens, por essa razão (c) e (d) representam o logaritmo dos *buffers* de imagem das câmeras.

Figura 36 – *Buffers* de imagem capturados pelas câmeras.
As imagens à esquerda foram geradas sem correção de AO, enquanto as da direita com uso da APM.



Fonte: autoria própria

No entanto, é importante considerar algumas nuances ao definir o valor de `cut`:

- **Extensão das Correções:** o parâmetro `cut` influencia a máscara de maneira não-linear, determinando a extensão das áreas da pupila bloqueadas. Diferentes valores de `cut` podem permitir a inclusão variável de regiões pupilares, resultando em correções mais ou menos extensas. Isso impacta na razão *Strehl*, podendo otimizá-la, mas também pode restringir a área efetiva.
- **Trade-off entre Brilho e Qualidade:** um valor de `cut` mais alto pode permitir uma maior intensidade de luz no telescópio 2, resultando em imagens mais brilhantes, mas isso pode

ser às custas de uma qualidade geral inferior devido a correções menos agressivas.

- **Turbulência Variável:** a atmosfera é variável, e um valor de cut muito baixo pode levar a correções excessivas em momentos de menor turbulência, o que pode prejudicar a qualidade das imagens em situações de boa atmosfera.
- **Dependência do Sistema:** a resposta do sistema óptico, sensores de frente de onda e processamento da APM podem variar com as configurações específicas do seu sistema e a natureza das distorções atmosféricas.

Portanto, a escolha do valor de cut é uma decisão que deve ser baseada nas necessidades específicas da sua aplicação, nos objetivos de observação e nas características do sistema. Realizar simulações e análises é um ótimo passo para avaliar o desempenho do sistema em diferentes cenários e escolher o valor que melhor se adapta aos seus objetivos. O controle da óptica adaptativa é um equilíbrio delicado entre correções agressivas e limitações práticas do sistema. Melhorias significativas na razão *Strehl* pode ser indicativo de um ajuste positivo, desde que os *trade-offs* mencionados sejam considerados.

Outra informação que podemos extrair dos dados é que a APM torna-se ineficiente a partir de $cut > 4$, não havendo mais diferença entre o *Strehl* dos dois telescópios, ou seja, a máscara não bloqueia mais nada.

Nossa análise revelou uma descoberta significativa: há um intervalo específico de valores para o parâmetro cut no qual a eficiência da correção se mostra mais efetiva, resultando em imagens estelares mais nítidas. Esse intervalo é definido como $2,1 < cut < 2,5$. Durante essa faixa de valores, a Máscara de Pupila Adaptativa alcança um equilíbrio ideal entre a correção das distorções atmosféricas e a preservação da fidelidade da imagem. Este aprimoramento, refletido em um aumento de aproximadamente 11,14% no valor do *Strehl*, destaca ainda mais a importância desse intervalo específico para otimizar a qualidade da correção óptica.

À medida que cut se move dentro da faixa de valores eficientes, observamos um aumento na qualidade das correções atmosféricas. Valores de cut nesse intervalo permitem que a máscara atue de forma mais focada nas áreas problemáticas da pupila, resultando em correções mais precisas e melhorias na razão *Strehl*. Isso reflete diretamente na nitidez e clareza das estrelas nas imagens capturadas.

5.1 OPÇÕES DE MATERIAIS PARA FABRICAÇÃO DA MÁSCARA DE PUPILA ADAPTATIVA

A Máscara de Pupila Adaptativa desempenha um papel crítico na correção de distorções atmosféricas em sistemas de observação astronômica. A escolha do material para a construção da APM é um fator determinante na eficácia do sistema. Nesta seção, exploraremos duas opções principais de materiais para a fabricação da APM: telas de cristal líquido e o *Digital Micromirror Devices* (DMDs).

5.1.1 Telas de cristal líquido como opção inicial

As telas de cristal líquido emergiram como uma escolha inicial para a fabricação da APM devido à sua capacidade de ajuste de fase em tempo real. Essas lentes oferecem vantagens significativas na correção de distorções ópticas. No entanto, enfrentam desafios que merecem atenção.

Uma máscara confeccionada a partir de cristal líquido é capaz de diminuir significativamente a quantidade de luz que a atravessa, resultando em uma perda de metade da intensidade luminosa incidente. Essa diminuição na transmissão da luz ocorre devido às propriedades ópticas do cristal líquido empregado na máscara, que atua principalmente por meio da polarização da luz. Esse fenômeno é análogo à maneira como lentes e outros dispositivos ópticos afetam o fluxo luminoso, mas, no caso da máscara de cristal líquido, a manipulação da polarização é o mecanismo-chave envolvido.

O grau de atenuação da luz depende de vários fatores, incluindo a composição do cristal líquido, sua espessura, sua capacidade de polarização e as condições de operação. Os cristais líquidos podem ser ajustados eletricamente para controlar a quantidade de luz que é permitida ou bloqueada.

No contexto da óptica adaptativa e da Máscara de Pupila Adaptativa, um uso comum de máscaras de cristal líquido é para criar máscaras de fase ajustáveis. Essas máscaras podem ser usadas para modular a fase da luz que passa através delas, permitindo correções de aberração em tempo real. No entanto, ao fazer isso, parte da luz incidente pode ser absorvida ou desviada, resultando em alguma perda de intensidade luminosa.

Um desafio fundamental das lentes de cristal líquido é sua tendência a absorver e desviar parte da luz incidente. Isso pode resultar em perda de eficiência luminosa e, por vezes,

comprometer a qualidade das imagens.

É importante projetar e configurar essas máscaras de cristal líquido de maneira eficaz para minimizar as perdas de luz indesejadas, ao mesmo tempo, em que se obtém a correção óptica desejada. Portanto, o equilíbrio entre a correção óptica e a eficiência de transmissão de luz é uma consideração crítica ao utilizar máscaras de cristal líquido em aplicações de óptica adaptativa.

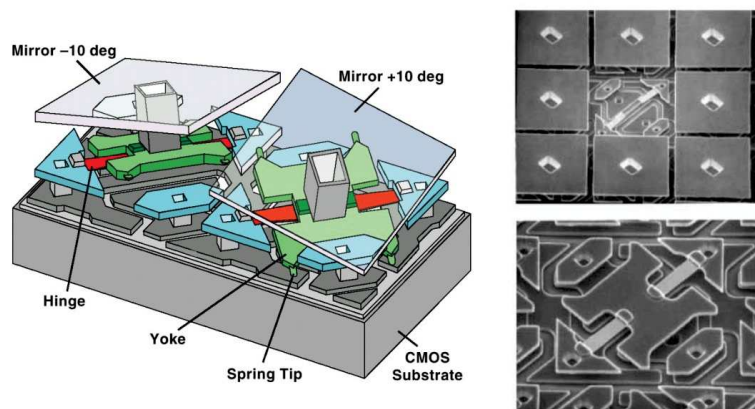
5.1.2 Alternativa: *Digital Micromirror Devices* (DMDs)

Os DMDs são componentes ópticos microeletromecânicos (MEMS) que consistem em uma matriz de milhares ou até mesmo milhões de microespelhos individuais que podem ser ajustados eletronicamente. Cada microespelho é um pequeno espelho plano, geralmente com dimensões da ordem de micrômetros (ver Figura 37), que pode ser inclinado em duas posições distintas: “ligado” (refletindo luz) e “desligado” (não refletindo luz).

Segundo a *Texas Instruments*(TI), fabricante dos DMDs:

O Digital Micromirror Device (DMD), ou chip DLP, é um dispositivo de direção de luz MEMS eficiente e de alta velocidade que pode funcionar com qualquer tipo de luz, incluindo visível, infravermelha e ultravioleta. Usando os recursos comprovados de fabricação de semicondutores da TI, cada DMD contém até 8,8 milhões de microespelhos controlados individualmente, construídos sobre uma memória CMOS associada. Desde 1996, a TI produziu mais de 40 milhões de chipsets DLP para clientes em todo o mundo (TEXAS INSTRUMENTS, 2016, p. 2).

Figura 37 – Dois píxeis DMD (os espelhos aparecem transparentes).

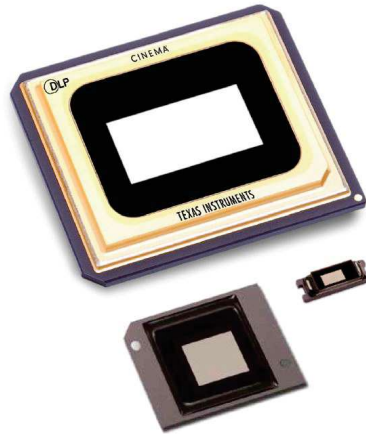


Fonte: adaptado de Hornbeck (1997, p. 29)

Os DMDs são frequentemente usados em aplicações de projeção digital, como projetores de vídeo, onde os microespelhos são usados para direcionar a luz de uma fonte de iluminação em

píxeis específicos em um display ou tela de projeção. Quando um microespelho está “ligado”, ele reflete luz em direção à tela, criando um píxel iluminado. Quando está “desligado”, ele direciona a luz longe da tela, criando um píxel escuro.

Figura 38 – Modelos de Chips DLP® da TI.



Fonte: TEXAS INSTRUMENTS (2016, p. 2)

No contexto da óptica adaptativa e da APM, os DMDs podem ser usados de forma semelhante para criar máscaras adaptativas que podem ser ajustadas para modificar a fase da luz. Cada microespelho atua como um elemento de controle de fase que pode ser ajustado individualmente, permitindo o bloqueio ou a passagem da luz para minimizar as distorções atmosféricas em tempo real.

A capacidade de controlar cada microespelho de forma precisa e rápida torna os DMDs uma opção atraente para sistemas de óptica adaptativa, ao permitirem a correção dinâmica das distorções atmosféricas em observações astronômicas e outras aplicações de imagem que requerem alta precisão.

Os DMDs apresentam-se como uma alternativa promissora às lentes de cristal líquido. Com milhares de microespelhos ajustáveis individualmente, os DMDs oferecem as seguintes vantagens notáveis.

- **Controle de Abertura e Fechamento:** os DMDs possibilitam o controle preciso da abertura e fechamento da APM em tempo real. Essa capacidade permite correções instantâneas das distorções atmosféricas.
- **Eficiência de Transmissão de Luz:** comparativamente, os DMDs demonstram uma eficiência de transmissão de luz superior quando contrastados com as telas de cristal líquido. Isso se traduz em menos perda de intensidade luminosa.

- Custo-benefício: os DMDs são relativamente acessíveis em termos de custo, especialmente quando comparados a materiais ópticos personalizados ou dispositivos mais complexos.

Do ponto de vista comparativo, é possível encontrar chips de DMD à venda na internet, com preços que variam entre 55 e 225 dólares. Essa acessibilidade torna os dispositivos DMD uma opção altamente atrativa para projetos de óptica adaptativa, principalmente considerando a relação custo-benefício. É relevante observar, no entanto, que a correção de aberrações ópticas por meio de DMDs pode apresentar limitações em comparação com tecnologias mais dispendiosas, como espelhos deformáveis. Mesmo assim, os DMDs continuam a representar uma solução econômica.

Por outro lado, os espelhos deformáveis piezoelétricos, embora sejam inegavelmente eficazes para aplicações de óptica adaptativa, apresentam uma disparidade significativa de custo. Os preços desses espelhos começam geralmente em torno de US\$ 4.000, e modelos mais sofisticados podem chegar a mais de US\$ 20.000 (ver Tabela 8). Essa diferença substancial de preços torna a escolha dos DMDs uma opção economicamente viável para projetos com orçamento limitado, como no caso da APM.

Tabela 8 – Tabela de preços de espelhos deformáveis por número de atuadores.

Modelo	Fabricante	Atuadores	Curso (μm)	Pupila (mm)	Preço (US\$)
DM32-22	Dynamic Optics	32	*	22	10.130
DMP40-P01	Thorlabs	40	18	14	4.373
MIRAO 52E	Imagine Optics	52	50	15	12.284
DM64-22	Dynamic Optics	64	*	22	12.410
DM69-15	Alpao	69	60	10,5	25.054
DM97-15	Alpao	97	60	13,5	42.500
DM140A-35	Boston Micromachines	140	3,5	6,75	22.000

Fonte: cotação de preços realizado pelo autor

Uma APM composta por DMDs proporcionam um equilíbrio eficaz entre a qualidade da correção e a gestão de custos do projeto. Embora sua correção possa não alcançar o mais alto nível de qualidade possível, ela ainda oferece uma correção adaptativa satisfatória para muitas aplicações. Essa abordagem permite otimizar os recursos financeiros disponíveis, tornando os DMDs uma escolha viável para nossa pesquisa em óptica adaptativa, levando em consideração tanto a economia quanto a eficácia.

A implementação bem-sucedida desses dispositivos em APMs não está isenta de desafios. A pesquisa futura se concentrará no desenvolvimento de materiais mais eficientes e na otimização de sistemas de APM para alcançar desempenho ideal.

6 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

A óptica adaptativa é um campo em constante evolução, com um potencial significativo para revolucionar nossa capacidade de observar o cosmos. Além de corrigir distorções atmosféricas, a Máscara de Pupila Adaptativa também pode desempenhar um papel importante na melhoria do contraste da imagem, permitindo a detecção de exoplanetas e companheiros fracos que orbitam estrelas distantes. Esse avanço crucial se dá pela capacidade da APM em bloquear ativamente áreas da frente de onda que estejam fora de fase, o que nos possibilita manipular a Função de Espalhamento de Pontos, tornando-a mais adequada para a detecção de objetos celestes de interesse.

A proposta de uma simulação alternativa em Óptica Adaptativa, que inclui a máscara pupilar adaptativa, utilizando o software de simulação OOMAO (*Mathlab*), representa um passo significativo em direção à compreensão e otimização desses sistemas. Essa simulação abrangente permite a análise detalhada de como a APM pode melhorar a qualidade das observações astronômicas, particularmente em termos de contraste, abrindo novas possibilidades de pesquisa em astrofísica.

Além disso, a sugestão de substituir o espelho deformável por uma APM composta por espelhos MEMS é um avanço promissor. Os dispositivos eletrônicos, como DMDs, oferecem uma alternativa mais acessível em relação aos espelhos deformáveis piezoelétricos, que são notoriamente onerosos. A busca por soluções economicamente viáveis é essencial para expandir o acesso à óptica adaptativa e suas aplicações em projetos óticos diversos. Embora a APM composta por DMDs possa apresentar algumas limitações em relação a sistemas mais sofisticados, sua relação custo-benefício a torna uma escolha atraente para muitas iniciativas, incluindo a nossa pesquisa.

Portanto, o estudo das opções de materiais para a fabricação da Máscara de Pupila Adaptativa não é apenas um exercício acadêmico, mas sim um passo concreto em direção ao aprimoramento da pesquisa astronômica em óptica adaptativa. À medida que a tecnologia continua avançando e a pesquisa nesse campo prossegue, esperamos que a óptica adaptativa se torne mais acessível e eficaz, permitindo uma exploração ainda mais profunda do Universo. A busca por alternativas mais econômicas e aprimoramentos contínuos na qualidade das observações estelares refletem o compromisso da comunidade científica em desvendar os segredos do cosmos, impulsionados pelo poder da adaptação óptica.

Assim, a Óptica Adaptativa se mantém como uma área de pesquisa empolgante, com um futuro promissor que promete expandir nossa compreensão do Universo e nosso potencial de explorá-lo em profundidade.

Sugestões para Futuras Pesquisas:

1. **Otimização da APM:** Investigar ainda mais as técnicas de otimização da APM para obter a máxima qualidade nas observações estelares, ajustando os materiais e sistemas de acordo com os objetivos específicos.
2. **Integração de APM com Sistemas Tradicionais de Óptica Adaptativa:** Investigar a sinergia entre a Máscara de Pupila Adaptativa e os sistemas tradicionais de óptica adaptativa. Essa pesquisa pode avaliar como a combinação da APM com espelhos deformáveis e outros componentes ópticos podem melhorar ainda mais a correção de distorções atmosféricas e a qualidade das observações astronômicas. A exploração de estratégias de integração eficazes abrirá novas perspectivas para a pesquisa em óptica adaptativa e o desenvolvimento de sistemas ópticos avançados.
3. **Manipulação da Função de Espalhamento Pontual com APM:** Explorar a capacidade da Máscara de Pupila Adaptativa para manipular a PSF e, assim, alterar o padrão *Airy* e outros fenômenos de espalhamento. Isso pode permitir a detecção de objetos próximos a estrelas que, de outra forma, seriam obscurecidos pelos anéis de difração. Investigar as técnicas e algoritmos necessários para modificar a PSF de forma controlada e como essa abordagem pode ser aplicada à detecção de exoplanetas e objetos celestes de interesse nas proximidades de estrelas. Essa pesquisa abrirá novos caminhos para a observação de sistemas estelares e a caracterização de exoplanetas.
4. **Caracterização de Exoplanetas:** Explorar em detalhes as aplicações da APM na caracterização de exoplanetas, incluindo a análise de atmosferas planetárias e o estudo de objetos celestes próximos às estrelas.
5. **Alternativas de Custo Acessível:** Explorar novas alternativas econômicas à óptica adaptativa, como dispositivos de controle de fase de baixo custo, para tornar essa tecnologia mais acessível a uma variedade de projetos de pesquisa.

No tocante a observação de estrelas duplas próximas, a Máscara de Pupila Adaptativa também desempenha um papel essencial, permitindo uma distinção mais clara entre os com-

ponentes individuais desses sistemas astrofísicos. O uso da APM para resolver estrelas duplas próximas proporciona *insights* valiosos sobre a dinâmica e a evolução estelar, contribuindo para a compreensão de como essas estrelas interagem e evoluem ao longo do tempo. Além disso, a capacidade de melhorar o contraste da imagem por meio da APM é especialmente benéfica ao estudar estrelas duplas próximas, onde a separação entre os componentes é frequentemente muito pequena. Isso não apenas aprimora nossa compreensão das propriedades físicas desses sistemas, mas também tem implicações para nossa compreensão da formação estelar e da evolução de estrelas binárias, enriquecendo a pesquisa astronômica e fortalecendo o papel da óptica adaptativa no estudo do cosmos.

Portanto, enquanto reconhecemos que a correção da turbulência atmosférica pela APM pode ter suas limitações em comparação com sistemas mais complexos, é imperativo ressaltar que essa abordagem é incomparavelmente mais econômica do que a aquisição de um espelho deformável. Essa economia substancial é uma justificativa sólida para a implementação bem-sucedida do nosso projeto, mostrando que a óptica adaptativa acessível e eficaz pode ser uma realidade, tornando-se uma valiosa ferramenta para pesquisadores e cientistas de diversas áreas.

A pesquisa em óptica adaptativa é uma jornada emocionante que não apenas aprimora nossas observações do Universo, mas também cria oportunidades para novas descobertas. Conforme continuamos a explorar os limites da correção óptica, novas fronteiras na astrofísica e na pesquisa espacial estão destinadas a se abrir. A busca por soluções versáteis e acessíveis promete tornar a óptica adaptativa uma ferramenta fundamental para cientistas, astrônomos e pesquisadores de todos os níveis. O futuro é promissor, e a óptica adaptativa desempenhará um papel fundamental na expansão de nossos horizontes em direção às estrelas.

Nossa pesquisa revela que “Ver é, em certo sentido, uma arte que deve ser aprendida”, como afirmou Herschel (1912), e com a Máscara de Pupila Adaptativa, estamos refinando essa arte, desvelando os segredos do cosmos e ampliando os limites do que podemos enxergar e compreender no vasto Universo que nos rodeia.

REFERÊNCIAS

ARGYLE, Robert W. **Observing and Measuring Visual Double Stars**. 2. ed. New York, USA: Springer, 2012. (The Patrick Moore Practical Astronomy Series). ISBN 978-1-4614-3944-8.

AUTRAN, Charles. **Johannes Michael Antonius Polman (Padre Jorge Polman)**. 2012. <http://astronomia.blog.br/>. Acesso em 06 setembro 2023.

BARNARD, E. E. Observations of the Double Star Krueger 60. (Burnham Gen. Cat. 11761, 1880.0 α 22h 23m 43s, δ + 57,6°.): (Plate 9, 10.). **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 76, n. 7, p. 592–606, 05 1916. ISSN 0035-8711. Disponível em: <https://doi.org/10.1093/mnras/76.7.592>.

BATTEN, Alan H. **Binary and Multiple Systems of Stars**. 1. ed. Victória, Canadá: Pergamon Press, 1973. ISBN 0-08-016986-4.

BAUER, Maïke. **Eclipsing Binaries**. 2018. University of Graz. Disponível em: https://static.uni-graz.at/fileadmin/_Persoenliche_Webseite/ratzka_thorsten/BachelorarbeitMaïkeBauer.pdf.

BENACQUISTA, Matthew J.; DOWNING, Jonathan M. B. Relativistic binaries in globular clusters. **Living Reviews in Relativity**, Springer Science and Business Media LLC, v. 16, n. 1, Mar 2013. ISSN 1433-8351. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.12942/lrr-2013-4>.

BROOKS, Randall C. The development of micrometers in the seventeenth, eighteenth and nineteenth centuries. **Journal for the History of Astronomy**, Science History Publications Ltd, v. 22, n. 2, p. 127–173, 1991. Disponível em: <https://doi.org/10.1177/002182869102200202>.

BROWN, A. G. A. et al. Gaia Early Data Release 3 - summary of the contents and survey properties. **Astronomy and Astrophysics - A&A**, v. 649, p. A1, 2021. Disponível em: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657>.

BUCHHEIM, Bob. CCD Camera Observations. In: _____. **Observing and Measuring Visual Double Stars**. 2. ed. [S.l.]: Springer New York, 2012. (The Patrick Moore Practical Astronomy Series), cap. 15, p. 195–230.

BUTIKOV, Eugene. **Motions of Celestial Bodies**. IOP Publishing, 2014. (2053-2563). ISBN 978-0-750-31100-7. Disponível em: <https://dx.doi.org/10.1088/978-0-750-31100-7>.

CARVALHO, Ricardo. Kohoutek decepçiona astrônomos amadores que o avistam durante apenas 15 minutos. **Diário de Pernambuco**, Recife, p. 10, 1973.

ČOKINA, M.; MASLEJ-KREŠŇÁKOVÁ, V.; BUTKA, P.; PARIMUCHA, Š. Automatic classification of eclipsing binary stars using deep learning methods. **Astronomy and Computing**, v. 36, p. 100488, jul. 2021.

CONAN, R.; CORREIA, C. Object-oriented Matlab adaptive optics toolbox. In: MARCHETTI, Enrico; CLOSE, Laird M.; VÉRAN, Jean-Pierre (Ed.). **Adaptive Optics Systems IV**. SPIE, 2014. v. 9148, p. 91486C. Disponível em: <https://doi.org/10.1117/12.2054470>.

COURTOT, Jean-François. **Micrometric measurements of double stars in 2020**. 2021. The Webb Deep-Sky Society. Disponível em: <https://www.webbdeepsky.com/dssc/dssc29.pdf>.

COUTEAU, Paul. **Observing Visual Double Stars**. 1. ed. Massachusetts, USA: MIT Press, 1981. 257 p. ISBN 0-262-03077-2.

CUNHA, Irle Firmo. Pe. jorge polman. **Boletim Astronômico do CEA**, v. 5, n. 12, p. 1, 1976.

DYACHENKO, V; RICHICHI, A; BALEGA, Yu; BESKAKOTOV, A; MAKSIMOV, A; MITROFANOVA, A; RASTEGAEV, D. Lunar occultation observations at the SAO RAS 6-m telescope. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 478, n. 4, p. 5683–5688, 06 2018. ISSN 0035-8711. Disponível em: <https://doi.org/10.1093/mnras/sty1427>.

DYACHENKO, V; RICHICHI, A; OBOLENTSEVA, M; BESKAKOTOV, A; MAKSIMOV, A; MITROFANOVA, A; BALEGA, Yu. A joint occultation and speckle investigation of the binary star TYC 1947-290-1 and of the asteroid (87) Sylvia. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 508, n. 2, p. 2730–2735, 09 2021. ISSN 0035-8711. Disponível em: <https://doi.org/10.1093/mnras/stab2767>.

GOUVEIA, Graça. Astrônomos ameaçados de despejo. **Diário de Pernambuco**, Recife, p. A8, 1985.

HECHT, Eugene. **Optics**. 5. ed. [S.l.]: Pearson, 2016. (Always learning). ISBN 978-1-292-09693-3.

HERSCHEL, William. **Scientific Papers of Sir William Herschel, Vol. I**. London: Royal Society and Royal Astronomical Society, 1912. Published posthumously.

HOOKE, Robert. A description of an instrument for dividing a foot into many thousand parts, and thereby measuring the diameters of planets to great exactness, &c. as it was promised. **Philosophical Transactions Real Society**, v. 2, n. 29, p. 541–544, Nov. 1667. Disponível em: <http://doi.org/10.1098/rstl.1666.0044>.

HORNBECK, Larry J. Digital Light Processing for high-brightness high-resolution applications. In: WU, Ming Hsien (Ed.). **Projection Displays III**. SPIE, 1997. v. 3013, p. 27 – 40. Disponível em: <https://doi.org/10.1117/12.273880>.

JAWORSKI, Richard. Southern double-star gems. **Sky and Telescope**, Sky Published Corporation, v. 104, n. 12, p. 111, 2002. Disponível em: <https://skyandtelescope.org/observing/celestial-objects-to-watch/southern-double-star-gems/>.

KARTTUNEN, H.; KRÖGER, P.; OJA, H.; POUTANEN, M.; DONNER, K. J. **Fundamental Astronomy**. 5. ed. [S.l.]: Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, 2007. ISBN 978-3-540-34143-7.

LABEYRIE, Antonie. Speckle interferometry observations at mount palomar. **Nouvelle Revue d'Optique**, IOP Publishing, v. 5, n. 3, p. 141–151, may 1974. Disponível em: <https://doi.org/10.1088/0335-7368/5/3/302>.

LADA, Charles J. Stellar Multiplicity and the Initial Mass Function: Most stars are single. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 640, n. 1, p. L63–L66, Feb 2006. ISSN 1538-4357. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.1086/503158>.

LOBÃO, Diomar C. Estrelas duplas - generalidades. **Boletim Informativo da ABOEB**, v. 1, n. 3, p. 2–4, 1994. Disponível em: <http://acervoastronomico.org/acervo/ABOEB/aboeb.html>.

MCALISTER, Harold A. Binary-star speckle interferometry. **Sky and Telescope**, Sky Published Corporation, v. 53, n. 5, p. 346–350, 1977.

MELLO, Daniel R. C. Aprendendo física com as estrelas binárias. **Revista Brasileira de Ensino de Física [online]**, Epub, v. 36, n. 3, p. 3307, Set 2014. ISSN 1806-9126. Disponível em: <https://doi.org/10.1590/S1806-11172014000300007>.

MERKLE, Fritz. **Adaptive Optics for ESO's Very Large Telescope (VLT) Project**. 1. ed. [S.l.]: Garching: European Southern Observatory (ESO), 1986, 1986. (VLT Report).

MICHELL, John. An inquiry into the probable parallax, and magnitude of the fixed stars, from the quantity of light which they afford us, and the particular circumstances of their situation. **Philosophical Transactions of the Royal Society of London**, v. 57, p. 234–264, 1767. Disponível em: <https://royalsocietypublishing.org/doi/abs/10.1098/rstl.1767.0028>.

NEWTON, Isaac. **Opticks: Or, A Treatise of the Reflections, Inflections and Colours of Light**. 2. ed. London, England: W. and J. Innys, 1718. Disponível em: <https://books.google.com.br/books?id=FxtmAAAacAAJ>.

OSBORN, James. Adaptive pupil masking for quasi-static speckle suppression. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 424, n. 3, p. 2284–2291, 08 2012. ISSN 0035-8711. Disponível em: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21392.x>.

OSBORN, James; MYERS, Richard M.; LOVE, Gordon D. Psf halo reduction in adaptive optics using dynamic pupil masking. **Opt. Express**, Optica Publishing Group, v. 17, n. 20, p. 17279–17292, Sep 2009. Disponível em: <https://opg.optica.org/oe/abstract.cfm?URI=oe-17-20-17279>.

PITHER, Colin M. Measuring double stars with a grating micrometer. **Sky and Telescope**, Sky Published Corporation, v. 59, n. 6, p. 519–523, 1980.

PRAZERES, Audemário. Observar, observar, sempre observar! **Revista Macrocosmo.com**, v. 1, n. 8, p. 19–37, 2004.

PRAZERES, Audemário. 20 anos — um resgate histórico do redescobrimento do cometa halley. **Revista Macrocosmo.com**, v. 1, n. 23, p. 21–33, 2005.

PTOLEMAEUS, Claudius; TOOMER, Gerald James. **Ptolemy's Almagest**. 1. ed. London, England: Gerald Duckworth, 1984. ISBN 0-7156-1588-2.

REED, Annette Y. Abraham as chaldean scientist and father of the jews: Josephus, "ant." 1.154-168, and the greco-roman discourse about astronomy/astrology. **Journal for the Study of Judaism in the Persian, Hellenistic, and Roman Period**, Brill, v. 35, n. 2, p. 119–158, 2004. ISSN 1570-0631. Disponível em: <http://www.jstor.org/stable/24669501>.

RICHICHI, A.; FORS, O.; CUSANO, F.; MOERCHEN, M. A catalog of near-ir sources found to be unresolved with milliarcsecond resolution. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 203, n. 2, p. 33, dez. 2012.

RICHICHI, A.; PERCHERON, I.; KHRISTOFOROVA, M. Charm2: An updated catalog of high angular resolution measurements. **Astronomy and Astrophysics**, v. 431, p. 773–777, fev. 2005.

RODDIER, F. The effects of atmospheric turbulence in optical astronomy. **Progress in Optics**, v. 19, p. 281–376, jan 1981.

SELLERS, David. **In Search of William Gascoigne**. 1. ed. New York, USA: Springer, 2012. (Astrophysics and Space Science Library). ISBN 978-1-4614-4096-3.

STEINBOCK, Michael. **Implementation of Branch-Point-Tolerant Wavefront Reconstructor for Strong Turbulence Compensation**. June 2012. Tese (Master thesis) — Air Force Institute of Technology, Wright-Patterson Air Force Base, Ohio, June 2012. Available at <https://www.researchgate.net/publication/277761247>.

SWENSON, Loyd S. Michelson and measurement. **Physics Today**, v. 40, n. 5, p. 24–30, 1987. Disponível em: <https://doi.org/10.1063/1.881107>.

TANGUAY, Ronald C. Observing double stars for fun and science. **Sky & Telescope**, Sky Published Corporation, v. 97, n. 2, p. 116–121, Feb 1999.

TEAGUE, E. T. H. Simple Techniques of Measurement. In: _____. **Observing and Measuring Visual Double Stars**. 2. ed. [S.l.]: Springer New York, 2012. (The Patrick Moore Practical Astronomy Series), cap. 12, p. 149–167.

TEAGUE, Thomas. Double-star measurement made easy. **Sky & Telescope**, Sky Published Corporation, v. 100, n. 7, p. 112–117, July 2000. ISSN 0037-6604.

TEXAS INSTRUMENTS. **DLP® Technology and Products**. 2016. <https://www.ti.com/lit/ml/dlpb010e/dlpb010e.pdf>. Acesso em 25 outubro 2023.

TURNER, Nils. Astrometric Speckle Interferometry for the Amateur. In: _____. **Observing and Measuring Visual Double Stars**. 2. ed. [S.l.]: Springer New York, 2012. (The Patrick Moore Practical Astronomy Series), cap. 18, p. 261–279.

WILSON, R. E. Eccentric orbit generalization and simultaneous solution of binary star light and velocity curves. **Astrophysical Journal**, v. 234, p. 1054–1066, dez. 1979.

WORLEY, Charles E. Visual Observing of Double Stars. **Sky and Telescope**, Sky Published Corporation, v. 22, n. 2, p. 73–76, 1961.

APÊNDICES

APÊNDICE A – JORGE POLMAN: O HOLANDÊS OBSERVADOR

Jorge Polman, a quem carinhosamente denomino como “o holandês observador”, meu estimado mestre e mentor, não se limitou a ser apenas um guia incansável, mas também revelou-se uma fonte inesgotável de inspiração. Sua vasta expertise, dedicação inabalável e paixão contagiante pela ciência dos astros moldaram minha compreensão e amor pela astronomia. Desde o momento em que tive a honra de conhecê-lo, nos meus primeiros passos nesse amplo Universo do conhecimento, suas orientações e encorajamentos têm representado o farol que ilumina meu caminho. Assim, permitam-me, destarte, narrar brevemente a história desse notável astrônomo, a fim de que compreendam o impacto que ele exerceu em minha trajetória e a relevância de sua influência nesta dissertação.

Johannes Michael Antonius Polman, nome de batismo do renomado astrônomo, nasceu em 7 de janeiro de 1927, na distante cidade de Amsterdã. Era filho de Herman Polman e Cornelia de Vries, pouco sabemos sobre seus primeiros anos de vida, porém em certa ocasião ele nos disse que seu interesse e fascínio pela ciência dos astros foi adquirido quando era muito jovem. Ele cresceu no período Entreguerras numa Holanda assolada pelos graves problemas econômicos e financeiros, na juventude testemunhou a invasão da Alemanha Nazista ao seu país, infortúnio que durou cinco anos até a libertação pelas tropas aliadas. Foi um período muito difícil para ele e sua família, chegando mesmo a passar pelo terrível *hongerwinter*¹ (inverno da fome) no final de 1944.

Com o fim da Segunda Guerra Mundial, aos 18 anos, ele tenta retomar sua vida, contudo mais uma vez precisa interromper suas atividades acadêmicas para se envolver em outra guerra. Dessa vez na Revolução Nacional da Indonésia, sendo convocado pelo Real Exército Holandês. Segundo Prazeres (2004), ele pertenceu à infantaria blindada, onde aprendeu a manobrar tanques de guerra. Em um de seus combates observou a morte de perto, ferido no lado esquerdo do rosto, por sorte se recuperou sem sequelas, apenas uma cicatriz na bochecha. O conflito se estendeu até o ano de 1949, quando a Holanda reconheceu a independência da Indonésia no Acordo de Haia.

De volta para casa, Polman cansado de todas as agruras da guerra, toma a decisão de nunca mais voltar a participar delas novamente. Para garantir sua resolução, ele busca refúgio no seminário católico de Roterdã, tendo a oportunidade de sair da Europa e iniciar seus estudos

¹ Foi um dos mais graves episódios de fome ocorridos durante a Segunda Guerra Mundial. Durante meses, as tropas alemãs bloquearam o fornecimento de alimentos na maioria da Holanda, deixando 4,5 milhões de pessoas desesperadamente famintas.

teológicos na Escola Apostólica da Várzea, pertencente a Província Brasileira Setentrional. Embarcou para a América com dois outros frades, Cornélio Overgaag e Pedro Neefs, a bordo do navio *Andrea C*, da empresa marítima *Costa Cruceiros*. A viagem durou cerca de 30 dias para cruzar o Atlântico, desembarcando no porto do Rio de Janeiro no dia 10 de novembro de 1952 (Figura 39) e logo em seguida se dirigiram para a cidade do Recife.

Após concluído seu ciclo de estudos, foi ordenado Padre em primeiro de dezembro de 1957, atuando como sacerdote da ordem do Sagrado Coração de Jesus (SCJ) na paróquia de Paulista. Curiosamente após essa colação ele passou usar o nome de Jorge Polman, sendo esse o nome pelo qual ficou conhecido pelos seus irmãos brasileiros.

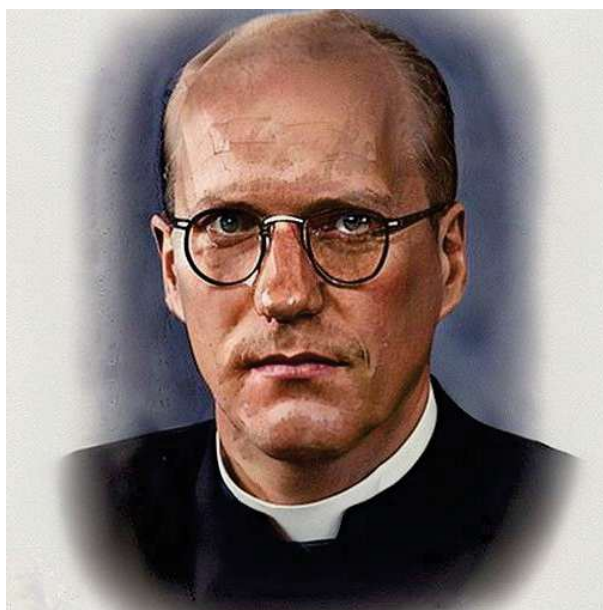
Devido à sua sólida formação científica, foi designado para lecionar ciências físicas e biológicas, inicialmente na Escola Vocacional SCJ de Paudalho, onde atualmente funciona a academia da polícia militar de Pernambuco. Foi nesse ambiente que testemunhamos os primeiros indícios de sua prática pedagógica fundamentada na observação astronômica, conforme nos relata Autran (2012), um de seus alunos: “após as aulas do dia, com o cair da noite, estudávamos as constelações sob a orientação do querido padre. Foi há muito tempo, mas nunca esqueci esses ensinamentos”. Pe. Jorge era um autodidata, extremamente disciplinado e determinado, com uma personalidade forte. Além disso, era um professor dedicado e apaixonado pela astronomia. Seu lema predileto, “Observar... Observar... Sempre Observar!”, refletia sua paixão pela observação astronômica e sua convicção na importância da prática constante para o aprimoramento dos astrônomos amadores.

Pe. Jorge não aceitava crenças associadas a pseudociências como a Astrologia e a Ufologia. Ele era um defensor ardente da ciência e da observação empírica, acreditando que a astronomia poderia ser praticada por qualquer pessoa, desde que houvesse dedicação e disciplina. No Colégio São João, no Recife, em 1968, ele introduziu a prática da observação astronômica para alguns de seus alunos do ensino fundamental, iniciando com a simples demonstração de ótica e a utilização de um telescópio em sala de aula. Sobre esse início ele nos conta...

Numa certa aula de Ciências, dei noções de ótica e levei um telescópio para a classe. Quatro deles pediram para vir, numa quarta-feira à noite, observar o céu com telescópio. E ficaram muito admirados, pedindo logo para vir novamente na outra semana. Ao invés de quatro, vieram oito, que foram se multiplicando e terminaram pedindo para que eu ministrasse um curso. Dai, surgiu então o Clube. Não consegui mais deter o movimento que cresceu por si mesmo pelo interesse dos alunos, que vão informando aos outros e se interessando (GOUVEIA, 1985).

Essas observações eram feitas com um telescópio newtoniano de quatro polegadas

Figura 39 – Jorge Polman.



Fonte: cartões de imigração do Arquivo Nacional

(cerca de 10 *cm*) que ele trouxera consigo da Holanda.

A.1 O CLUBE ESTUDANTIL DE ASTRONOMIA

Estas atividades fizeram um enorme sucesso, tanto que Polman pensou em criar um clube de astronomia, o que de fato se concretizou em maio de 1972. O Clube Estudantil de Astronomia (CEA), que se tornou o berço de criação de muitas outras associações astronômicas², além de influenciar gerações de meninos e meninas para a área científica (Figura 40).

No dia 30 de novembro de 1973, uma das primeiras atividades de grande repercussão do clube foi a observação do cometa *Kohoutek*. Na ocasião, Polman e alguns de seus alunos foram ao mirante do morro dos Guararapes para observar a passagem do cometa. Segundo Carvalho (1973) foi possível visualizá-lo às 03h20min da madrugada. O céu estava encoberto por nuvens que dificultaram a atividade, além disso, uma viatura da polícia foi acionada para verificar uma suposta missa no local. Provavelmente alguma mãe preocupada com a demora da reunião.

Havia no CEA um grupo dedicado a observação de estrelas duplas. Foi através dos trabalhos desse grupo que me interessei pelo estudo desses objetos fascinantes. Em 1977, inclusive, foi publicado na revista *Sky and Telescope* o artigo intitulado: *A Homemade Filar Micrometer*, de sua autoria. Nesse trabalho ele descreveu o projeto de construção de um micrômetro filar que

² A Sociedade Astronômica do Recife (1973), Sociedade Astronômica de Pesqueira (1976), Planetário de João Pessoa (1982), Centro de Astronomia de Olinda (1983), Associação Alagoana de Astronomia (1983), etc.

foi utilizado em 1976 pelos sócios do CEA para registro e acompanhamentos das mudanças de posição das estrelas duplas do céu Pernambucano. No artigo encontram-se os detalhes desse instrumento, com os desenhos em escala para possibilitar sua construção.

Outras atividades de destaque foram as observações dos eclipses solares e lunares durante as décadas de 70 e 80, ocultações de estrelas, medições de estrelas duplas, estrelas variáveis, contagem e classificação de manchas solares, captação de ondas de rádio provenientes do espaço e coleta de dados meteorológicos, etc. Acerca da importância do Padre Jorge nesse projeto científico-educacional em Pernambuco lemos:

Podemos afirmar que sem ele o C.E.A. não existiria. Sua incansável atividade, seu interesse e sua dedicação pela astronomia, têm sido nosso estímulo. Seu trabalho tem o “céu como limite”. Com ele aprendemos a melhor admirarmos o Universo, esse Universo no qual estamos inseridos, mas que nos era quase desconhecido. Foi a nossa alavanca e tem sido o nosso ponto de apoio. A ele podemos aplicar o pensamento de Goethe: “maior que a influência atribuída às estrelas é a que a memória dos homens bons exerce sobre nossa vida, nosso caráter e nosso destino” (CUNHA, 1976).

Figura 40 – Clube Estudantil de Astronomia.



Fonte: revista MacroCosmo

No CEA além das observações astronômicas, eram ministrados cursos de iniciação à astronomia. Esses cursos tinham a duração de dois anos, onde os alunos recebiam lições sobre os fundamentos desta ciência e práticas observacionais. O clube também mantinha em circulação

mensal o seu boletim astronômico³, contendo artigos escritos pelos associados, notícias, um panorama astronômico do mês, classificados, efemérides e várias ilustrações.

O CEA funcionava em um prédio abandonado, cedido pelos padres do Sagrado Coração de Jesus que ficava nos fundos do seminário menor da Várzea, ele dispunha de um auditório, uma biblioteca com inúmeros livros de astronomia, uma sala recepção, uma oficina para montagem e reparo de telescópios, uma pequena sala que continha quadros e estantes de madeira repletos de experimentos de física e alguns planetários que ilustravam o sistema solar e a lunação. O primeiro andar acolhia a chamada sala da hora, com vários relógios antigos e modernos, com mais uma sala pequena que tinha uma escada para dar acesso às cúpulas que abrigava um telescópio refletor *Cave-Astrola* de dez polegadas (cerca de 25 cm).

Uma das maiores façanhas que o CEA conseguiu realizar ao longo de sua história foi, sem dúvida, a redescoberta do cometa *Halley*, ocorrida no dia 17 de outubro de 1985 (Figura 41). Foi a primeira equipe em todo o planeta a fotografar o *Halley*, 75 anos após sua última aparição em 1910. Nas palavras da equipe:

Objeto difuso arredondado, muito apagado, visão indireta, bem mais fraco de brilho do que M.1 - As 05:30h TU, obtivemos a posição no Atlas Eclíp (1950.0) AR 05h 54,6m Decl. +20° 50,2' — Transparência do céu m.11,5 nas Plêiades; Meteorologia com forte poluição luminosa com grandes campos de nuvens, intermeados de altocirrus (PRAZERES, 2005, p. 27)

Figura 41 – Cometa Halley em sua redescoberta.



Fonte: revista MacroCosmo

³ Acessível pelo portal do Acervo Astronômico.

A.2 A ÚLTIMA BATALHA

Paralelamente a esse episódio, Padre Jorge enfrentou um dos seus maiores desafios: em 1984 a congregação da ordem mantenedora do espaço solicitou a reintegração do prédio para ser ali construída uma casa de repouso para padres idosos. Apesar dos apelos de Polman, a direção da congregação não teve a sensibilidade suficiente e prosseguiu com seus planos, oferecendo um prazo de dois anos para que o CEA fosse transferido para outro lugar.

Numa tentativa de conseguir apoio de alguma instituição para abrigar o CEA, Polman concedeu uma entrevista ao Jornal Diário de Pernambuco (GOUVEIA, 1985) onde expôs a história do clube, seus custos e serviços, finalizando com um apelo as autoridades do Município e do Estado para poderem ajudar a transferir o espaço. Essa entrevista foi publicada no dia 30 de junho 1985, com destaque na primeira página do jornal, “Clube vai fechar” (Figura 42). A repercussão foi imensa, porém a congregação julgou a atitude de Polman uma afronta a autoridade eclesiástica.

Figura 42 – Reportagem sobre o CEA.



Fonte: Diário de Pernambuco

Após a publicação dessa matéria, houve muitas manifestações de apoio da sociedade pernambucana quanto a busca de uma nova sede para o CEA, e também, a ordem do sagrado coração recebia telefonemas de indignação da população. Com isto, em conversas bastante reservadas, e não expostas publicamente, ficamos sabendo que Padre Jorge havia sido orientado pela congregação para se afastar de qualquer atividade desenvolvida no CEA (PRAZERES, 2004).

Com humildade exemplar, Pe. Jorge seguiu estritamente as ordens da congregação e

se afastou completamente do CEA, dedicando-se ao seu trabalho interno na igreja. Durante esse período, ele começou a escrever a história dos sacerdotes da ordem do SCJ em um livro intitulado “Missão de Esperança”, um trabalho notável que descreve as origens da ordem no Nordeste e o desenvolvimento de seu trabalho de 1893 a 1930, deixando também anotações referentes aos anos posteriores até 1966.

Na manhã do dia 2 de junho de 1986, em seu aposento, Polman sente fortes dores no peito e começa a passar muito mal, levado às presas para atendimento médico, falecendo às 10h45min na UTI do hospital Neuro. No laudo médico constavam como a causa da morte: parada cardíaca, hipertensão arterial, AVC.

Houve grande comoção entre os amigos de Jorge Polman e seus colegas astrônomos. Seu corpo foi sepultado no cemitério da Várzea, no enorme jazigo da ordem do sagrado coração, destinada a acolher seus valorosos sacerdotes.

Apesar do final melancólico do CEA e da perda irreparável de nosso mestre, o legado que Jorge Polman nos deixou, continua vivo. Os mais de mil alunos matriculados nos cursos de astronomia, seus sócios regulares e as multidões que visitaram o espaço em 14 anos de funcionamento foram de algum modo contagiados pela experiência astronômica. Muitos deles continuaram a desenvolver os mesmos trabalhos na área científica, seguindo os passos do seu idealizador.

Que o esteio, a espinha dorsal de qualquer associação seja um programa rotineiro de observação, que seja observação de Variáveis; do Sol; Ocultações; Planetas; Lua; não importa o que. Mas que haja uma rotina, uma especialização que resulte em OBSERVAR, OBSERVAR, SEMPRE OBSERVAR (POLMAN *apud* PRAZERES, 1987).

O exemplo que recebi de Jorge Polman e minha experiência no CEA durante os anos de 1984 a 1986 tiveram um impacto profundo em minha vida. A influência que o CEA exerceu sobre mim direcionou minha escolha para a área científica. Busco, de alguma forma, retribuir o que aprendi com o Padre Jorge, compartilhando com meus alunos minha jornada na exploração da ciência astronômica. Conhecer o Padre Jorge foi um privilégio e explorar sua história é uma grande honra, que também se manifesta por meio deste trabalho. Da mesma maneira, todos nós, que atuamos como professores, temos o poder de exercer uma influência significativa na vida de nossos alunos, quando nos dedicamos a ensinar com paixão aquilo que nos traz alegria.

APÊNDICE B – MÉTODOS DE OBSERVAÇÃO E MEDIÇÃO DE ESTRELAS

DUPLAS PRÓXIMAS: UMA ABORDAGEM DETALHADA

A observação e medição de estrelas duplas próximas exigem abordagens específicas para extrair informações precisas e significativas. Neste apêndice, apresentamos algumas técnicas fundamentais utilizadas por astrônomos para estudar esse fascinante fenômeno estelar. As descrições detalhadas a seguir visam fornecer orientações práticas e *insights* valiosos para aqueles que buscam aprimorar suas habilidades de observação e contribuir para o entendimento das estrelas duplas.

B.1 O MICRÔMETRO DE ANEL

Inventado pelo astrônomo croata Roger Boscovich (1711-1787), o micrômetro de anel é um método elegante para medir diferenças na ascensão reta e declinação. Este dispositivo consiste em um anel opaco e plano posicionado no foco da objetiva do telescópio. O observador utiliza um cronômetro para medir os momentos em que os componentes de estrelas duplas atravessam as bordas internas e externas do anel.

Os tempos registrados, juntamente com a declinação do componente primário e o valor conhecido do diâmetro do anel em segundos de arco, fornecem todas as informações necessárias para calcular as coordenadas retangulares do par, ou seja, as diferenças de ascensão reta e declinação que separam as duas estrelas. A partir dessas coordenadas retangulares, é possível derivar suas coordenadas polares.

Para realizar esse procedimento, é imprescindível utilizar uma ocular com curvatura de campo mínima e uma parada de campo perfeitamente circular, que funciona como um micrômetro. Algumas oculares modernas apresentam paradas de campo de plástico que podem não possuir uma forma verdadeiramente circular. Portanto, é recomendável optar por uma ocular de alta qualidade que possua um campo de visão plano e uma parada de campo metálica. Caso haja interesse em obter um achatamento de campo, é possível incorporar uma lente *Barlow* ao sistema óptico.

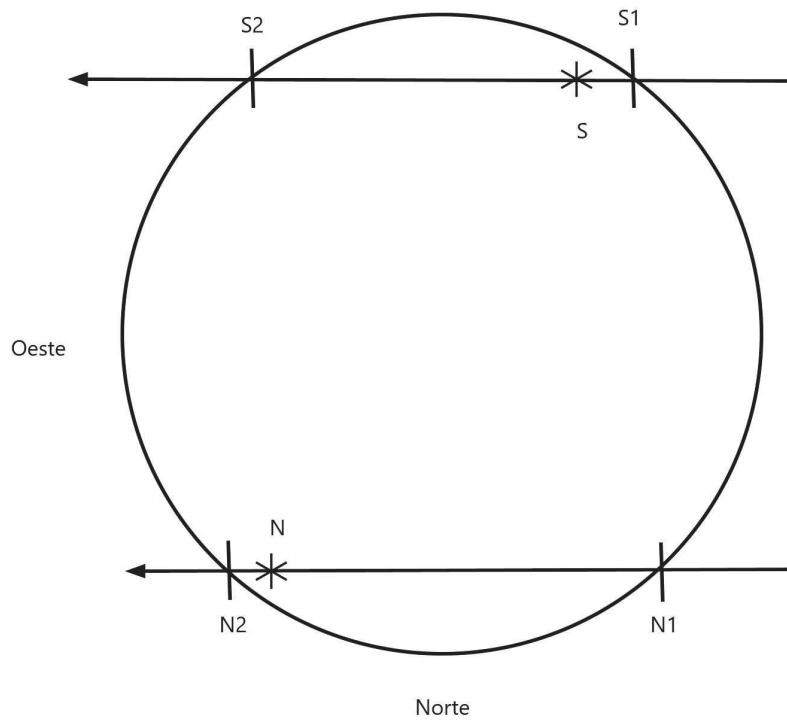
De acordo com Teague (2012), o primeiro passo envolve a calibração da ocular, determinando o raio do seu campo em segundos de arco. Uma maneira de fazer isso é cronometrar quanto tempo solar médio leva para que uma estrela de declinação δ atravesse o campo visual de ponta a ponta e multiplicar o resultado por $7,52 \cos \delta$. No entanto, mesmo com a média de vários

desses tempos, a precisão pode ser limitada, uma vez que o observador não pode garantir que a estrela tenha passado exatamente pelo centro do campo de visão, em vez de seguir uma trajetória diferente.

Um método de calibração mais confiável é usar um par de estrelas (catalogadas) com declinações que foram determinadas com um alto grau de precisão. Para minimizar os efeitos dos erros de temporização, escolha estrelas de declinação relativamente alta, entre 60° e 75° norte ou sul do equador celeste. A diferença na declinação das duas estrelas deve ser ligeiramente menor que o diâmetro da parada de campo ou anel.

As duas estrelas podem flutuar pelo campo, de modo que uma estrela, N, descreve uma corda perto da borda norte do campo e a outra, S, perto da borda sul. Os tempos em que cada estrela entra e sai do campo são registrados usando um cronômetro (Figura 43).

Figura 43 – Cronometrando os trânsitos de um par amplo de estrelas para determinar o diâmetro do anel.



Fonte: produção do autor

Dois ângulos, β e γ , são necessários para calcular o raio preciso do anel em segundos de arco. Suponha que a estrela S, de declinação conhecida δ_S , entre e saia do campo em S_1 e S_2 respectivamente, e a estrela N, de declinação δ_N , entre e saia em N_1 e N_2 . Seja $\Delta\delta$ a diferença de declinação entre as duas estrelas. Desse modo:

$$\tan \beta = \frac{7,52 (S_2 - S_1) \cos \delta_S + 7,52 (N_2 - N_1) \cos \delta_N}{\Delta\delta} \quad (47)$$

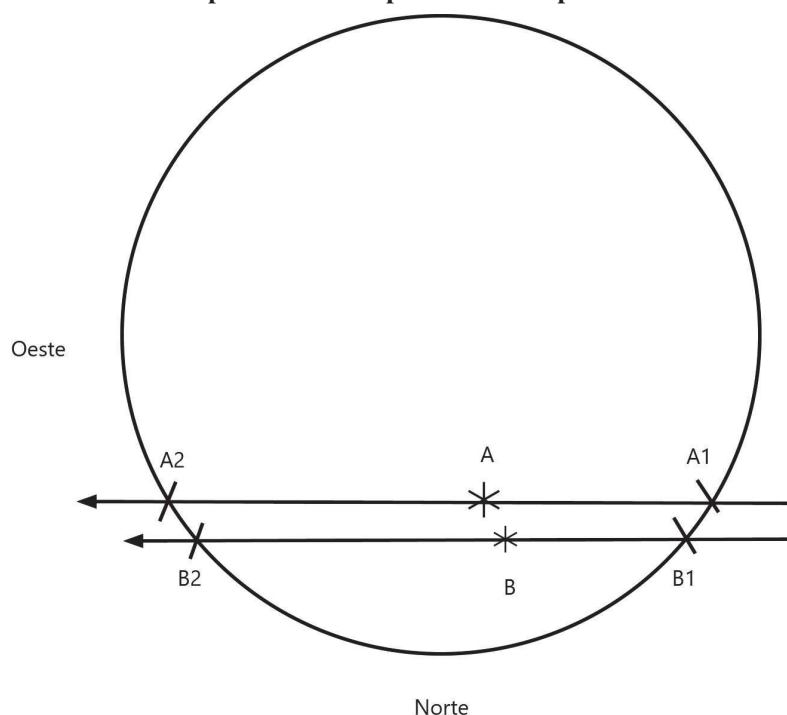
$$\tan \gamma = \frac{7,52 (S_2 - S_1) \cos \delta_S - 7,52 (N_2 - N_1) \cos \delta_N}{\Delta \delta} \quad (48)$$

A partir do qual o raio do campo, R , pode ser derivado da seguinte forma:

$$R = \frac{\Delta \delta}{2 \cos \beta \cos \gamma} \quad (49)$$

A técnica para medir uma estrela dupla é a seguinte. Coloque e prenda o telescópio a oeste do par a ser medido, de modo que o movimento diurno do objeto leve ambos os componentes, A e B , através do anel o mais longe possível de seu centro (Figura 44); ambos devem transitar pelo anel perto da mesma borda (norte ou sul), a menos que estejam muito separados em declinação, caso em que podem passar em lados opostos do centro do anel. A importância de garantir que as estrelas passem perto da borda norte ou sul é que isso minimiza o impacto dos erros de temporização sobre $\Delta \delta$.

Figura 44 – Usando a parada ou anel de campo da ocular para medir um par de estrelas por trânsitos .



Fonte: produção do autor

O primeiro trânsito deve ser usado como um “reconhecimento” para determinar e registrar a sequência de aparições e desaparecimentos. Nos trânsitos subsequentes, o observador utiliza um cronômetro para obter os tempos ($A1$, $A2$ e $B1$, $B2$) em que cada estrela entra-e-sai do campo; esses tempos são anotados em forma de tabela. Para calcular o ângulo de posição, θ , e

a separação, ρ , do par, primeiro é necessário determinar as diferenças de ascensão reta, $\Delta\alpha$, e declinação, $\Delta\delta$, entre as duas componentes. O tempo em que cada estrela transita pelo anel é dado pela média dos tempos em que entra-e-sai. Portanto, a diferença $\Delta\alpha$, é dada por:

$$\Delta\alpha = \frac{(B_1 + B_2)}{2} - \frac{(A_1 + A_2)}{2} \quad (50)$$

O resultado é expresso como uma diferença de tempo. Posteriormente, após termos verificado as declinações individuais de ambos os componentes, poderemos converter $\Delta\alpha$ em segundos de arco.

Para obter a diferença de declinação, $\Delta\delta$, primeiro precisamos determinar a distância, D , em declinação entre o centro do campo e cada uma das estrelas, A e B :

$$D_A = R \cos \gamma_A \quad (51)$$

$$D_B = R \cos \gamma_B \quad (52)$$

onde os ângulos γ_A e γ_B são expressos pelas seguintes equações:

$$\sin \gamma_A = \frac{7,52 \cos \delta_A (A_2 - A_1)}{R} \quad (53)$$

$$\sin \gamma_B = \frac{7,52 \cos \delta_B (B_2 - B_1)}{R} \quad (54)$$

A diferença de declinação entre os dois objetos é então calculada por:

$$\Delta\delta = D_A \pm D_B \quad (55)$$

O valor de D_B é somado a D_A quando as estrelas estão em lados opostos do anel e subtraído quando estão do mesmo lado. É importante observar que o sinal (positivo ou negativo) de $\Delta\delta$ varia dependendo de se a porção norte ou sul do anel está sendo utilizada. Quando ambas as estrelas passam ao norte do anel e $\Delta\delta$ é positivo, B está localizada ao sul de A ; um resultado negativo indica o contrário. Quando ambas as estrelas passam ao sul do anel, a situação se inverte.

Inicialmente, como só conhecemos a declinação δ_A da estrela principal A , atribuímos um valor aproximado igual a δ_B da companheira B . Uma vez que obtivemos um valor preliminar para $\Delta\delta$, somamos ou subtraímos esse valor a partir de δ_A (dependendo do caso) para obter um valor refinado para δ_B . A partir disso, podemos calcular $\sin \gamma_B$ e, posteriormente, recalculamos $\Delta\delta$.

O próximo passo envolve a conversão de $\Delta\delta$ em segundos de arco, o que é feito multiplicando por $15,04 \cos \delta$, onde δ é a declinação média de ambas as estrelas. Com os valores finais de $\Delta\alpha$ e $\Delta\delta$ em mãos, aplicamos o teorema de Pitágoras para calcular as coordenadas polares, θ e ρ , da seguinte maneira:

$$\theta = \arctan\left(\frac{\Delta\alpha}{\Delta\delta}\right) \quad (56)$$

$$\rho = \sqrt{(\Delta\alpha)^2 + (\Delta\delta)^2} \quad (57)$$

Ao calcular θ , é necessário considerar o quadrante em que a estrela companheira se encontra aplicando a correção apropriada, conforme mostrado na Tabela 9.

Tabela 9 – Como atribuir um ângulo de posição ao quadrante correto.

$\Delta\alpha$	$\Delta\delta$	Quadrante	θ
+	–	1 ^o ($0^\circ \rightarrow 90^\circ$)	θ
+	+	2 ^o ($90^\circ \rightarrow 180^\circ$)	$180^\circ - \theta$
–	+	3 ^o ($180^\circ \rightarrow 270^\circ$)	$180^\circ + \theta$
–	–	4 ^o ($270^\circ \rightarrow 360^\circ$)	$360^\circ - \theta$

Fonte: adaptado de Teague (2012, p. 154)

O processo matemático de redução pode ser feito utilizando uma calculadora programável ou um computador. Uma vez que tal dispositivo tenha sido programado para realizar os cálculos, os resultados podem ser obtidos tão rapidamente quanto os tempos medidos podem ser digitados.

As vantagens particulares do método do anel são que ele não requer nenhum aparelho especial além de um cronômetro, não precisa de nenhum tipo de acionamento de relógio ou iluminação de campo, pode ser usado com um telescópio de montagem altazimutal bem como equatorial e é capaz de produzir resultados consistentemente precisos em muito pares largos.

B.2 O MÉTODO CRONOMÉTRICO

O método cronométrico oferece um ganho significativo em precisão em comparação com o método do anel. Para utilizar essa técnica, é necessário acoplar um círculo ou mostrador de posição externo ao telescópio, além de um único fio posicionado no foco do sistema óptico. É desejável que haja uma montagem motorizada para controlar o movimento. Uma característica importante do método cronométrico é que ele mede os ângulos de posição diretamente com o

uso do círculo, tornando-o uma técnica híbrida, em vez de um método de trânsito convencional. A principal finalidade dos trânsitos cronometrados é obter diferenças na ascensão reta.

Como base para o micrômetro, é possível utilizar uma ocular com fio cruzado comum. Caso não tenha uma ocular desse tipo, é viável montar um único fio no plano focal de uma ocular positiva, de preferência uma com uma distância focal relativamente curta. O fio deve ser o mais fino possível, com um diâmetro idealmente não superior a $15\ \mu m$. Diversos materiais podem ser utilizados, como nylon ou teia de aranha. Para tornar esses fios visíveis contra o fundo escuro do céu, é essencial dispor de uma fonte de iluminação, que pode ser uma pequena lâmpada ou um LED instalado próximo à objetiva, dentro da ocular ou da lente *Barlow*. Além disso, um potenciômetro pode ser fornecido para que o observador possa ajustar o nível de iluminação conforme necessário.

O círculo ou mostrador de posição pode ser feito a partir de um transferidor comum de 360° , que é montado no suporte de focagem. Deve ser cuidadosamente centrado na ocular, a qual está ligado um *vernier*¹. O mostrador deve poder ser ajustado por rotação em torno do eixo óptico. É graduado no sentido anti-horário, a menos que o sistema óptico inverta o campo, caso em que o mostrador deve ser graduado no sentido oposto.

Embora não seja necessário calibrar o micrômetro, é necessário estabelecer a leitura do círculo que corresponde ao norte (0°) antes do início da medição. Uma maneira de conseguir isso é encontrar uma estrela perto do equador e permitir que ela se desloque pelo campo de visão, girando a ocular até que a estrela rastreie com precisão o único fio. Em seguida, deixando a ocular intacta, ajuste o círculo de posição até que o ponteiro indique uma leitura de 270° (oeste). Desde que o círculo esteja corretamente graduado, seguir-se-á que a leitura zero indica o norte celeste. Por este método, os ângulos de posição (θ) das estrelas duplas podem ser lidos diretamente do *dial* sem a necessidade de qualquer correção.

Para obter o ângulo de posição de uma estrela dupla, gire cuidadosamente a ocular até que o fio esteja precisamente paralelo ao eixo do par e observe a leitura do *dial*. Em seguida, inverta o ponteiro em 180° e faça outra medição. De acordo com Teague (2012), todo o processo deve ser repetido até que um total de pelo menos seis leituras tenham sido feitas.

O observador obtém a separação do par cronometrando os trânsitos pelo fio. Pelo menos 20 desses tempos devem ser feitos. Existem várias variações no procedimento. A maneira mais

¹ Dispositivo de medição utilizado para aumentar a precisão na leitura de medidas em instrumentos de medição, como réguas ou escalas. Ele consiste em uma escala secundária, móvel em relação à principal, que pode ser deslizada ao longo da escala fixa. O *vernier* é projetado de tal forma que uma subdivisão na escala móvel coincide com uma subdivisão na escala fixa, permitindo uma leitura mais precisa da medida.

simples é definir o fio exatamente no eixo Norte-Sul, de modo que o intervalo nos tempos de passagem pelo fio dos dois componentes corresponda à diferença em ascensão reta. A separação é então dada por:

$$\rho = \frac{15,04 \times t \times \cos \delta}{\sin \theta} \quad (58)$$

onde t é o intervalo médio em segundos, δ é a declinação do par e θ seu ângulo de posição.

A principal vantagem do método cronométrico é que ele tem maior precisão do que o método do anel e pode lidar com pares cuja separação seja de apenas 15". Como cada trânsito dura apenas alguns segundos, é uma técnica relativamente rápida. O procedimento de redução, é muito mais simples do que o método do anel.

B.3 MÉTODO DA OCULAR ASTROMÉTRICA

Esse é um método mais fácil para os proprietários de pequenos instrumentos, pois além de um bom telescópio em uma montagem equatorial motorizada, será preciso adquirir um micrômetro do tipo retículo, para medir as estrelas duplas.

O observador pode usar uma ocular *Micro-Guide Celestron* (Figura 45) ou a ocular astrométrica da *Meade Corporation* (Figura 46) para fazer as medições necessárias. Elas são oculares ortoscópicas de distância focal de 12,5 mm que incorpora um retículo gravado a laser com ajuste de dioptria nas lentes e um iluminador sem fio.

Em ambos os casos encontramos uma escala de transferidor de 360° na borda do campo e uma escala linear no centro. A escala linear é utilizada para medir a separação, está graduada em intervalos de 0,1 mm. Os ângulos de posição podem ser determinados por meio de um círculo de posição externo² ou usando o método de deriva descrito nesta seção.

Segundo Teague (2012), primeiramente precisaremos calibrar a escala linear determinando a constante de escala, ou seja, o número de segundos de arco por divisão. Quanto menor a constante, mais precisas serão as medidas. Isso determina a maior distância focal efetiva possível. Idealmente, a distância focal deve ser de 5 m ou mais, e certamente não inferior a 3 m. Como a maioria dos telescópios amadores tem uma distância focal entre apenas 1 e 2 m, uma lente *Barlow* geralmente será necessária para amplificar a escala da imagem no foco do telescópio.

Para calibrar a ocular, cronometre a passagem de uma estrela ao longo de todo o

² Nesse caso será preciso adquirir um círculo de ângulo de posição (transferidor) para ser colocado em torno da ocular e mais um ponteiro para marcação.

Figura 45 – O retículo da ocular *Celestron Micro-Guide*. A espessura das linhas e círculos inscritos é de $15\ \mu\text{m}$.



Fonte: adaptado de Tanguay (1999, p. 117)

comprimento da escala linear. Selecione uma estrela que não seja muito brilhante nem muito fraca – magnitude 5 ou 6 será provavelmente a certa para aberturas pequenas, ou médias. Para minimizar os efeitos dos erros de temporização, escolha uma estrela de declinação alta (entre 60° e 75°), com o cuidado de não se aproximar muito do polo celeste.

Gire a ocular até que a estrela fique exatamente paralela à escala linear. Em seguida, use um cronômetro para cronometrar a jornada da estrela de uma extremidade da escala à outra. Repita o processo pelo menos 30 vezes, de preferência espalhadas por várias noites, e tire a média. Para converter o resultado em segundos de arco, multiplique por $15,04 \cos \delta$, onde δ é a declinação da estrela. Em seguida, divida pelo número de divisões na escala; no caso do *Micro Guide* é 60, mas a escala equivalente na versão *Meade* tem 50 divisões. A constante de escala resultante (c), sempre permanecerá válida para a mesma configuração óptica.

O mais simples dos dois métodos apresentados para medir a separação de uma estrela dupla é o seguinte: gire a ocular até que a escala linear fique exatamente paralela ao eixo do par, garantindo que a estrela primária esteja mais próxima do ponto zero (ou do ponto 90° na versão *Meade*) na escala do transferidor. Então, estimando para a divisão de 0,1 mais próxima, conte o número de divisões que separam os dois componentes e multiplique o resultado pela constante de escala para obter a separação em segundos de arco.

Figura 46 – O retículo da ocular astrométrica Meade.



Fonte: Astroshop.pt

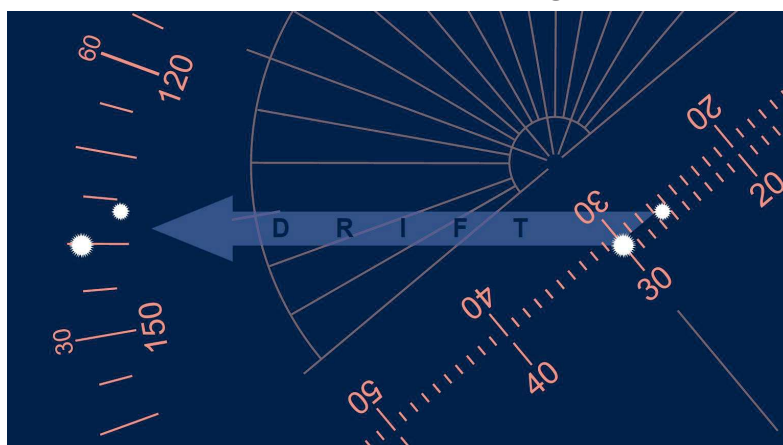
Medir o ângulo de posição é possível ao permitir que uma estrela “flutue” pelo campo até atingir a escala do transferidor de 360° gravada no próprio retículo.

O procedimento é o seguinte: depois de concluída a medida de separação, deixe o motor da montagem funcionando e a orientação da ocular intacta para preservar o alinhamento do retículo. Use os controles de câmera lenta para trazer uma estrela para o centro exato do campo, que no *Micro Guide* será encontrado entre as marcações 30 na escala linear. Uma vez que a estrela esteja centrada com precisão, desligue o acionamento do motor e permita que a rotação da Terra leve a estrela em direção à borda oeste do campo de visão. Quando a estrela atingir a escala do transferidor, ligue o motor e leia e registre o ângulo indicado pela estrela na escala do transferidor (Figura 47).

Para um campo invertido convencional, deve ser usado o conjunto de figuras externo (no sentido horário). As figuras internas (no sentido anti-horário) são para uso com uma imagem invertida, produzida por um prisma de ângulo reto. Embora a escala seja graduada apenas em intervalos de 5°, é perfeitamente viável estimar com a aproximação de $1/2$ grau, o que é suficiente para todos os propósitos práticos.

A leitura indicada pela estrela mostra o ângulo de posição do par. Ao usar o *Celestron Micro Guide*, é necessário adicionar 90° à leitura do transferidor para chegar ao ângulo de posição real. Se o resultado final exceder 360°, basta subtrair 360° para trazer a resposta dentro

Figura 47 – O ângulo de posição pode ser encontrado desligando o acionamento do relógio do telescópio (*Tracking*) até que o par se desloque para a escala do transferidor, onde o ângulo é anotado.



Fonte: Teague (2000, p. 115)

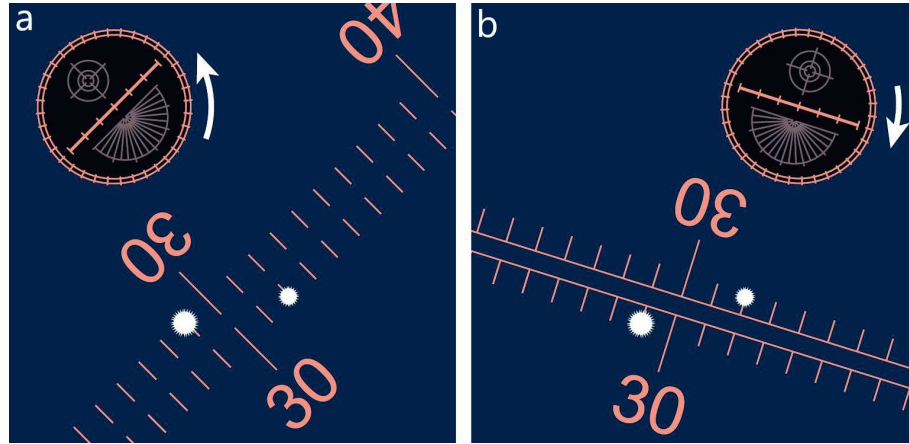
do intervalo de $0^\circ \rightarrow 360^\circ$. Com a versão *Meade*, que possui um layout diferente, não é necessária nenhuma correção.

Assim como ocorre com outras técnicas de medição, é necessário repetir as observações ao longo de várias noites. Utilizada dessa forma, uma ocular de retículo pode realizar medidas precisas de pares com separações que estejam confortavelmente dentro da capacidade de resolução do telescópio. É crucial eliminar os efeitos da paralaxe, assegurando que o retículo e as imagens das estrelas estejam focalizados exatamente no mesmo plano. Para alcançar esse objetivo, ajuste o foco do telescópio e o controle de dioptria da ocular até que seja possível movimentar a cabeça de um lado para o outro sem induzir qualquer movimento relativo entre a imagem e o retículo.

Em um procedimento alternativo, o observador usa a ocular do retículo para medir pares de ângulos dos componentes, da seguinte forma: gire a ocular até que a escala linear fique paralela ao eixo do par a ser medido, lembrando-se de certificar que a estrela primária esteja mais próxima do ponto zero na escala do transferidor. O observador conta o número, n , de divisões inteiras na escala linear que separa os dois componentes. No exemplo ilustrado na Figura 47, será visto que $n = 3$. Com o acionamento do motor funcionando, a ocular é girada e os controles de câmera lenta ajustados até que um par de marcações de escala bisse as duas estrelas como mostrado na Figura 48a. Deixando a orientação da ocular intacta, o observador usa os controles em câmera lenta para trazer uma estrela para o centro exato do campo, desliga o drive e observa o ângulo, θ_1 , indicado pelo círculo transferidor de 360° no ponto onde a estrela “flutua” sobre

ele. Na Figura 48a, a leitura é de 60° .

Figura 48 – O método de alta precisão de Teague: (a) medindo θ_1 , (b) medindo θ_2 .



Fonte: adaptado de Teague (2000, p. 116)

Em seguida, a ocular é girada na direção oposta, além da posição original na qual o eixo e a escala linear são paralelos, até que ambos os componentes sejam novamente divididos ao meio por duas marcações na escala linear (ver Figura 48b). Novamente, o observador mede o ângulo, θ_2 , como antes. No exemplo mostrado, a leitura é de 20° .

Se um dos dois ângulos cair dentro do primeiro quadrante ($0^\circ \rightarrow 90^\circ$) e o outro no quarto quadrante ($270^\circ \rightarrow 360^\circ$), adicione 360° ao menor dos dois algarismos. Isso é necessário para evitar complicações numéricas em um estágio posterior do processo de redução.

O ângulo de posição do par, θ , é dado pela média dos dois ângulos:

$$\theta = \frac{\theta_1 + \theta_2}{2} \quad (59)$$

ao qual (no caso da versão *Celestron*) deve ser adicionada a correção de 90° . A separação, ρ , é dada por:

$$\rho = \frac{n \times c}{\cos \alpha} \quad (60)$$

onde n representa o número de divisões inteiras que separam os componentes, c a constante de escala, e α é metade da diferença entre os dois ângulos θ_1 e θ_2 :

$$\alpha = \frac{\theta_1 - \theta_2}{2} \quad (61)$$

Esse método de usar uma ocular reticular é capaz de fornecer medidas de separação muito mais precisas do que as obtidas por meio da técnica padrão. Em teoria, a precisão não é

constante, pois a incerteza aumenta com α . Mas como é mais fácil julgar a bisseção simultânea em valores altos de α do que em valores mais baixos, as considerações práticas e teóricas concorrentes provavelmente se anulam.

A faixa de medição é restrita pelo layout do retículo. O limite inferior é definido por c , o valor da constante de escala. No entanto, é possível medir binários mais próximos girando a ocular em 90° e dividindo as estrelas com as duas longas linhas paralelas, que estão a apenas $50\ \mu\text{m}$ de distância. Desde que a linha mais próxima da escala do transferidor semicircular sempre bissecte a estrela primária, este procedimento também eliminará qualquer necessidade de correção de 90° .

O limite superior na faixa de medição contínua está relacionado com as marcações de graduação curtas na escala linear. Em certas separações além de cerca de $6c$, o observador achará impossível bissectar ambos os componentes simultaneamente, com o resultado de que as lacunas começam a aparecer na faixa de medição. Para pares mais largos, a lente *Barlow* pode sempre ser dispensada, mas isso exigirá recalibração do retículo.

Qualquer um dos três métodos discutidos anteriormente é capaz de produzir resultados de boa precisão. Os dois primeiros são interessantes para quem não deseja comprar equipamentos especiais. O método do anel, embora confinado a pares muito largos, é ideal para o iniciante que deseja tentar a medição sem investir em acessórios caros. O método cronométrico é mais preciso, pode lidar com pares mais próximos e talvez seja especialmente indicado para quem gosta de fazer seu próprio equipamento.

Para todos os outros propósitos, no entanto, a ocular do retículo iluminado é superior. Na ausência de um micrômetro filar ou aparelho profissional equivalente, o observador que pretenda embarcar em um programa sério de medição visual, com vistas a publicar os resultados, sem dúvida, a ocular astrométrica é a opção mais prática.

B.4 MICRÔMETRO FILAR

O micrometro filar é um instrumento astronômico clássico que tem sido usado por mais de dois séculos para fazer medições de pequenas distâncias angulares na esfera celeste. Muito do nosso conhecimento de binários visuais de período mais longo depende de medidas micrométricas feitas ao longo de todos esses anos. O micrômetro filar é de longe o dispositivo mais conhecido para medir estrelas duplas. Seu design permanece basicamente o mesmo do instrumento original que foi colocado pela primeira vez a um telescópio astronômico pelo inglês

William Gascoigne (1612-1644) no final da década de 1630.

Como nos contam Brooks (1991) e Sellers (2012), a ideia para esse instrumento curiosamente surgiu quando uma pequena aranha resolveu fazer sua teia no foco de um telescópio. Na época Gascoigne se debruçava em encontrar uma maneira de medir ângulos celestes com maior precisão, em especial uma maneira de medir o tamanho angular do Sol, a partir do tamanho de sua imagem projetada pelo telescópio. Para sua surpresa, ele viu que não apenas a teia estava em foco, mas também objetos distantes.

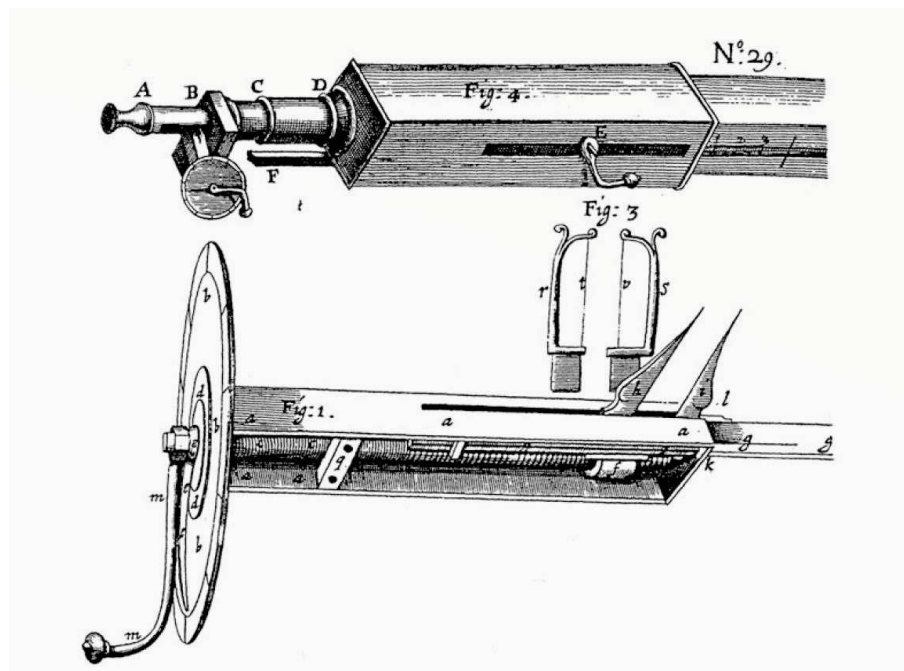
Como apontou Gascoigne, duas lentes convexas foram essenciais para esse resultado. Esse era o formato de telescópio proposto por Kepler, em que a lente objetiva era convexa, mas, diferentemente do modelo Galileano, a ocular também era. Com o arranjo Kepleriano, ele descobriu que qualquer objeto colocado no ponto focal da lente objetiva poderia ser ampliado e focalizado ao lado da imagem do objeto distante que estava sendo visualizado. Essa “incrível raridade”, como ele a denominou, imediatamente sugeriu uma série de possibilidades. Em primeiro lugar, foi possível introduzir um marcador simples, para atuar como uma mira telescópica. Em segundo lugar, pode-se introduzir um dispositivo de medição no ponto focal comum e, assim, medir o tamanho da imagem observada (SELLERS, 2012, p. 54-55).

O micrômetro filar, tratava-se de um engenhoso dispositivo que era inserido na frente da ocular de um telescópio e consistia em duas agulhas ou fios verticais, sendo um deles ajustável por meio de um parafuso (Figura 49). Com o micrômetro, era possível medir, por exemplo, o diâmetro da Lua através do telescópio, colocando a agulha da esquerda contra uma das bordas da Lua e girando o parafuso para aproximar a outra agulha da borda direita. Contando as voltas do parafuso, pode-se saber com precisão a distância entre as duas agulhas e, portanto, o diâmetro angular exato da Lua. O micrômetro também pode ser usado para medir o diâmetro de um planeta ou a distância entre duas estrelas. Isso mudou toda a natureza da astronomia observacional.

Especificamente no estudo das binárias, o objetivo desse instrumento é usar esses finos fios localizados no plano focal da lente ou espelho do telescópio para medir a posição relativa da componente mais fraca de uma estrela dupla em relação a mais brilhante, considerando esta última como fixa para esse fim. Isso é feito pela medida do ângulo que a linha que une as duas estrelas faz com a referência **N** na ocular e a separação angular da estrela mais fraca (**B**) da mais brilhante (**A**) em segundos de arco. Essas quantidades são usualmente conhecidas como ângulo de posição (AP) ou θ e a separação angular aparente ρ respectivamente (ver Figura 14).

Para Argyle (2012), um micrômetro filar moderno consiste basicamente em dois fios paralelos, um fixo, outro acionado por um mecanismo micrométrico, com um terceiro fio fixo em ângulo reto com estes dois (Figura 50). O fio móvel deve ser deslocado no plano focal o

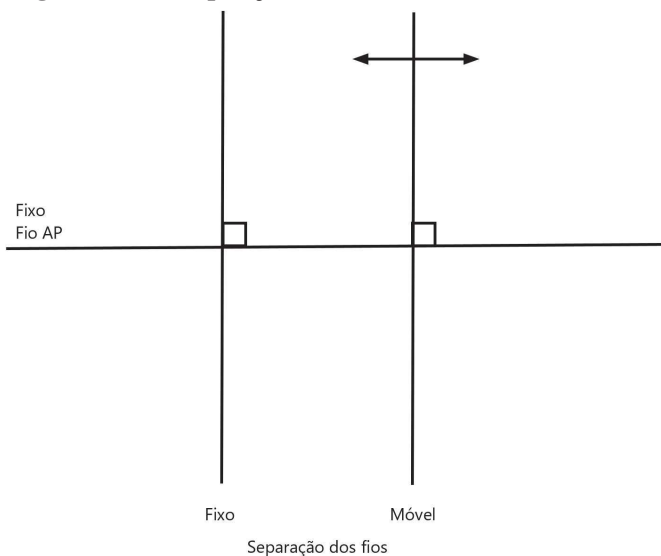
Figura 49 – O micrômetro de Townley (1667) foi baseado no micrômetro de Gascoigne e é mostrado aqui como desenhado por Robert Hooke.



Fonte: detalhe de Hooke (1667, p. 540)

suficiente para longe dos outros dois, de modo que possa se mover livremente e ainda estar em foco. Deve também ser muito fino, de preferência menor do que o tamanho aparente dos discos de estrelas através da ocular. Se a distância focal do telescópio for muito curta, é necessária uma lente *Barlow*. Isso tem a vantagem de aumentar a distância focal em duas ou três vezes sem modificar o tamanho aparente do fio.

Figura 50 – A disposição dos fios em um micrômetro filar.



Fonte: produção do Autor

Normalmente o material utilizado para o fio é o tungstênio com uma espessura de cerca de 12 μm . O corpo do micrômetro deve ser capaz de girar 360° e sua posição angular é medida com precisão por um medidor circular conhecido como círculo de ângulo de posição. Isso é geralmente graduado em graus com um *vernier* disponível para ler a 0,1°.

No micrômetro de latão clássico, é geralmente incluído outro arranjo chamado parafuso de caixa. Isso permite que os fios paralelos fixos e móveis sejam deslocados no plano focal na mesma quantidade. Para micrômetros sem essa facilidade é necessário mover todo o telescópio para colocar as roscas em posição para medição de distância dupla.

Figura 51 – Exemplo de micrômetros caseiros para uso no telescópio.



Fonte: Courtot (2021, p. 1)

Depois de colocar o fio móvel no companheiro e anotar a leitura, o micrômetro é girado em torno de 180° para que o *fio AP* bifurque (divida) novamente as duas estrelas. O parafuso do micrômetro é então girado para mover o fio móvel através do primário de volta ao companheiro. A nova leitura é então anotada e a diferença entre as duas leituras dá uma medida da distância dupla.

À medida que o *fio AP* corta as duas estrelas, uma segunda leitura AP pode ser feita. Adicione 180° a esta segunda leitura AP se for menor que 180°, ou subtraia 180° se for maior. A média da primeira e da segunda leitura de AP (corrigida) pode ser tomada como a leitura de AP para essa medição específica.

B.4.1 Determinação da constante do parafuso

Quando o micrômetro for acoplado a ocular do telescópio, uma das tarefas imprescindíveis para sua utilização consiste em determinar qual é o equivalente angular do movimento linear do parafuso do micrômetro. Isso dependerá do telescópio utilizado. Em um *Schmidt-Cassegrain* com 20 cm de abertura ($f/10$) e distância focal de 2 m, isso equivalente a uma escala linear no plano focal de $103''/mm$, de modo que, se o micrômetro tiver um passo de parafuso de 0,5 mm por revolução, cada rotação do parafuso move o fio $51,5''$. É necessário subdividir o parafuso em geralmente 100 intervalos menores com estimativas visuais de talvez um décimo de cada divisão, dando valores de 0,001 revolução ou $0,06''$ neste caso. É necessário determinar este valor de parafuso e não tomar os dados do fabricante para a distância focal do telescópio e da lente *Barlow*. Observe, no entanto, que nos telescópios em que o espelho primário é movido para ajustar o foco, isso altera a constante da escala e, portanto, é importante que a calibração da escala seja verificada regularmente.

B.4.2 Trânsitos e pares de calibração

Um método normalmente utilizado envolve o uso de trânsitos estelares (com estrelas em alta declinação). Com o auxílio de um cronômetro, cronometre o trânsito de uma estrela pelo fio móvel e anote o valor correspondente do parafuso do micrômetro. Mova o parafuso do micrômetro por uma quantidade fixa, digamos 0,5 ou uma revolução na direção da trilha da estrela, e cronometre o próximo trânsito no fio. Repita isso para tantas revoluções quanto possível, então será possível calcular um valor para uma volta do parafuso de todas as medidas individuais.

Para uma estrela localizada a uma declinação de $+75^\circ$, o movimento angular da estrela é calculado como $15 \cos 75^\circ$ segundos de arco por segundo³. Assim, serão necessários $51,5/15 \cdot \cos 75^\circ = 13,2s$ para percorrer o equivalente a uma revolução do parafuso do micrômetro no padrão *Schmidt-Cassegrain* mencionado acima.

Isso deve ser cronometrado para melhor do que $1/2 s$ de tempo, mas tomar a média de n revoluções aumentará a precisão do valor médio por um fator de $\sqrt{n}$. Os horários devem

³ É importante observar que, dado que a ascensão reta é mensurada em unidades de tempo, é necessário multiplicar por $15^\circ/h$ antes de efetuar o cálculo. Uma complicação adicional é que o tamanho angular do círculo de ascensão reta varia ao transitar do equador celeste para o polo celeste; o círculo diminui por um fator $\cos \delta$, que deve ser levado em consideração.

ser repetidos em outras noites para confirmar o valor alcançado. Também são recomendadas verificações adicionais em intervalos regulares, para ver se há alguma variação da constante do parafuso com a temperatura ou com o tempo (devido ao desgaste).

Outra maneira de avaliar a constante do parafuso é medir pares largos e brilhantes cujos ângulos de posição e separações são bem conhecidos e relativamente fixos. Será necessário ter até uma dúzia desses pares espalhados pelo céu para que um possa ser observado em qualquer época do ano.

B.4.3 Observando com um micrômetro filar

Segundo Argyle (2012) a medição do ângulo de posição é mais fácil de fazer e é geralmente feita primeiro, pois a medição da separação depende dos fios de separação serem perpendiculares à linha que une as duas estrelas (Figura 50). O ângulo de posição é definido como 0° quando o companheiro está ao norte do primário, 90° quando está ao leste e assim por diante. A orientação do fio do ângulo de posição pode ser determinada no céu por vários métodos; o mais comum é colocar o telescópio em uma estrela equatorial, permitir que a estrela se desloque pelo campo e girar o micrômetro até que a estrela se desloque exatamente ao longo do fio do ângulo de posição. Repita no final da noite e a média dos dois valores dará a correção a ser aplicada a todas as leituras de ângulo de posição feitas durante a noite.

Se, por exemplo, no início da noite a leitura for $89,2^\circ$ e no final for $88,8^\circ$, então o valor médio de 89° significa que $+1^\circ$ precisa ser adicionado a cada ângulo de posição médio obtido durante a noite. Mesmo que o micrômetro seja deixado no telescópio, vale a pena fazer essa rotina todas as noites.

A medição do ângulo de posição envolve a colocação do fio AP no centro das imagens de cada estrela. Pode ser difícil ver uma estrela fraca sob o fio, mas uma alternativa de definir o fio tangencialmente às imagens de duas estrelas não é recomendada. Outra possibilidade é utilizar os fios de separação fixos e móveis ligeiramente afastados, girando-os até que a linha entre as estrelas fique paralela aos fios. Neste caso, o ângulo exato entre esses fios e o fio do ângulo de posição precisa ser conhecido, mas uma vez estabelecido deve permanecer fixo até que os fios precisem ser substituídos.

Se estiver usando o fio de ângulo de posição única, pode ser necessário diminuir a iluminação para que o companheiro possa ser visto. Várias medidas de ângulo devem ser feitas dependendo do brilho e separação do par, mas é uma boa prática afastar o fio da última

determinação antes de fazer a próxima medida. Isso deve significar que as leituras serão mais independentes.

É vantajoso ter familiaridade com a posição dos pontos cardeais do telescópio em uso. O ângulo de posição final, obtido como a média de cada configuração independente, pode necessitar de uma correção de 180° , dependendo do quadrante em que a estrela mais fraca estiver localizada. É importante ter em mente que, nos telescópios *Schmidt-Cassegrain*, os pontos cardeais são um reflexo espelhado daqueles em telescópios Newtonianos e refratores. Além disso, ao empregar diagonais em estrelas, ocorrerá uma inversão de espelho adicional.

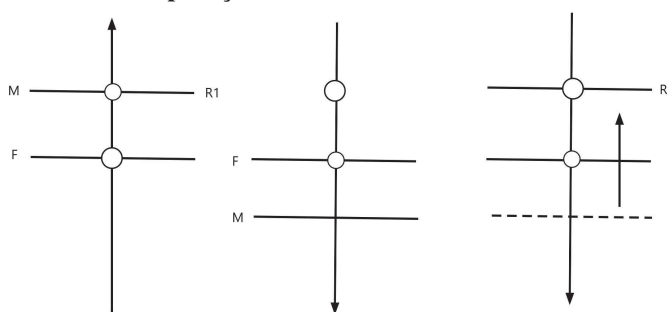
Como mencionado acima, pares de separação e ângulo de posição conhecidos com precisão também podem ser usados para calibrar o círculo de ângulo de posição no céu e uma lista de alguns brilhantes é fornecida na Tabela 3.

A técnica mais comum para a medição da distância de separação é chamada de método de “distância dupla” (ver Figura 52). Basicamente o fio fixo do micrômetro é colocado na estrela primária e o fio móvel na companheira. A leitura do fio móvel é anotada. O telescópio e o parafuso do micrômetro são então movidos até que o fio fixo seja colocado no companheiro e o fio móvel colocado na estrela primária. A diferença entre as duas posições do parafuso é duas vezes a separação do par em milímetros (ou qualquer unidade em que o parafuso está calibrado). Isso é repetido várias vezes, dependendo da dificuldade do par.

A separação do par em segundos de arco é então calculada por $k(R_2 - R_1)/2$ onde k é a constante do parafuso e R_1 e R_2 são os valores médios de cada configuração de separação. Faz-se quatro medições de distância para pares largos e até seis medidas para pares próximos. Este processo, como o da determinação do ângulo de posição, é repetido por várias noites antes que um valor médio seja determinado para cada um. É melhor fazer as medidas de separação perto do fio de ângulo de posição, pois se os fios de separação não forem estritamente paralelos, a medida de separação estará errada e, em qualquer caso, as imagens serão melhores perto do centro do campo.

A melhor maneira de iluminar o campo do micrômetro é direcionar uma luz de baixa intensidade, mas variável, para os fios, ou seja, iluminação de fio brilhante. Em alguns micrômetros que utilizam um LED vermelho, o campo é brilhante e os fios são vistos na sombra. Embora o vermelho seja geralmente considerado a cor menos provável de reduzir a eficácia do olho e distrair o observador, alguns astrônomos preferem um arranjo diferente, com LED amarelo ou branco.

Figura 52 – Método de distância dupla para determinar a separação.



Fonte: produção do autor

Ao realizar medições de qualquer quantidade, é possível que ocorram erros durante o processo. Esses erros podem se manifestar em dois tipos distintos. Em primeiro lugar, temos os erros aleatórios ou imprevistos, resultantes de flutuações naturais, como no caso do uso de um micrômetro filar para efetuar uma série de medições da separação entre estrelas binárias. Ao realizar seis leituras em cada posição do fio móvel, os números apresentarão alguma variação. Ao calcular a média aritmética desses números, obtém-se um valor que pode ser considerado uma representação justa da grandeza que está sendo medida. Esse valor pode ser convertido para a separação angular de acordo com os métodos usuais.

Caso o par estelar sendo medido seja uma binária com separação conhecida e, ao repetir a mesma medição em várias noites, os valores médios subsequentes indiquem uma separação maior do que o esperado, é possível suspeitar de um erro sistemático. Essa disparidade pode resultar de uma órbita atual que não prevê a separação correta para o tempo de observação, ou pode indicar que o valor do parafuso para o micrômetro não está preciso. Se o valor do parafuso foi derivado de apenas um par padrão, há margem para erros sistemáticos, pois a separação assumida pode não estar correta. Uma forma de verificar isso é observar outros pares padrão para verificar se o mesmo valor de parafuso é obtido. Se isso se confirmar, então a confiabilidade da órbita binária pode ser posta em questão.

B.5 MICRÔMETRO DE GRADE

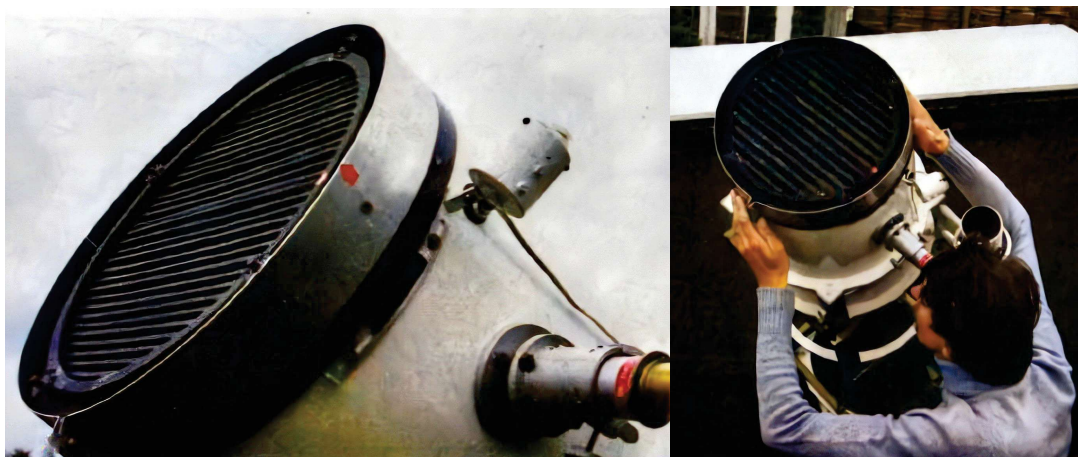
Com visto anteriormente, a observação bem-sucedida de estrelas duplas envolve a determinação precisa de duas quantidades, o ângulo de posição e a separação da estrela componente mais fraca da mais brilhante. Um bom micrometro de um tipo ou de outro é necessário para que os resultados tenham alguma utilidade na atualização das órbitas de estrelas duplas.

O micrômetro filar, que utiliza fios fixos e móveis no plano focal de uma ocular, costuma ser caro para comprar e precisa de algum conhecimento de engenharia para ser construído. É compacto, mas requer um telescópio com acionamento de relógio preciso.

Acontece que o micrômetro de grade de difração é muito fácil de construir, não é caro e não requer necessariamente um acionamento. Não é tão compacto como o filar, e várias grades são necessárias para cobrir uma série de separações de estrelas. É bastante fácil de usar com a prática.

Segundo Pither (1980) o micrômetro de grade de difração tem uma longa história, contudo o projeto que será tratado aqui foi desenvolvido e refinado por Maurice Duruy⁴. Existem duas partes básicas: primeiro uma grade circular grosseira que é igual em diâmetro a objetiva do telescópio e segundo, uma caixa de micrômetro na qual a grade se encaixa. Como pode ser visto nas fotografias, a grade e a caixa estão colocadas na extremidade do telescópio voltada para o céu.

Figura 53 – Micrômetro de grade utilizado por Colin Pither.



Fonte: Pither (1980)

O objetivo da grade é dividir a luz do sistema estelar e produzir mais de um conjunto de imagens na ocular. Quanto mais brilhante for uma estrela, maior será o número de imagens secundárias produzidas. Na prática, apenas as imagens de estrelas “reais” e as primeiras imagens de satélite (mais próximas) de cada lado são usadas.

Quando a grade é girada em torno do tubo do telescópio, as imagens de satélite aparecem em várias orientações em relação as próprias estrelas. Um *vernier* é fixado ao tubo do telescópio para fornecer as leituras das variações de posição dessas grades.

⁴ Engenheiro de minas e astrônomo amador francês.

Cada grade consiste em fendas paralelas igualmente espaçadas, cuidadosamente cortadas em uma folha de papel rígido ou metal. Os experimentos de Duruy sugeriram que as larguras das fendas fossem iguais às larguras das barras, para melhor visibilidade das imagens secundárias. A característica importante de uma grade é a distância entre os centros das fendas adjacentes, chamado de p . É igual a soma da largura da fenda e da largura da barra, de forma que uma grade com barras de 2 cm e fendas de 2 cm tem um valor de $p = 4\text{ cm}$.

Sabendo o valor de p para uma grade em particular, podemos calcular a separação (em segundos de arco) de uma estrela e imagem de satélite por meio da Equação 62

$$z = 206,265 \cdot \frac{\lambda}{p} \quad (62)$$

Onde λ é o comprimento de onda da luz ao qual o olho do observador é mais sensível. Na média esse valor gira em torno de 5192 Å , de modo que as separações teóricas para quatro grades distintas, são expressos na Tabela 10:

Tabela 10 – Separações associadas as grades de difração.

$p(\text{cm})$	4	3	2	1
$z(\prime\prime)$	2,68	3,57	5,35	10,71

Fonte: adaptado de Pither (1980, p. 154)

Curiosamente, a abertura, a distância focal e a ampliação do telescópio não entram na discussão. No entanto, a sensibilidade a cor do olho de um observador em particular e o corte preciso da grade têm um leve efeito sobre z . Por esta razão, é importante fazer uma determinação observacional de z , usando estrelas duplas bem conhecidas e não confiar no valor de z conforme calculado na Tabela 10.

B.5.1 Fazendo uma observação

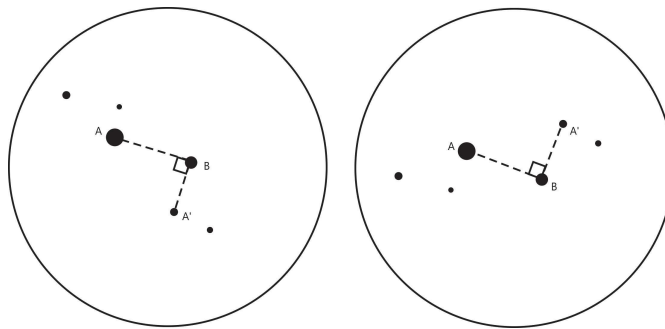
Uma vez encaixado o micrômetro no telescópio, deve-se selecionar uma grade cujo valor de z seja próximo, porém maior que a separação do duplo a ser observado. Alinhe a grade aproximadamente dentro da caixa de modo que as barras corram de norte a sul e a escala mostre 90° .

1. Localize a estrela dupla no telescópio e insira uma ocular que tenha pelo menos uma cruz reta abrangendo o campo de visão. Gire a ocular até que a estrela mais brilhante (estrela A) se mova precisamente ao longo da mira quando o motor do *clock driver* é desligado.

As imagens de satélite devem ser alinhadas paralelamente à mira, gire a grade levemente (se necessário) até que isso ocorra e, em seguida, ajuste o *vernier* para ler exatamente 90° .

2. Defina a grade na orientação 0° (barras orientadas leste-oeste, imagens de satélite em norte-sul). Gire lentamente a grade na direção do ângulo crescente, até que uma das duas configurações do diagrama (Figura 54) seja vista e anote a leitura na escala. Este ângulo é denominado a_1 . Continue girando a grade ainda mais na mesma direção, até que a imagem de satélite da estrela A esteja do outro lado da estrela B . Leia o *vernier* novamente e chame esse ângulo de a_2 .

Figura 54 – Os dois alinhamentos usados para resolver o ângulo de posição e a separação de A e B.



Fonte: produção do autor

3. Repita toda a sequência várias vezes durante a noite, e por um período de várias noites, a fim de obter a média de todas as medições feitas.
4. Observe as cores dos componentes do par, magnitudes aparentes e o quadrante no qual a estrela B se encontra em relação à estrela A . Registre também a data (ano e decimais), vendo as condições, a ampliação e a grade em particular empregada. É uma boa prática esboçar o campo ao redor do duplo, como visto no localizador do telescópio.
5. Após a observação e registro, os dados podem ser reduzido para obter o ângulo de posição e separação, usando as seguintes equações:

$$\theta = \frac{(a_1 + a_2)}{2} \quad (63)$$

$$\rho = z \cos \left[\left(\frac{a_2 - a_1}{2} \right) \right] \quad (64)$$

Pode ser necessário adicionar 180° para colocar o ângulo de posição (θ) no quadrante correto, por causa da ambiguidade inerente na determinação deste valor com o micrômetro da rede de difração.

B.5.2 Precisão alcançada

Segundo Pither (1980) os anos de medição de estrelas duplas com o micrômetro de grade, tem sido encorajadores. Os valores obtidos em comparação com valores previstos em catálogos profissionais tem apresentado um percentual de erro abaixo dos 3%, o que o levou a estender suas medições para pares mais fracos.

Para essas estrelas o uso de grades interrompidas (Figura 55), que ao contrário da grade padrão, não tem toda a face coberta por barras e espaços, aumenta a coleta de luz em 25%, permitindo imagens mais nítidas das estrelas reais e um reconhecimento mais fácil das imagens satélite. Também é benéfico quando a estrela B é muito mais fraca que a estrela A .

Figura 55 – Grade convencional e a grade interrompida para uso em duplas fracas.



Fonte: Pither (1980)